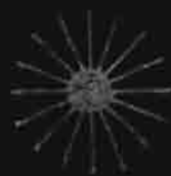


П. Г. КУЛИКОВСКИЙ

21855



**ЗВЕЗДНАЯ
АСТРОНОМИЯ**

П. Г. КУЛИКОВСКИЙ

ЗВЕЗДНАЯ АСТРОНОМИЯ

*Допущено Министерством
высшего и среднего специального образования СССР
в качестве учебного пособия
для студентов университетов,
обучающихся по специальности «Астрономия»*

BIBLIOTEKA
ODSEKA ZA MATEMATIČKE, MEHANIČKE
I ASTRONOMSKE NAUKE
PRIRODNO-MATEMATIČKI FAKULTETA U BEOGRADU
Broj inventara 21855



ИЗДАТЕЛЬСТВО «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
МОСКВА 1978

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие	7
Введение	9
1. Основные звездно-статистические задачи и методы	11
2. Наблюдательный материал	13
3. Системы сферических координат. Галактические координаты	14
4. Собственные движения	15
5. Лучевые скорости. Учет движений Земли	20
6. Тригонометрические параллаксы звезд	22
6.1. Определение абсолютных тригонометрических параллаксов (22).	
6.2. Метод Ф. Шлезинджера (23). 6.3. Исправление π_{tr} за влияние	
случайных ошибок (25). 6.4. Заключительные замечания (25).	
7. Спектральные классификации звезд	26
8. Фотометрические системы звездных величин	31
9. Показатели цвета, нормальные цвета, избытки цвета. Различ-	
ные цветовые диаграммы	34
10. Боллометрические звездные величины. Боллометрические по-	
правки	39
11. Светимости звезд. Диаграмма «спектр — светимость»	41
12. Фотометрические расстояния	44
12.1. Спектральные параллаксы (44). 12.2. Цефеидные параллак-	
сы и параллаксы других физических переменных (45). 12.3. Фо-	
тометрические параллаксы других типов объектов (47). 12.4. Фо-	
тометрические расстояния звездных скоплений (47).	
13. Массы звезд по исследованиям двойных звезд. Зависимость	
«масса — светимость»	48
14. Межзвездная среда по данным оптических наблюдений	51
15. Источники рентгеновского излучения	53
16. Источники инфракрасного излучения	57
17. Предварительный общий обзор Галактики	59
Г л а в а 1. Звездная кинематика	63
18. Пространственные скорости звезд и их компоненты	63
19. Движение Солнца в пространстве среди звезд	64
20. Методы определения движения Солнца	66
20.1. Определение апекса движения Солнца и его скорости по простран-	
ственным скоростям звезд (66). 20.2. Определение координат апекса	
по μ (метод Ковальского — Эри) (67). 20.3. Определение солнечного	
движения по V_p (68).	
21. Статистические параллаксы	70
21.1. ν и τ -компоненты μ . (70). 21.2. Средний параллакс по ν -компоненту	
(71). 21.3. Средний параллакс по τ -компоненту и $ \overline{V_p} $ (72). 21.4.	
Эмпирическая связь \overline{m} и $\overline{\mu}$ (72).	
22. Пекулярные (остаточные) скорости звезд	73

23. Методы изучения распределения пекулярных звездных скоростей	76
23.1. Полярные диаграммы Ковальского — Каптейна (76). 23.2. Эллипсоидальное распределение пекулярных звездных скоростей (76). 23.3. Эллипсоиды звездных скоростей (77).	
24. Ось асимметрии Стремберга	78
25. Общее рассмотрение проблемы вращения Галактики	81
26. Формула Ботлингера	82
27. Формулы Оорта (1927)	83
28. Анализ данных о вращении Галактики	86
28.1. Графический анализ вращения Галактики (86). 28.2. Постоянные Оорта и угловая скорость вращения Галактики (87)	
29. Некруговое движение	89
30. Метод Камма определения ω (R)	89
31. Анализ радионаблюдений облаков Н I	91
Глава 2. Основные понятия динамики звездных систем	93
32. Введение	93
33. Звездная система как «звездный газ»	95
34. Время релаксации	98
34.1. Эффект однократной встречи двух звезд (98). 34.2. Кумулятивный эффект многократных встреч звезд с другими звездами (99). 34.3. Сравнение эффекта действия иррегулярных и регулярных сил в изолированной системе (100). 34.4. Общие тенденции эволюции звездной системы под действием иррегулярных сил (101).	
35. Основные уравнения «бесстолкновительной» звездной динамики	102
36. Динамика малых звездных ансамблей	106
36.1. Динамика систем кратных звезд или кратных галактик (106). 36.2. Динамика звездных скоплений. Их устойчивость. Определение массы скопления (107).	
Глава 3. Строение Галактики	109
37. Звездные подсчеты Гершелей	109
38. Первая модель Галактики	110
39. Теорема Зеелигера	111
40. Звездные подсчеты до $18^m,5$	112
41. Первые оценки полного числа звезд в Галактике	113
42. Области повышенной видимой плотности звезд	115
43. Функция светимости	117
43.1. Определение ϕ (M) по данным о звездах: 1) до некоторого расстояния r и 2) до некоторой звездной величины m (117). 43.2. Функция светимости по данным о собственных движениях звезд (118).	
44. Звездные скопления	121
45. Выделение членов скопления	124
46. Движущиеся скопления	125
46.1. Определение координат A , D радианта движущегося скопления (127). 46.2. Определение пространственной скорости движущегося скопления и параллакса его членов (128).	
47. Рассеянные скопления	129
47.1. Классификация рассеянных звездных скоплений (129). 47.2. Диаграмма «цвет — видимая звездная величина» и определение по ней расстояния до рассеянного скопления (129). 47.3. Функция светимости для звезд рассеянных скоплений (132). 47.4. Функция интегральной светимости рассеянных скоплений. Оценка полного их числа (133).	
48. Шаровые скопления	134
48.1. Форма, концентрация, диаграмма «цвет — видимая звездная величина» шаровых скоплений (136). 48.2. Видимые диаметры шаровых скоплений (139). 48.3. Определение расстояний до шаровых скоплений (139).	

49. Методы определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении	141
49.1. Аналитические методы (141). 49.2. Численные методы (143).	
50. Структура звездного скопления	145
51. Функция светимости для звезд шаровых скоплений	146
52. Функция интегральной светимости шаровых скоплений	147
53. Возраст звездных скоплений и их положение в Галактике	147
54. Звездные ассоциации	148
55. Поглощение света в межзвездном пространстве	150
55.1. Межзвездная материя и поглощение света (150). 55.2. Закон поглощения света. Размер поглощающих свет частиц (153). 55.3. Влияние межзвездного поглощения света на видимый блеск звезд (155).	
56. Определение полного поглощения по избытку цвета звезды	156
57. Статистический метод П. П. Паренаго учета поглощения света. Карта А. С. Шарова	157
57.1. Дискретность поглощающей свет материи (160).	
58. Функция звездной плотности	160
58.1. Функция блеска (160) 58.2. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$ (161).	
59. Интегральные уравнения К. Шварцшильда	162
60. Численный метод Каптейна — Бока для определения $D(r)$	164
61. Метод Вашакидзе — Оорта определения звездной плотности с учетом поглощения	167
62. Поверхности равных звездных плотностей	169
63. Логарифмические градиенты звездной плотности	172
64. Масса Галактики	172
65. Типы звездного населения Галактики	173
66. Направление на центр Галактики и расстояние до него	176
67. Спиральная структура Галактики	176
68. Центральная область Галактики	182
69. Заключительные замечания к главе 3	185
Глава 4. Метагалактика	186
70. Морфологические классификации галактик	186
71. Определение расстояний до галактик	189
72. Определение размеров галактик	190
73. Определение вращения галактик	191
74. Определение масс галактик	192
75. Звездное население галактик	192
76. Видимое распределение галактик	193
77. Скопления галактик	194
77.1 Местная группа галактик (195). 77.2. Сверхскопление («сверхгалактика») Ж. Вокулера (199).	
Заключение	200
Приложение 1. Хронология истории звездной астрономии (начиная с нового времени)	203
Приложение 2. Таблицы	213
2.1. Перечень общепринятых обозначений ряда изданий, содержащих каталоги, атласы и другие материалы, используемые в звездной астрономии	213
2.2а. Созвездия, их названия и обозначения	217
2.2б. Созвездия в алфавитном порядке их латинских названий	219
2.3. Соотношение M_V и L_V	220

2.4. Соотношение модуля расстояния ($m - M$), параллакса (π) и расстояния (r) в парсеках	222
2.5. Переход от экваториальных координат (α, δ) к галактическим (l, b) в новой системе галактических координат	224
2.6. Характеристики спектральных классов по гарвардской классификации	230
2.7. Спектры и светимости M_V для звезд различных последовательностей на диаграмме Г — Р	231
2.8. Нормальные цвета звезд различных спектральных классов и классов светимости и болометрические поправки (В. С.)	231
2.9. Соотношения S_p, M, R и L для разных классов светимости	232
2.10. Средние параллаксы $\bar{\pi}(V, b)$	232
2.11. 50 самых ярких звезд	233
2.12. 50 самых близких звезд	236
2.13. 50 звезд с наибольшими собственными движениями	238
2.14. Некоторые яркие рассеянные звездные скопления	241
2.15. Некоторые шаровые звездные скопления	242
Приложение 3. Номограммы	244
3.1. Равновеликая проекция небесной сферы	244
3.2. Переход от α, δ к l, b	244
Литература	245
Указатель имен	250
Предметный указатель	253

ПРЕДИСЛОВИЕ

Звездная астрономия включена в число общих курсов, читаемых студентам-астрономам, еще не выбравшим своей будущей, более узкой специальности. Опираясь в своих исследованиях Галактики на совокупность самых разнообразных данных о населяющих ее объектах, звездная астрономия использует массовый наблюдательный материал, добытый представителями всех астрономических специальностей, и пользуется многими выводами едва ли не всех других разделов астрономии. Звездная астрономия анализирует сведения об этих объектах, применяя методы математической статистики для выявления функциональных или корреляционных связей различных их характеристик.

В настоящее время нет учебника, который, отражая состояние науки 70-х гг., знакомил бы читателя со сложным строением и кинематикой различных форм материи, составляющих нашу звездную систему. Прекрасная монография-учебник П. П. Паренаго «Курс звездной астрономии», на трех изданиях которой (1938, 1946, 1954) воспитывались многие астрономы, остается одной из лучших в мировой литературе, несмотря на то, что в ряде своих разделов она устарела. Ее дополняют: книга польских ученых В. Зонна и К. Рудницкого «Звездная астрономия», вышедшая в переводе на русский язык под редакцией П. П. Паренаго в 1959 г., II том «Курса астрофизики и звездной астрономии» под редакцией А. А. Михайлова, 1962 г., монография К. Ф. Огородникова «Динамика звездных систем» (1958) и некоторые другие книги, перечисленные в списке литературы (стр. 245).

Экспоненциально растущий поток информации по каждой специальности при ограниченном числе лекционных часов принуждает к тщательному отбору для каждого курса *самого главного и необходимого*, а также к возможно более компактному изложению. Эта мысль руководила составителем на всех этапах этой работы. Ему хотелось кратко дать представление об основных проблемах звездной астрономии и о нерешенных еще вопросах. Мелким шрифтом дается ряд интересных деталей, указания на новые факты и новые проблемы, приводятся дополнительные указания литературы.

История звездной астрономии, восходящая к первым догадкам о природе Млечного Пути и первым качественным оценкам

Коперника расстояний до звезд, весьма интересна и поучительна. Однако мы ограничиваемся в тексте лишь некоторыми популярными историческими сведениями, выделив в *Приложении 1* хронологию развития представлений о Вселенной и открытий, близких к предмету звездной астрономии. *Приложение 2* включает аннотированный перечень основных источников информации по различным характеристикам рассматриваемых объектов и некоторые полезные таблицы. Более подробные списки источников можно найти в книге «Практические работы по звездной астрономии», М., «Наука», 1971. В *Приложении 3* даны две номограммы. Для экономии места и экономии времени читателя широко используются латинские трехбуквенные обозначения созвездий, а также система обозначений различных величин, принятая в астрономии.

При подборе иллюстраций автор стремился исходить из мудрого замечания древних китайцев, что «один рисунок может заменить 10 000 слов».

После списка общей литературы, нумерованной римскими цифрами, даны литературные ссылки по отдельным вопросам (в тексте это арабские цифры в квадратных скобках ¹); из дидактических соображений даны подробные названия журнальных статей.

Составитель очень благодарен за критические замечания и добрые советы официальным рецензентам проф. Т. А. Агекяну (ЛГУ), проф. К. А. Бархатовой и сотрудникам кафедры астрономии и геодезии Уральского университета, многим сотрудникам Кафедры звездной астрономии МГУ и в особенности Е. Д. Павловской, взявшей на себя труд редактирования этого пособия, Ф. А. Цицину, существенно откорректировавшему изложение начал звездной динамики, А. С. Шарову, просмотревшему разделы, связанные с фотометрическими проблемами, П. Н. Холопову — за советы по разделу «Звездные скопления». Я благодарен также М. С. Тороповой за помощь при изготовлении многих чертежей. Не во всех случаях удалось последовать добрым советам, и поэтому ответственность за недостатки и упущения ложится целиком на составителя.

Весьма возможные критические замечания и предложения, относящиеся к публикуемому пособию, будут встречены с вниманием и благодарностью.

П. Куликовский

¹) Полу жирные цифры в круглых скобках обозначают раздел книги, светлые цифры в скобках — ссылки на формулы.

ВВЕДЕНИЕ

Звездная астрономия изучает строение и развитие нашей звездной системы — Галактики. Исследуя ее современное состояние, т. е. структуру, закономерности движения материи в ней, взаимозависимости различных характеристик составляющих ее объектов, сравнивая меж собой звездные населения различных галактик, приходя попутно к некоторым космогоническим выводам, звездная астрономия накапливает материал для разработки общей теории происхождения и эволюции звездных систем. В этом она, разумеется, тесно сотрудничает с другими областями науки.

Изучение Галактики весьма осложнено тем, что мы находимся в н у т р и нее, в газопылевой поглощающей свет среде сложного (клочковатого) строения, движемся вместе с Солнцем и, наконец, исследовали пока лишь небольшую часть объема Галактики. При оценках расстояний до различных деталей структуры Галактики необходимо, изучив распределение поглощающей свет диффузной материи, тщательно учесть межзвездное поглощение света.

Современное состояние Галактики определяется распределением в пространстве и движением в с е х составляющих ее элементов: звезд, зачастую являющихся двойными, тройными и вообще кратными, или переменными, имея в виду переменность разных физических характеристик (блеска, спектра и т. д.), звездных скоплений — рассеянных и шаровых, звездных ассоциаций различного состава, разнообразных форм диффузной материи, образующей светлые и темные туманности, излучений всех частот и энергетических полей, создаваемых этими видами материи. Перечисленные объекты в отдельности (или их виды) с различных точек зрения изучаются другими разделами астрономии. В звездной астрономии зависимости между отдельными характеристиками перечисленных объектов выявляются методами статистического анализа массового материала, что представляет собой характерную особенность звездной астрономии. Всегда надо иметь в виду, что зависимости между звездными характеристиками, выявленные в окрестностях Солнца, могут оказаться иными в других областях Галактики.

При исследовании закономерностей, обнаруживаемых в Галактике, мы опираемся на разнообразные наблюдательные данные, собранные в основном за последние два века многочисленными обсерваториями всего мира и заключенные в каталогах различных физических, кинематических, геометрических и других характеристик всех видов вещества в Галактике.

В 1970 г. в Страсбурге (Франция) был организован международный «Центр звездных данных», который собирает у себя все изданные каталоги и еще не опубликованные данные обо всех возможных звездных характеристиках и распространяет их в виде светокопий, микрофильмов, массивов перфокарт для ЭВМ или на магнитной ленте среди всех, нуждающихся в каких-либо данных. Этот центр издает свой Информационный бюллетень «Information Bulletin», содержащий информацию не только обо всем, чем он располагает и чем пополняет свои фонды, но и систематически публикующий списки ошибок и опечаток, обнаруживаемых в различных прежних каталожных изданиях при их обработке на ЭВМ.

Перевод каталожных данных на перфокарты или магнитные ленты является тенденцией современного этапа использования массового материала для статистических методов решения всевозможных звездно-астрономических, теоретико-астрофизических, эволюционных, космологических и прочих проблем астрономии наших дней. Такими массивами располагают, например, центр по визуально-двойным звездам в Морской обсерватории США в Вашингтоне, составители Общего Каталога Переменных Звезд в Москве и т. д.

Однако, прежде чем анализировать эти характеристики, мы должны постараться выяснить влияние условий наблюдений на полностью имеющегося статистического материала (эффект *наблюдательной селекции*)¹, выявить возможные систематические ошибки наблюдений и измерений и оценить реальную точность исходных данных. После этого можно приступить к главному — переходу от видимой картины каждой исследуемой звездной системы (начиная от системы любой двойной звезды до всей нашей звездной системы) к ее истинной картине. Исследованные отдельно характеристики необходимо сопоставить между собой, чтобы выявить наличие и характер их связей и определить их значение для общей теории происхождения и развития Галактики. Сопоставляя *физические* характеристики с *кинематическими* и *геометрическими*, мы не только получаем представление о крайней сложности современного нам устройства Галактики, но в ряде случаев находим некоторые указания на эволюционные процессы, происходящие в ней. Однако, только сопоставляя всё, что дает нам изучение Галактики, с данными о других звездных системах — галактиках, — можно надеяться решить в будущем общую космогоническую задачу.

Изучение Вселенной за пределами Галактики теперь часто выделяется в особую дисциплину — *внегалактическую астрономию*, которая в сочетании с *космологией*, решает задачу создания

¹ Простой пример селекции наблюдательного материала дает ограничение каталога некоторой предельной видимой звездной величиной, либо определенным расстоянием от нас.

теории происхождения и развития, но теперь уже в масштабах всей доступной наблюдениям области Вселенной — в Метагалактике. Для звездной астрономии имеет значение сравнение Галактики с другими галактиками по морфологическим признакам и по звездному составу, а также определение ее места в Метагалактике.

Отдельной дисциплиной стала теперь и *динамика звездных систем*, имеющая уже большую литературу. Мы коснемся ниже лишь некоторых самых первоначальных понятий этой области науки.

В последние годы появились новые технические (в том числе и внеатмосферные) возможности исследования Галактики, которые уже привели к открытию ряда новых явлений и новых видов космических объектов: источников рентгеновского и гамма-излучения, излучения молекул OH , H_2 , H_2O , формальдегида H_2CO , аммония NH_3 , таких сложных молекул, как формамид (NH_2CHO) или метанимин (CH_2NH), и др., открытию пульсаров, реликтового излучения и т. д. Все бóльший вклад в звездную астрономию вносят радиоастрономические методы. Часто всё, связанное с техникой, методами и результатами применения радиоастрономических средств исследования, объединяют словом *радиоастрономия*, особый раздел которой представляет собой *галактическая радиоастрономия*, изучающая кинематику и распределение водородных облаков и других галактических источников радиоизлучения.

1. Основные звездно-статистические задачи и методы

Достижения математической статистики и практическая доступность машинного счета делают возможным широкое применение ЭВМ для решения звездно-астрономических задач. Применяя статистические методы, не следует, однако, упускать из виду, что реальная Вселенная для своего полного (и адекватного) описания, вероятно, может потребовать учета большего числа факторов, чем то, которым мы сейчас располагаем.

Из большого числа звездно-статистических задач выделим несколько типовых.

1) Выявление связей между различными характеристиками. Иногда эти связи выражаются формулами, параметры которых определяются из данных наблюдений методом наименьших квадратов, либо методом наибольшего правдоподобия, иногда — в виде таблиц или диаграмм. Так, например, зависимость «период — светимость» для цефеид может быть выражена формулой, а зависимость «спектр — абсолютная звездная величина» — знаменитой диаграммой Герцшпрунга — Рассела (стр. 41).

2) Выяснение распределения объектов как функции либо одной какой-нибудь их характеристики, либо двух или большего числа характеристик. Например, число звезд в зависимости от их

видимой звездной величины m $A(m)$ либо та же функция $A(m)$ в зависимости и от галактической широты, т. е. $A(m, b)$, либо эта же функция в зависимости от l и b , т. е. $A(m, l, b)$, называется *дифференциальной функцией* распределения звезд по их видимым величинам или, коротко, «*функцией блеска*». Эта функция сразу же выявляет ряд особенностей, подлежащих дальнейшему анализу: плавное увеличение числа звезд по мере перехода к все более слабым звездам; увеличение числа звезд (разное для разных звездных величин) по мере приближения к средней линии Млечного Пути (галактическая концентрация); наличие ряда областей на небе с заметным увеличением числа звезд (таковы, например, область центра Галактики, Местная система и некоторые другие). Другим примером функции распределения является *функция светимости* $\varphi(M)$ (43).

3) Выявление *зависимостей* между различными функциями распределения, что позволяет по одним функциям находить другие. Так, например, по $A(m)$ и $\varphi(M)$ можно определить ход пространственной звездной плотности $D(r)$ (58).

Как было сказано, собрав наблюдательный материал по какой-нибудь звездной характеристике, сначала надо оценить — достаточно ли этих данных для того, чтобы объективно судить о звездном населении в целом (или избранной группе объектов), и не влияют ли какие-нибудь источники систематических ошибок на наши представления об этой характеристике. Нужно также выяснить, как сказываются неизбежные ограничения, накладываемые наблюдательной техникой и условиями видимости на оценку того объема пространства, внутри которого можно полагать статистику достаточно представительной. Так, например, данные, содержащиеся в каталоге с некоторой предельной звездной величиной, позволяют нам изучать звезды-карлики в меньшем объеме пространства вокруг Солнца, чем звезды-гиганты. Следовательно, наблюдаемые численности карликов и гигантов будут относиться к разным объемам, что необходимо учитывать при оценке пространственной плотности звезд.

Из теории вероятностей и из математической статистики, которые заслуживают самого пристального внимания студентов¹, необходимы в первую очередь следующие понятия и величины.

1) Характеристики точности при равноточных и неравноточных измерениях — *средние квадратические ошибки, вероятные ошибки*. Принцип назначения *весов* p .

¹ Обращаем особое внимание читателя на книги Т. А. Агекяна «Теория вероятностей для астрономов и физиков», «Наука», 1974, 264 стр.; «Основы теории ошибок для астрономов и физиков», изд. 2-е, «Наука», 1972, 170 стр., а также на «Математическую обработку наблюдений» Б. М. Щиголева, изд. 3-е, «Наука», 1969, 344 стр., и на книгу Д. Худсона «Статистика для физиков», «Мир», 1970, 296 стр.

2) *Функции распределения* одномерных совокупностей данных (*дифференциальная функция* или *функция плотности* и *интегральная*), характеристики этих функций: центр распределения \bar{x} , медиана, мода, дисперсия σ^2 , эксцесс, коэффициент асимметрии или скошенность.

3) *Нормальный закон распределения* (закон Гаусса) и кривая Гаусса.

4) *Двумерные совокупности данных; корреляционные связи* и коэффициенты линейной корреляции; *уравнения регрессий* и коэффициенты регрессии.

5) *Критерии согласия*, *доверительные интервалы* и *доверительные границы*.

6) *Метод наименьших квадратов*.

7) *Метод максимума правдоподобия*.

2. Наблюдательный материал

Материалом для звездно-астрономических исследований являются «геометрические» данные — точные положения на небе (в одной из систем сферических координат) возможно большего числа избранных объектов, их расстояния от нас, их движения в пространстве относительно Солнца, а также их физические характеристики. Среди них: видимый блеск m , температура поверхности T (определяемая в первом приближении по спектральному классу Sp), видимый цвет, светимость, размеры, массы и средние плотности звезд или иных объектов исследования. Если речь идет о светлых или темных туманностях, то рассматриваются их видимая поверхностная яркость, угловые размеры и оптические толщины, поляризация света.

Характеристики объектов, выявляющиеся в результате наблюдений в гамма-, рентгеновском, ультрафиолетовом, инфракрасном и радиодиапазоне, также изучаются и звездно-астрономическими методами. Некоторые наблюдаемые (измеряемые или выводимые из наблюдений) величины искажены условиями наблюдения, земной атмосферой или межзвездной средой (например, видимая звездная величина, видимый показатель цвета, поляризация и т. д.), в то время как другие получаются сразу как отражающие свойства, присущие самой звезде, например, светимость звезды, ее спектральный класс, размеры, температура поверхности, масса и некоторые другие.

Ниже дано конспективное напоминание о методах определения из наблюдений перечисленных выше характеристик. Дальнейшее изложение будет широко использовать содержание этих разделов.

Основные источники наблюдательных данных указаны в Приложении 2, в таблице 1 (сокращенно П2.1).

3. Системы сферических координат. Галактические координаты

Положение любого объекта на небесной сфере в какой-нибудь момент однозначно определяется двумя числами в одной из систем сферических координат. Одно из чисел определяет угловое расстояние от *основной* плоскости этой системы или от соответствующих полюсов. Другое число, отсчитываемое от некоторого условного начала вдоль экватора — линии пересечения небесной сферы основной плоскостью, — определяет положение большого круга, проходящего через полюсы и объект.

Выбор системы сферических координат определяется особенностями поставленной задачи. Определение собственных движений μ естественно производить в экваториальной системе, в которой определяются прямые восхождения α и склонения δ на меридианных и вертикальных кругах, либо измеряются положения изображений звезд на негативах, снятых при помощи астрографов, имеющих, как правило, экваториальную монтировку.

При решении звездно-астрономических задач естественно пользоваться (как это впервые сделал В. Гершель) системой галактических сферических координат, для которой основной плоскостью является плоскость Галактики. Определить положение этой основной плоскости оказалось не просто. Средняя линия Млечного Пути, по отношению к которой симметрично расположены многие объекты Галактики, оказалась *малым кругом* небесной сферы, более близким к южному полюсу Галактики (рис. 1). Причина этого — небольшое возвышение Солнца над основной плоскостью Галактики.

При решении звездно-астрономических задач естественно пользоваться (как это впервые сделал В. Гершель) системой галактических сферических координат, для которой основной плоскостью является плоскость Галактики. Определить положение этой основной плоскости оказалось не просто. Средняя линия Млечного Пути, по отношению к которой симметрично расположены многие объекты Галактики, оказалась *малым кругом* небесной сферы, более близким к южному полюсу Галактики (рис. 1). Причина этого — небольшое возвышение Солнца над основной плоскостью Галактики.

Разнообразные наблюдения (в том числе и радиоастрономические) дают для северного полюса этого малого круга (иначе говоря —

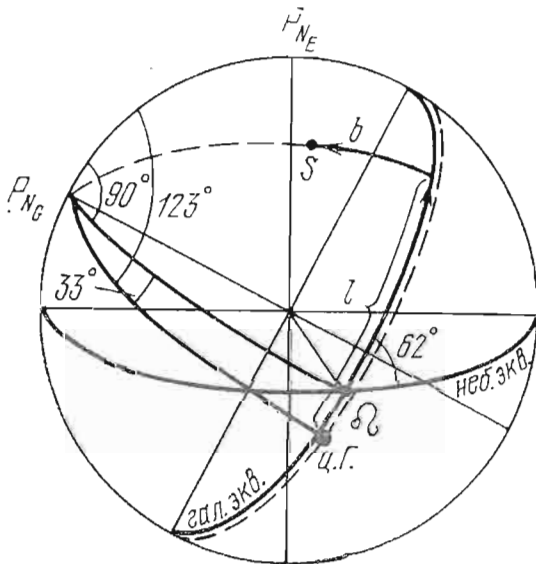


Рис. 1. К установлению галактической системы координат: ζ . P . — центр Галактики, S — звезда с галактическими координатами l и b , штриховая линия — средняя линия Млечного Пути, 123° — позиционный угол эпохи равноденствия 1950,0 круга галактической широты $l = 0^\circ$, $33^\circ = l^{\text{II}}$ восходящего узла галактического экватора.

для северного полюса Галактики) следующие экваториальные координаты (равноденствие 1950,0): $\alpha_{\text{II}} = 12^{\text{h}}49^{\text{m}}$; $\delta_{\text{II}} = +27^\circ,4$ (созвездие Com). Б о л ь ш о й круг, соответствующий этому полюсу,

принимается за *галактический экватор*¹. Южный полюс Галактики находится в созвездии Scl. На малом круге, отстоящем примерно на 1° к югу от *галактического экватора*, находится *центр Галактики*, положение которого считается совпадающим с интенсивным радиоисточником весьма малых угловых размеров Sgr A ($\alpha_{1950} = 17^{\text{h}}42^{\text{m}}6$; $\delta_{1950} = -28^\circ56'$). Начало отсчета галактических долгот ведется от круга галактических широт, имеющего позиционный угол $123,0^\circ$ от полюса мира 1950,0² и проходящего почти через центр Галактики. Возрастание l идет в том же направлении, что и возрастание α . Галактические координаты не меняются со временем, как меняются вследствие прецессии экваториальные координаты. При определении галактических координат каких-либо объектов употребляются таблицы (П2.5), или номограммы (П 3.2) либо формулы

$$\sin b = \sin \delta \sin \delta_{\text{п}} + \cos \delta \cos \delta_{\text{п}} \cos (\alpha - \alpha_{\text{п}}),$$

$$\text{tg } l = \text{tg } \delta \cos \delta_{\text{п}} \text{cosec } (\alpha - \alpha_{\text{п}}) - \sin \delta_{\text{п}} \text{ctg } (\alpha - \alpha_{\text{п}}),$$

где α и δ — экваториальные координаты эпохи 1950,0.

До 1958 г. была принята система галактических координат с полюсом: $\alpha_{\text{п}} = 190^\circ = 12^{\text{h}}40^{\text{m}}$, $\delta_{\text{п}} = +28^\circ(1900,0)$. Он соответствовал углу наклона галактического экватора к небесному $i = 90^\circ - \delta_{\text{п}} = 62^\circ$ и α восходящего узла $\alpha_{\Omega} = 90^\circ + \alpha_{\text{п}} = 280^\circ = 18^{\text{h}}40^{\text{m}}$ (созвездие Aql). Галактические долготы отсчитывались от этого узла. Координаты в этой системе стали обозначать l^{I} , b^{I} , тогда как в новой — l^{II} , b^{II} . С 1970 г. окончательно перешли на новую систему и перестали употреблять значки I и II. Координаты центра Галактики в старой системе координат $l^{\text{I}} = 327^\circ,69$, $b^{\text{I}} = -1^\circ,40$.

4. Собственные движения

Годичное угловое перемещение звезды называется ее *собственным движением* μ . Оно выражается в секундах дуги в год. Определение μ из наблюдений ведется отдельно по двум экваториальным координатам: μ_{α} и μ_{δ} . Сравнивая точные меридианные положения, определенные в разные моменты времени, получим так называемые *абсолютные*, или *меридианные*, μ . Их определение возможно пока лишь для звезд ярче 9^{m} . Другой путь определения μ — сравнение двух снимков, полученных (по возможности с одним и тем же астрографом) с интервалом в несколько десятков лет, что даст *относительные* μ , которые затем надо привести к абсолютным (см. ниже).

В первом случае необходимо привести все положения звезды, определенные в различные годы, к одному равноденствию, что

¹ Он составляет угол в $62^\circ,6$ с плоскостью небесного экватора; α_{1950} восходящего узла галактического экватора $18^{\text{h}}49^{\text{m}}0 = 282^\circ,25$.

² Sgr A находится лишь в $30''$ от этого круга.

требует строгого учета прецессии. Для этого служат точные формулы и основанные на них таблицы (имеющиеся для этой цели номограммы могут дать лишь приближенный учет прецессии).

После учета прецессии надо все положения привести к одной и той же фундаментальной системе. Среди фундаментальных каталогов наиболее распространены два: ГС, содержащий координаты и собственные движения 33 342 звезд, и FK4 — положения и μ 1535 звезд (см. П 2.1, а также [1] и книгу П. И. Бакулина [2]). Надо, однако, иметь в виду, что фундаментальные системы звездных положений сами обнаруживают некоторые систематические различия, являющиеся функциями координат звезд. Так, наилучшая в настоящее время система FK4 обнаруживает свои систематические ошибки (в частности вида $\Delta\alpha_\delta$). Ведется работа по составлению более совершенного фундаментального каталога FK5.

После приведения всех данных к одной системе надо каждому положению назначить вес p , соответствующий средней величине вероятной ошибки определения положения в данном каталоге. Вес какого-нибудь каталога $p = \sigma_0^2/\sigma^2$, где σ — оценка среднего значения вероятной ошибки данных этого каталога ¹, а σ_0 — вероятная ошибка единицы веса. Так, например, единица веса в системе ГС соответствует вероятной ошибке $\sigma_{0\alpha} = \pm 0^s,020 \text{ сек } \delta$ для α и $\sigma_{0\delta} = \pm 0'' ,30$ для δ .

Веса каталогов уменьшаются по мере перехода в прошлое; даже Пулковские каталоги, созданные в середине XIX в., имеют вес всего $\sim 0,01$ веса современных нам каталогов.

После этого можно определять μ_α и μ_δ , решая методом наименьших квадратов условные уравнения вида

$$\begin{aligned} \alpha_i &= \alpha_0 + \mu_\alpha (t_i - t_0), & \text{вес } p_{i\alpha}, \\ \delta_i &= \delta_0 + \mu_\delta (t_i - t_0), & \text{вес } p_{i\delta}. \end{aligned} \quad (1)$$

В итоге получим:

$$\left. \begin{aligned} \alpha_0 &= \frac{\sum \alpha_i p_{i\alpha}}{\sum p_{i\alpha}}, & t_{0\alpha} &= \frac{\sum t_i p_{i\alpha}}{\sum p_{i\alpha}}, & \mu_\alpha^s &= \frac{\sum \Delta \alpha_i p_{i\alpha} \Delta t_i}{\sum p_{i\alpha} (\Delta t_i)^2}, \\ \delta_0 &= \frac{\sum \delta_i p_{i\delta}}{\sum p_{i\delta}}, & t_{0\delta} &= \frac{\sum t_i p_{i\delta}}{\sum p_{i\delta}}, & \mu_\delta'' &= \frac{\sum \Delta \delta_i p_{i\delta} \Delta t_i}{\sum p_{i\delta} (\Delta t_i)^2}, \end{aligned} \right\} \begin{aligned} & \text{где } \Delta \alpha_i = \\ & = \alpha_i - \alpha_0, \\ & \Delta t_i = t_i - t_0, \\ & \Delta \delta_i = \delta_i - \delta_0. \end{aligned}$$

Вероятные ошибки полученных μ_α^s и μ_δ'' будут

$$\sigma_{\mu_\alpha^s} = \pm \frac{\sigma_{0\alpha}}{\sqrt{\sum p_{i\alpha} (\Delta t_i)^2}}, \quad \sigma_{\mu_\delta''} = \pm \frac{\sigma_{0\delta}}{\sqrt{\sum p_{i\delta} (\Delta t_i)^2}},$$

¹ Как правило, она приводится в предисловии к каталогу; иначе ее надо специально определять.

где $\sigma_{0\alpha}$ и $\sigma_{0\delta}$ — вероятные ошибки единицы веса в данной фундаментальной системе.

Как видно, точность полученных значений μ_α и μ_δ зависит от Δt , от числа использованных каталогов и их точности. При $\Delta t \sim 50$ лет и большом числе точных каталогов можно рассчитывать получить точность μ около $\pm 0'',003/\text{год}$.

Компоненты μ_α и μ_δ необходимо исправить за неточность прецессионной постоянной. До последних лет при всех редукциях использовалась постоянная прецессии, определенная С. Ньюкомом в 1895—1905 гг.

Поправки за неточность постоянной прецессии имеют вид:

$$\Delta\mu''_\alpha = 0'',0019 \cos \delta - 0'',0044 \sin \alpha \sin \delta,$$

$$\Delta\mu''_\delta = -0'',0044 \cos \alpha \quad (\text{В. Фрикке [3]}).$$

Полное собственное движение μ определяется по формуле

$$\mu = \sqrt{(15 \mu_\alpha^s \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2},$$

а его направление (позиционный угол φ)¹

$$\operatorname{tg} \varphi = \frac{15 \mu_\alpha^s \cos \delta}{\mu_\delta''}.$$

Компоненты μ : $\mu_\alpha'' = \mu \sin \varphi$, $\mu_\delta'' = \mu \cos \varphi$.

При определении *относительного* собственного движения по двум снимкам (разделенным по возможности большим промежуток времени Δt) на специальных измерительных машинах с точностью до десятых долей мкм измеряются прямоугольные координаты изучаемых звезд и нескольких (но не менее трех) *опорных звезд*².

Опорные звезды выбираются среди звезд слабее измеряемых на $1^m - 1^m.5$. В этом случае их можно в среднем считать более

¹ μ_α^s выражается в секундах времени (лишь при измерении астрогегативов с известным масштабом μ_x получается сразу в секундах дуги); чтобы перевести μ_α^s в дуговую меру μ_α , надо его умножить на 15 и на $\cos \delta$, т. е.: $\mu_\alpha'' = 15 \mu_\alpha^s \cos \delta$. Если иногда встречается в литературе запись $\mu_\alpha'' \cos \delta$, то μ_α'' авторы обозначают величину $15 \mu_\alpha^s$. Однако, нам кажется, что естественнее этот переход осуществлять умножением μ_α^s , выраженного в единицах времени, сразу на $15 \cos \delta$.

² При измерениях на негативах часто проявляется личная систематическая ошибка наведения. Она может быть почти устранена употреблением реверзионной призмы на окуляре измерительного прибора. Среднее из отсчетов при положениях призмы, отличающихся на 180° , дает более близкий к действительности результат. Другой прием устранения этой ошибки состоит в повороте всей пластинки на 180° и новой серии измерений всех звезд.

далекими и, как правило, имеющими намного меньшие μ . Системы прямоугольных координат двух пластинок могут различаться вследствие:

- 1) возможного несовпадения оптических центров снимков;
- 2) возможного поворота одной пластинки относительно другой;
- 3) различия наклонов плоскостей пластинок к оптическим осям;
- 4) различия в масштабах снимков (как следствие возможного различия температуры во время фотографирования);
- 5) различия в дифференциальной рефракции;
- 6) различия дифференциальной аберрации.

Переход от одной пластинки к другой осуществляется по так называемым *формулам Тернера*, коэффициенты которых определяются по совокупности измерений опорных звезд. По этим формулам для изучаемой звезды получим μ_x и μ_y , и, зная масштаб снимка, — μ''_α , μ''_δ . Подробности см., например, в [VII, стр. 54, 65].

Эти *относительные* μ нельзя сопоставлять с μ других звезд, имеющих другие опорные звезды. От относительных μ надо перейти к *абсолютным*, учтя движение опорных звезд, т. е. проведя так называемую *абсолютизацию*. Здесь могут встретиться разные случаи:

1) Если известны абсолютные μ всех опорных звезд, то их вводят в соответствующие уравнения Тернера и получают тогда абсолютное μ и для исследуемой звезды.

2) Если известно абсолютное μ хоть для одной (лучше для нескольких) звезды на пластинке, то можно, определив ее (их) движение относительно тех же опорных звезд $\mu_{\alpha \text{ отн}}$, получить поправку для абсолютизации движения исследуемой звезды в виде

$$\Delta\mu_\alpha = \mu_{\alpha \text{ абс}} - \mu_{\alpha \text{ отн}}$$

или

$$\overline{\Delta\mu_\alpha} = \overline{(\mu_{\alpha \text{ абс}} - \mu_{\alpha \text{ отн}})}$$

в случае нескольких звезд с абсолютными μ .

3) Вместо звезды (или нескольких звезд) с известными $\mu_{\alpha \text{ абс}}$ можно использовать галактику (или несколько галактик), для которой $\mu_{\alpha \text{ абс}}$ считается равным нулю, и тогда ее (или их) $\mu_{\alpha \text{ отн}}$, взятое с обратным знаком, дает искомую поправку для абсолютизации μ исследуемой звезды.

В последние десятилетия *квазиинерциальная система* координат успешно создается на базе совокупности равномерно расположенных на небесной сфере звездообразных галактик, относительно которых, как относительно неподвижных точек, определяют абсолютные собственные движения всех других объектов. Таковы, например, опорная система Каталога Слабых Звезд (КСЗ или KSZ) и аналогичная система Ликской обсерватории (США).

Современная техника радиоинтерферометрических измерений со сверхдлинной базой [4] позволяет создать систему исключительно точных положений внегалактических объектов (радиоисточников). Абсолютные измерения склонений дают возможность уточнить расположение небесного экватора как основной плоскости системы отсчета.

Если нет возможности использовать один из перечисленных способов абсолютизации собственных движений, то необходимо в относительные μ_α и μ_δ ввести статистически определенные поправки за движение Солнца к апексу (19), а также учесть влияние вращения Галактики (27) на μ опорных звезд.

С так называемыми *нормальными астрографами* (имеющими фокусное расстояние 3,4 м) за интервал 10—12 лет можно получить точность определения $\pm 0'',006$; длиннофокусные астрографы ($f \sim 10$ —12 м) могут дать $\pm 0'',003$ при том же Δt .

К середине 70-х годов XX в. измерено μ около миллиона звезд. Наибольшее движение имеет звезда Барнарда ($\mu = 10'',27$) [5]; около 100 звезд имеют $\mu > 2''$, для 500 звезд $2'' > \mu > 1''$; около 4000 звезд ярче $m_{\text{ph}} = 21^{m,5}$ имеют $\mu > 0'',5$, из них половина ярче $m = 14^{m,2}$.

Среди многочисленных каталогов и отдельных рядов определений μ особого упоминания заслуживают многолетние работы В. Лейтена (W. J. Luyten), который открыл более 130 000 звезд с заметным μ на площади, соответствующей 96% южного неба и 20% северного; для $\mu > 0'',3$ его обзоры полны до $m = 14^{m,5}$. Лейтен выдвинул идею определения μ звезд до 20^m для 77% всего неба путем повторения через 15-20 лет знаменитого Паломарского Атласа [6]. Для 80% неба (от $+90^\circ$ до -40°) до 17^m предполагает дойти Гиклас [7] на Ловелловской обсерватории (США), используя в качестве первых эпох многочисленные снимки неба, получавшиеся на этой обсерватории в первой четверти XX века в связи с поисками Плутона.

Изменение μ со временем за сто лет выражается формулой $d\mu/dt = -0'',000205 \cdot \pi \cdot \mu \cdot V_r$, которая подтвердилась на примере большого μ звезды Барнарда.

При определении точного положения яркой звезды по отношению к слабой звезде (либо по отношению к нескольким опорным слабым звездам) возникает необходимость в устранении (либо в учете) систематической ошибки, носящей название *ошибки уравнения блеска*. Причина ее заключена в разном влиянии оптических несовершенств инструментов и атмосферных условий на изображения звезд разного блеска (эта ошибка может достичь $0'',1$ на единицу в разности звездных величин) и в разной точности измерения больших размытых фотографических изображений ярких звезд и меньших, но хорошо очерченных изображений более слабых звезд. Чтобы ослабить влияние этой ошибки, надо уменьшить блеск регистрируемой яркой звезды, для чего употребляются разнообразные приемы: вращающийся сектор (с хорошо подобранным раствором) перед изображением яркой звезды на пластинке в

процессе фотографирования, объективная дифракционная решетка с подобранной постоянной решетки и другие приемы.

При очень большой Δm (например, при фотографировании спутника Сириуса $\Delta m = 11^m, 5!$) используют шестиугольную диафрагму на объективе, что приводит к превращению нормальной дифракционной картины из concentрических колец в шестиконечную звезду с очень длинными лучами, причем темный промежуток между лучами подходит довольно близко к центру изображения, позволяя при нужном повороте диафрагмы относительно оптической оси телескопа увидеть и сфотографировать слабый спутник. Использование одновременно решетки и диафрагмы дает еще больший эффект.

5. Лучевые скорости. Учет движений Земли

Проекция относительной пространственной скорости на луч зрения — *лучевая скорость* определяется на основе эффекта Доплера — Физо, который заключается в смещении спектральных линий в спектре движущегося источника. Длина волны смещенной линии λ' связана с длиной волны той же линии λ источника, неподвижного относительно наблюдателя, соотношением $\lambda' = \lambda + \frac{V_r}{c} \lambda$; иначе: $\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c}$, где c — скорость света, а V_r — лучевая скорость.

При скоростях, составляющих заметную долю c (что имеет место лишь для далеких внегалактических объектов), используют формулу, вытекающую из специальной теории относительности:

$$V_r = c \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1} \quad \text{или, иначе,} \quad \frac{\Delta \lambda}{\lambda} = z = \frac{\sqrt{1 + \left(\frac{V_r}{c}\right)^2}}{1 - \frac{V_r}{c}} - 1.$$

$z = \Delta \lambda / \lambda$ может быть > 1 , тогда как лучевая скорость всегда $< c$. Наибольшая пока зарегистрированная лучевая скорость, соответствующая $z = 3,40^1$, равна $\sim 273\,000$ км/с (квазар ОН 471).

V_r можно определить по спектрограммам, полученным со щелевым спектрографом, с объективной (иногда говорят — предобъективной) призмой и интерференционными методами, например, при помощи эталона Фабри — Перо и др. Современные щелевые спектрографы обычно имеют дифракционную решетку в качестве диспергирующего элемента; среди ее преимуществ перед призмами — постоянство дисперсии для больших участков спектра. Объективная призма дает возможность получить на одной пластинке спектры большого числа звезд одновременно. Оригинальная методика, разработанная Ш. Ференбаком на обсерватории От-Прованс (Франция), дает точность $V_r \pm 5-8$ км/с для звезд О5—А8 и $\pm 3-5$ км/с для звезд F — M.

¹ Теперь часто в релятивистской астрофизике и космологии, говоря о «красном смещении», характеризуют его величиной z и не вычисляют V_r .

При определении лучевой скорости V_r относительно центра Солнца надо учесть не менее двух движений, в которых принимает участие наблюдатель вместе с Землей¹:

1) обращение Земли вокруг Солнца (ее орбитальное движение)

$$V_a = V_{\oplus} \cos \beta [\sin (\odot - \lambda) - e \sin (\Pi - \lambda)],$$

где V_{\oplus} — средняя орбитальная скорость Земли, равная 29,5 км/с, λ , β — эклиптические координаты светила, \odot и Π — долготы Солнца и перигея, e — эксцентриситет земной орбиты;

2) вращение Земли вокруг своей оси (суточное движение)

$$V_b = -0,47 \sin t \cos \delta \cos \varphi \text{ км/с,}$$

где φ — широта места наблюдения, δ — склонение звезды, t — часовой угол (поправка положительна при восточном часовом угле t). В итоге получаются V_r , приведенные к центру Солнца. Определенные на различных обсерваториях V_r обнаруживают систематические ошибки. Они связаны с различием инструментов, примененных дисперсий, используемых систем длин волн линий спектров сравнения (неподвижного источника). Обычно за основную систему V_r принимается Ликская система: поправки V_r любого каталога для приведения к этой системе можно определить, сравнивая лучевые скорости для нескольких десятков стандартных звезд. Значения V_r , определенные на различных обсерваториях и приведенные к Ликской системе, при осреднении получают различные веса. Обратная дисперсия 80 Å/мм может дать V_r с точностью до 3 км/с. Обычно употребляется для определения V_r обратная дисперсия от 10 до 40 Å/мм.

С большей точностью определяются V_r звезд спектральных классов F, G, K, M, имеющих много тонких и резких линий, с меньшей — O, B, A — линии размытые и немногочисленные.

Наиболее полный сводный каталог V_r звезд Абта X. и Биггса Э. (1972) [8] содержит 44 000 определений V_r для более чем 25 000 звезд (он полон до июня 1970 г.). До сих пор широко распространен каталог Вилсона (GCV_r²), 1953, в котором для ~ 15 000 звезд V_r приведены к одной системе, тогда как в каталоге [8] даны лишь отдельные значения, определенные на разных обсерваториях.

Вековое изменение V_r звезд со временем:

$$dV_r/dt \text{ (в сто лет)} = +0,00230 \mu^2/\pi.$$

Это изменение всегда положительно!

¹ Может оказаться необходимой поправка (она находится в пределах $\pm 0,014$ км/с) за движение наблюдателя вокруг барицентра системы Земля — Луна с периодом месяц.

² См. П 2.1 Б, где даны сокращенные обозначения изданий.

При определении V_r надо иметь в виду, что смещения линий в спектре могут отражать не только проекцию пространственной скорости звезды на луч зрения, но и орбитальное движение компонентов двойных, влияние пульсаций (для физических переменных), красное смещение в сильном гравитационном поле маленькой, но массивной звезды (эйнштейновское красное смещение в спектрах белых карликов), газовые потоки и расширяющиеся оболочки в системах некоторых тесных двойных звезд, а также конвективные токи в атмосфере звезды и движение верхних слоев атмосферы звезды, где могут возникать эмиссионные линии. Лучевые скорости, определенные по эмиссионным линиям, могут отличаться от V_r , измеренных по линиям поглощения.

6. Тригонометрические параллаксы звезд

Параллаксом звезды называется малый угол в прямоугольном треугольнике звезда — Земля — Солнце, где расстояние звезда — Солнце является гипотенузой, а малый катет равен 1 а. е.

Обращение Земли вокруг Солнца вызывает *параллактическое смещение* звезды. В течение года звезда описывает *параллактический эллипс*, большая ось которого расположена параллельно эклиптике, а центр его соответствует гелиоцентрическому положению звезды. Теоретически лучше определять π по изменениям эклиптических долгот. Однако на практике всегда определяют π по изменениям α и лишь на Обсерватории Спрул (США) определяют π также и по изменению δ .

Влияние π на α звезды выражается формулой

$$15 (\alpha' - \alpha) \cos \delta = R\pi'' m \sin (L_{\odot} - M),$$

где R — радиус-вектор Земли в а. е., L_{\odot} — геоцентрическая долгота Солнца, а вспомогательные величины m и M определяются из соотношений:

$$m \sin M = \sin \alpha, \quad m \cos M = \cos \alpha \cos \varepsilon,$$

где ε — наклон экватора к эклиптике.

6.1. Определение абсолютных тригонометрических параллаксов. В 1892 г. Я. Каптейн предложил изящный, но совершенно оставленный теперь метод фотографического определения параллакса звезд. Несовершенство этого метода связано скорее с несовершенством техники фотографического процесса, чем с самой идеей.

На одной и той же пластинке в течение года надо получить 4 изображения изучаемой звезды и звезд фона по следующей схеме: первая экспозиция в эпоху наибольшего параллактического смещения звезды (когда эклиптические долготы Солнца и звезды отличаются на 90° : $\lambda_* = \lambda_{\odot} \pm 90^\circ$); вторая и третья — через полгода (с небольшими сдвигами кассеты); четвертая — еще через полгода, после чего пластинка проявляется. Смещения P и Q (рис. 2) изучаемой звезды, помимо упомянутых небольших сдвигов кассеты, включают

влияние π и μ :

$$P = A + \mu/2 + 2\pi, \quad Q = B + \mu/2 - 2\pi,$$

откуда:

$$P + Q = D + \mu, \quad P - Q = C + 4\pi.$$

Постоянные C и D определяются по измерениям величин P и Q для нескольких звезд фона, для которых π и μ считаются ничтожными. Если случайно какая-нибудь из звезд фона обнаружит заметное смещение, т. е. будет иметь заметные π или μ , ее исключают и проводят вычисление без нее.

Упомянутое несовершенство фотографического процесса заключается в том, что скрытое изображение с течением времени становится больших размеров и меньшей контрастности, что сказывается на точности измерений (измерения первого и других изображений становятся неравноточными).

Когда будет изобретен способ сохранения скрытого изображения без его искажения, метод Каптейна, возможно, найдет применение.

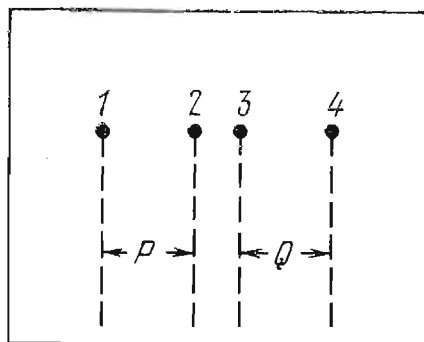


Рис. 2. Схема метода Каптейна определения π_{tr} .

6.2. Метод Ф. Шлезинджера.

Ф. Шлезинджер предложил (1910—1911) получать параллаксы звезд из измерений нескольких пластинок, снятых с длиннофокусным астрографом в течение 2—3-х наблюдательных сезонов. На пластинках измеряют прямоугольные координаты x и y исследуемой звезды и нескольких более слабых опорных звезд (11—14), выбираемых неподалеку от нее. Они должны равномерно окружать определяемую звезду и не содержать звезд с большими π или μ . Для приведения всех измерений в систему так называемой стандартной пластинки, за которую обычно выбирают одну из них, составляют условные уравнения вида

$$X_i = ax_i + by_i + c_i$$

(всего n уравнений по числу опорных звезд), где x_i, y_i — координаты опорных звезд на i -й пластинке, а X_i, Y_i — соответственные их координаты на стандартной. Величины a, b, c для каждой пластинки определяются по способу наименьших квадратов.

По полученным для каждой пластинки величинам a, b, c и координатам изучаемой звезды x_{0i}, y_{0i} получаем ее положение, приведенное к стандартной пластинке:

$$X_{0i} = ax_{0i} + by_{0i} + c_{0i}.$$

Каждая пластинка, приведенная к стандартной, даст для измеряемой звезды разность координат

$$X_{0i} - X_0 = \Delta p_\alpha \cdot \pi + \Delta t_i \cdot \mu_\alpha + C,$$

где X_0 — координата изучаемой звезды на стандартной пластинке, Δp_α — разность параллактических факторов

$[p_\alpha = \frac{R}{A} \cos \delta_\odot \sin (\alpha_\odot - \alpha)]$, где R — радиус-вектор Земли, A — большая полуось земной орбиты], а Δt — промежуток времени между моментами i -й пластинки и стандартной. Несколько пластинок дадут возможность определить по способу наименьших квадратов искомые неизвестные μ и μ_α .

Получившийся параллакс является *относительным*, так как определен по отношению к выбранным опорным звездам. Надо узнать средний статистический параллакс группы опорных звезд, чтобы, прибавив его к относительному, получить *абсолютный параллакс*.

На основе большого числа средних статистических параллаксов звезд различного блеска, находящихся на различных галактических широтах, получены подробные таблицы сглаженных значений $\bar{\mu}$ (m , b), которые используются при *абсолютизации* относительных параллаксов [извлечение из такой таблицы см. П 2.10].

Средняя точность определения μ_{tr} характеризуется вероятной ошибкой $\pm 0'',009$; лишь лучшие определения имеют ошибку $\pm 0'',002-003$.

Всего сделано более 15 000 определений μ_{tr} для ~ 10 000 звезд. К сожалению, различия в определениях μ на различных обсерваториях часто превосходят указанную ими величину случайных ошибок¹. При определении μ необходимо учитывать влияние эффекта звездной величины (см. стр. 19). Для ослабления этого эффекта Ф. Шлезинджер употреблял одновременно вращающийся сектор внутри трубы вблизи центра пластинки и объективную дифракционную решетку, стараясь довести Δm до $\leq 0^m 25$.

Из 5822 параллаксов каталога Л. Дженкинз (ГСЛУ, см. П 2.1Б) самый большой принадлежит звезде Проксима (Ближайшая) Кентавра ($0'',762$), около 30 звезд имеют параллакс $> 0'',213$, 160 звезд с $\mu > 0'',1$, еще около 760 звезд имеют $\mu > 0'',05$ (однако даже в сфере радиусом 20 пс это, вероятно, лишь часть общего числа звезд!). Немалое число звезд в ГСЛУ имеют $\mu = 0'',000$ с различной степенью точности. Наконец, 715 звезд имеют *отрицательные* параллаксы (тогда как параллакс, как вытекает из его определения, — величина *положительная*). Очевидно, что с уменьшением параллакса увеличивается относительная ошибка его определения. Статистически вероятно появление отрицательных параллаксов, так как при больших относительных ошибках определения параллаксов крыло кривой Гаусса распределения ошибок частично может распространиться на область отрицательных значений. При ошибке определения μ , равной величине самого

¹ О «внутренних» и «внешних» ошибках определений параллаксов звезд см. статью К. Стрэнда «Тригонометрические звездные параллаксы» (19), 55—63, 1963).

π , около 16% всех определений окажутся отрицательными. Еще одной возможной причиной появления отрицательных значений параллаксов может оказаться случайное присутствие среди опорных одной-двух близких звезд.

6.3. Исправление π_{tr} за влияние случайных ошибок. В 1913 г. А. Эддингтон дал общий метод, позволяющий по наблюдаемой функции распределения $\varphi(x)$ и по нескольким ее четным производным получить истинную функцию распределения $\psi(x)$ по формуле:

$$\psi(x) = \varphi(x) + \frac{1}{(2h)^2} \varphi''(x) + \frac{1}{(2h)^4} \varphi^{IV}(x) + \dots + \frac{1}{(2h)^{2p}} \varphi^{2p}(x). \quad (2)$$

В основе метода Эддингтона лежит предположение об однородности группы объектов, наблюдавшихся с одинаковой точностью, и о распределении случайных ошибок по нормальному закону.

В 1926 г. Ф. Дайсоном опубликована формула, выведенная по его просьбе Эддингтоном, дающая поправки к наблюдаемым значениям любых измеряемых величин, в частности π_{tr} , за влияние случайных ошибок:

$$\Delta\pi = \sigma^2 \frac{\varphi'(\pi)}{\varphi(\pi)}, \quad (3)$$

где σ — среднее значение средней квадратической ошибки определений π_{tr} в группе, для которой $\varphi(\pi)$ — сглаженная кривая частот измеренных параллаксов, а $\varphi'(\pi)$ — ее производная¹.

Формула (3) дает возможность исправить каждое значение π_{tr} и получить наилучшее приближение к истинному значению. В итоге применения этой поправки почти все отрицательные π_{tr} перешли в область положительных значений π . Рис. 3 показывает кривые $\psi(x)$ и $\varphi(x)$, построенные по материалам обсерваторий Аллегени (1850 π) и Йельской (2010 π) [10].

При исправлении по формуле Эддингтона для больших параллаксов получаются отрицательные (!) поправки. Надо быть осторожным в употреблении этого метода. Исправленные по формуле Эддингтона индивидуальные параллаксы можно использовать в статистической обработке, но не с целью получения функции распределения значений π_{tr} . Кривые распределения могут оказаться переисправленными.

6.4. Заключительные замечания. Объем пространства, внутри которого можно рассчитывать на надежность π_{tr} , оценивается радиусом всего ~ 70 пс (при расстоянии в 10 000 пс до центра Галактики!). Некоторые не советуют уходить дальше 25 пс при

¹ Если случайная величина x в (2) распределена по нормальному закону, то $\Delta x = -\frac{\sigma^2}{D}(x - \bar{x})$, где D — дисперсия функции распределения $\varphi(x)$, а \bar{x} — центр распределения.

выводе M^1 . Надо учесть, что в конечном счете все иные методы определений звездных параллаксов (см. параллаксы фотометрические и все их разновидности, стр. 44) базируются на данных о звездах с измеренными π_{tr} . Надо отметить, что среди 6400 звезд GСлУ и дополнения к нему, 1963 г. лишь около 100 звезд слабее 14^m .

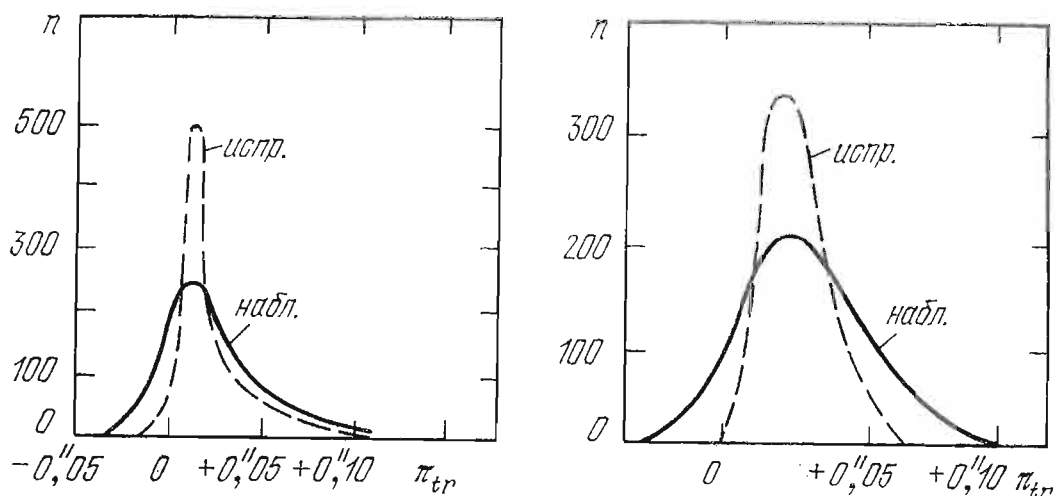


Рис. 3. Исправление наблюдаемой функции распределения π_{tr} за систематическое влияние случайных ошибок измерений: слева — по данным о тригонометрических параллаксах, измеренных на обсерватории Аллегени, справа — на Йельской.

Предстоит еще большая работа, как по уточнению π_{tr} более ярких звезд, так и по массовому определению π_{tr} более слабых. Успехи астрометрии в выполнении параллактической программы живо интересуют звездную астрономию.

Изменение π со временем (за сто лет) $d\pi/\pi = -1,024 \cdot 10^{-4} \cdot V_r \cdot \pi^2$. Пока такую [малую величину нельзя измерить даже для самых близких звезд.

7. Спектральные классификации звезд

а) Разработка *одномерной* спектральной классификации Гарвардской обсерватории была связана с составлением каталога звездных спектров HD («Каталога Генри Дрэпера»). Спектральные классы O, B, A, F, G, K, M с дополнительными классами S, R, N описаны во многих изданиях (рис. 4 и II 2.6).

Для класса O выявилась необходимость различать звезды с эмиссионными линиями (классы Oa, Ob, Oc, Od) и с линиями поглощения (O0, O5—O9; подклассы O1—O4 остались в резерве, для возможных будущих открытий).

¹ Расстояния, ошибка определения π_{tr} которых не больше $\pm 10\%$ (ошибка в M : $\Delta M = 2,17 \Delta\pi/\pi = \pm 0^m,2$), соответствуют сфере радиусом лишь ~ 20 пс, в которой встретятся в основном лишь звезды F, G и K главной последовательности.

Вскоре возникла необходимость дополнительно отмечать различия и особенности, выявившиеся у звезд одного и того же спектрального класса. Открытие в 1905 г. Э. Герцшпрунгом деления

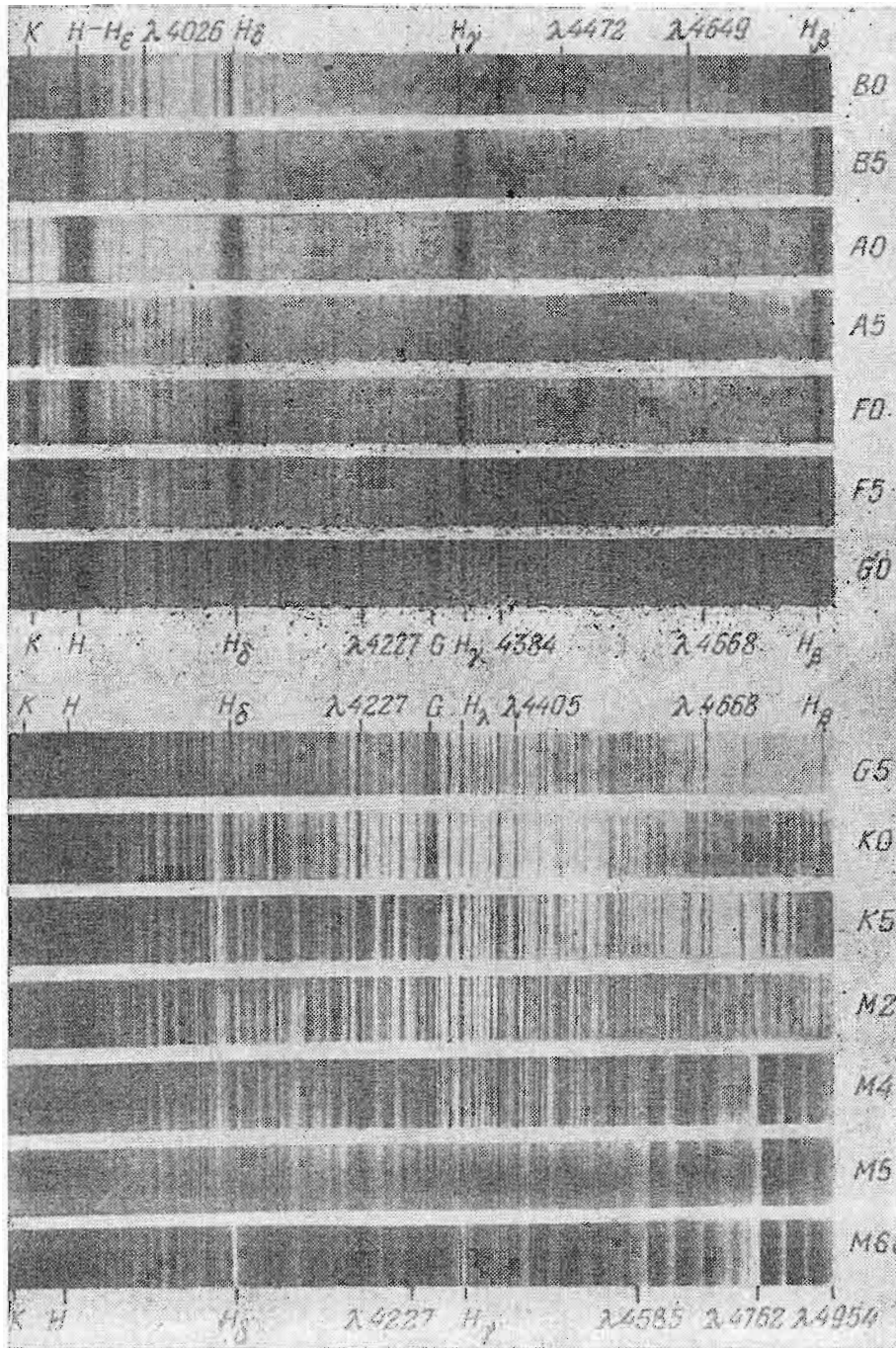


Рис. 4. Последовательность фотографий звездных спектров, иллюстрирующая Гарвардскую спектральную классификацию.

звезд поздних классов на карлики и гиганты дало дополнительные обозначения «d» (dwarf — карлик) и «g» (giant — гигант), которые ставились перед обозначением спектрального класса. Плавное изменение интенсивности спектральных линий различных химичес-

ких элементов, нейтральных (I), ионизованных (II) и молекулы TiO вдоль шкалы спектров (рис. 5), в основе которого лежит непрерывное изменение температуры поверхности от «ранних» (O, B, A) к «поздним» (K, M, S, N, R) классам, позволило ввести дополнительные, десятичные (а иногда — для звезд O — B и M — и более мелкие) деления, которые помещались после обозначения спектрального класса. Для различных участков спектральной

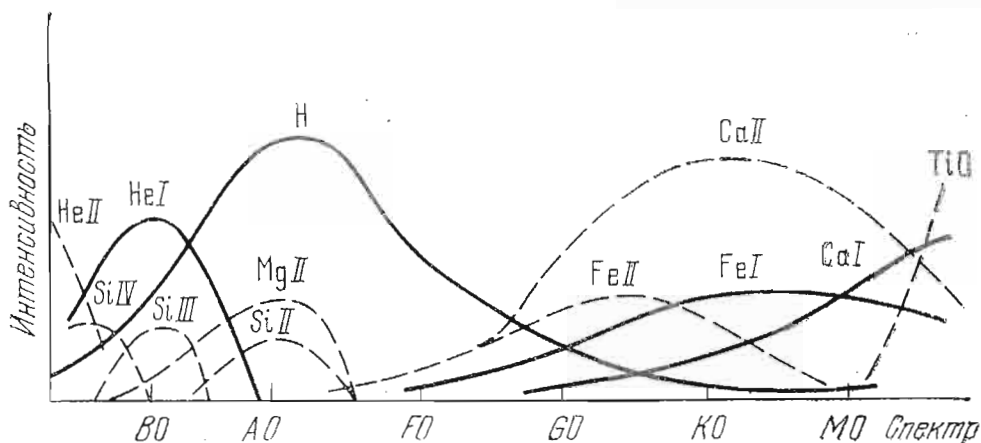


Рис. 5. Плавное изменение интенсивности спектральных линий — основа гарвардской шкалы звездных спектров.

классификации намечены пары линий, по отношениям интенсивности которых особенно удобно проводить спектральную классификацию. В дальнейшем, ради плавности изменений интенсивности спектральных линий, пришлось отказаться от ранее намеченных подклассов dK7 — dK9 и gK6—gK9. Характеристика сверхгигантов «с» (очень тонкие и резкие линии в спектре) ставилась также перед спектральным классом, тогда как после него можно встретить один из следующих знаков (или их комбинацию): «е» — эмиссионные линии в спектре, «р» — peculiarity (особенности) в спектре, «s» — линии узкие (sharp) и резкие, «п» — линии размытые, туманные (nebulae) и широкие, «v» — переменные спектры (часто при этом меняется и блеск).

Некоторые звезды не укладываются в изложенную спектральную классификацию. Таковы, например, белые карлики (wd), спектры которых обозначаются D в сопровождении одной из следующих букв: A, т. е. (DA) — когда видны линии бальмеровской серии водорода, а линий гелия нет, C (DC) — непрерывный спектр, никаких бальмеровских линий с центральной интенсивностью менее 90% от непрерывного спектра нет, DB — видны широкие линии нейтрального гелия, DO — широкие линии ионизованного гелия, DF — с линиями металлов (главным образом H и K ионизованного кальция Ca II), DG — линии Ca II и F I. Особенности спектров имеют новые и сверхновые звезды, звезды Вольфа — Райе — азотные (WN), углеродные (WC) и некоторые другие.

Непрерывность изменения интенсивности спектральных линий вдоль шкалы спектров могла бы дать возможность определения спектрального класса с точностью до сотых долей. Однако существуют различия в деталях спектров даже одного и того же спектрального подкласса, обусловленные различиями в массах, химическом составе и, вероятно, во внутреннем строении звезд. Различие физических условий, господствующих в звездных атмосферах, отражающееся на общем виде спектральных линий и на

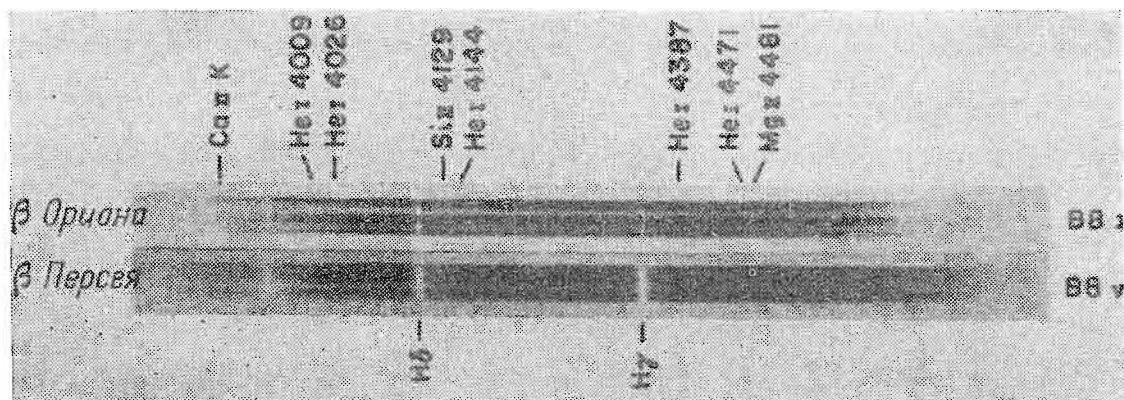


Рис. 6. Различие в ширине спектральных линий сверхгигантов (класс светимости I) и карликов (V) одного и того же спектрального класса.

относительной интенсивности некоторых из них, дало возможность ввести еще один параметр в классификацию спектров — *класс светимости*.

б) Двумерная спектральная классификация (Йерксская) Моргана, Кинэна, Келман (МКК, позднее — с 1953 г. — МК): помимо основного обозначения спектрального класса, римской цифрой (от I до VII) указывается *класс светимости*, который отмечает принадлежность звезды к одной из *последовательностей*, наметившихся на эмпирической диаграмме Герцшпрунга — Рассела (Г — Р), иначе диаграмме «спектр — светимость» (см. рис. 13). Основным параметром, влияющим на внешний вид линий и дающим «критерий светимости», это давление в атмосфере звезды на глубинах, ответственных за появление тех или иных линий. Рис. 6 показывает влияние класса светимости на общий вид спектральных линий: в спектрах звезд-сверхгигантов (I) линии более тонкие и резкие, чем в спектрах звезд-карликов (V). Таким образом, вместо деления звезд поздних спектральных классов на звезды-карлики и звезды-гиганты и выделения класса сверхгигантов, стали указывать характеристику светимости. Белые карлики в этой классификации получили обозначения BVIIa, AVIIa, FVIIa для звезд с ядерными источниками энергии и BVIIb, AVIIb и FVIIb для звезд, уже лишившихся этих источников. Для опреде-

ления классов светимости также служат отношения интенсивностей специально подобранных пар линий [9, стр. 93—122].

Для двумерной спектральной классификации МКК в 1943 г. ее авторами был издан фотографический «Атлас звездных спектров» (готовится новое издание), содержащий образцы спектров, сравнение с которыми спектрограммы какой-нибудь звезды дает

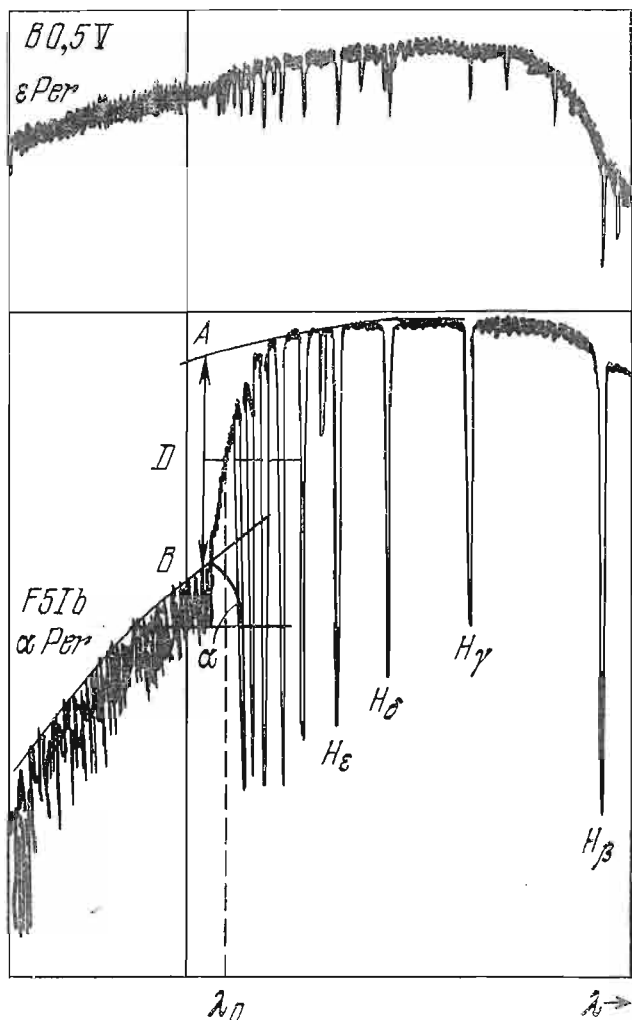


Рис. 7. Регистрограммы спектров двух звезд в области бальмеровского скачка: ϵ Per (B0,5 V) и α Per (F5 Ib) — к объяснению трехмерной французской классификации спектров.

возможность определить спектральный класс и класс светимости без измерения или оценки отношения интенсивностей линий. Подробные таблицы пар линий, дающих критерии спектральных классов и критерии светимости, см. [III, т. I, 320—329].

в) Трехмерная спектральная классификация (французская¹) для спектров от O до G, основанная на изучении непрерывного спектра, была разработана в 1952—1956 гг. в Парижском Астрофизическом Институте под руководством Д. Шалонжа [11]. Третьим параметром (кроме температуры и светимости) является в этой классификации содержание водорода. Основное внимание здесь обращено на область бальмеровского скачка. На регистрограмме звездного спектра измеряются следующие величины: $D = \lg(I_2/I_1)$ — относительная величина бальмеровского скачка (рис. 7) у $\lambda = 3650 \text{ \AA}$ — пропорциональная содержанию водорода H ; λ_0 — положение середины скачка, соответствующее $I = (I_1 + I_2)/2$, зависящее от давления p и, следовательно, позволяющее определить светимость звезды; α — абсолютный градиент (средний наклон кривой распределения энергии) непрерывного ультрафиолетового спектра за бальмеровским скач-

¹ Обозначалась либо IAP (Institut Astrophysique de Paris), либо BCD (Barbier, Chalonge, Divan — по именам ее составителей).

ком, зависящий от температуры и, следовательно, определяющий спектральный класс звезды.

г) *Трехмерная классификация с третьим параметром — металличностью.* При составлении Атласа МКК выявилось различие в интенсивности некоторых линий, связанное с различием химического состава: у ряда гигантов класса К полосы циана (CN) были ненормально слабыми. Оказалось, что все эти звезды — «бегуны» (δ Lep с $V_r \sim 185$ км/с, γ Leo с $V_r \sim 110$, α Boo с $V_r \sim 100$). Исследование красных гигантов шаровых скоплений М 3 и М 13 показало слабость CN и у них. В дальнейшем выявилось, что и класс субкарликов, т. е. звезд, которые на диаграмме Г — Р располагаются ниже Главной Последовательности от класса А и позднее, состоит из звезд, бедных металлами. Аномалии химсостава обнаруживает также подавляющее число переменных звезд типа RR Lyr, которые, вероятно, являются старыми объектами. По-видимому, все старые звезды бедны элементами тяжелее He.

Определение металличности существенно для оценки возраста звезды. Таблица 1 иллюстрирует вывод: чем меньше металлов, тем старше звезды, — в ней даны значения логарифма отношения содержания элементов тяжелее гелия к содержанию водорода по сравнению с значением этой величины для Солнца.

Таблица 1

Индекс	Объект					
	Гиады	Солнце	Молодые скопления	Звезды с большими V	Гало Галактики	Шаровые скопления
$\lg \left[\frac{\text{Мет.}}{\text{H}} \right] - \lg \left[\frac{\text{Мет.}}{\text{H}} \right]_{\odot}$	+0,1	0	0	-0,5 ÷ -2,0	-1,5	-1,3

Кроме перечисленных, имеется ряд спектральных классификаций, охватывающих узкие спектральные интервалы (например, классификация O-звезд Р. Петри) или охватывающих звезды с какими-нибудь особенностями (например, классификация металлических звезд и субкарликов Д. Бержера в Париже (1952), классификация звезд типа Вольфа — Райе Б. А. Воронцова-Вельяминова (1953) или A-звезд с быстрым вращением (A_n) и медленным (A_s) Д. Хинека (1936) и т. д.).

8. Фотометрические системы звездных величин

Видимая звездная величина m или *блеск* (но не яркость!) является мерой освещенности E , создаваемой источником на перпендикулярной к его лучам поверхности в месте наблюдения (при этом должно быть учтено поглощение света в земной атмосфере).

Сложившееся еще в древности деление видимых невооруженным глазом звезд на «звездные величины» есть отражение общего психофизиологического закона Вебера — Фехнера, определяющего изменение «ощущения» (в нашем случае видимая звездная величина m) с изменением «раздражения» (освещенность E). Связь m и E выражается формулой:

$$m = a + b \lg E, \quad (4)$$

где коэффициент $b = -2,5$ введен в середине XIX в. английским астрономом Н. Погсоном, подметившим, что у разных наблюдателей интервалу в 5 звездных величин соответствует отношение световых потоков или освещенностей около 100. Он принял ровно 100, чтобы логарифм отношения освещенности был точно равен 0,400, а отношение

$$\frac{E_m}{E_{m+1}} = \sqrt[5]{100} = 2,512! \dots$$

Величина a представляет собой нуль-пункт шкалы звездных величин и устанавливается международным соглашением, связанным с выбором фотометрического стандарта. Сначала этим стандартом была звездная величина Полярной, затем — звездные величины около 100 звезд Северного Полярного Ряда (NPS). Теперь существует большое число очень точных фотоэлектрических определений звездных величин одиночных звезд, звезд в звездных скоплениях и звезд в специально выбранных площадках (например во многих SA). По отношению к звезде стандарта по формуле

$$m_2 - m_1 = -2,5 (\lg E_2 - \lg E_1)$$

можно определить блеск любого источника (в том числе и таких ярких, как Солнце и Луна).

В зависимости от участка длин волн, охватываемого *кривой спектральной чувствительности* приемника радиации, или, точнее, *кривой реакции инструмента*, куда входит также поглощение в оптике, различают разные *фотометрические системы* звездных величин, например, употреблявшиеся ранее *визуальные* — m_v или *фотовизуальные* — m_{pv} от 0,38 до 0,70 мкм, с максимумом излучения 0,59 мкм, и *фотографические* — 0,36—0,54 мкм с максимумом 0,42 мкм. В 50-х гг. Джонсоном и Морганом [12] была разработана широко используемая теперь *UBV-система*, охватывающая диапазон длин волн от 0,30 до 0,70 мкм. Для более глубокого изучения физических свойств астрономических источников излучения система *UBV* была продолжена в сторону более длинных волн, для которых земная атмосфера имеет «окна прозрачности», тогда как для волн короче 0,29 мкм она почти непрозрачна. В длинноволновой области были

выделены звездные величины $R I J K L M N Q$. Средние длины волн λ_0 кривых реакций и их полуширины $\Delta\lambda$ ¹ приведены в табл. 2.

Таблица 2

	U, мкм	B, мкм	V, мкм	R, мкм	I, мкм	J, мкм	K, мкм	L, мкм	M, мкм	N, мкм	Q, мкм
λ_0	0,36	0,44	0,55	0,70	0,88	1,25	2,20	3,5	5,0	10,4	20,0
$\Delta\lambda$	0,04	0,10	0,08	0,21	0,22	0,30	0,60	0,9	1,1	6,0	

Все виды звездных величин, не искаженных межзвездным поглощением, считаются совпадающими для звезд A0 V.

Несмотря на широкое распространение фотометрической системы UBV и ее продолжения в длинноволновую часть спектра, нельзя считать ее наилучшей. Продолжаются поиски таких фотометрических систем [см. III, том I, гл. 25, и IX, гл. 7], которые выделяли бы участки спектра, особенно чувствительные к различиям основных физических характеристик звезд: светимости, температуры, химического состава, напряжения силы тяжести в месте образования линий, а также позволяющие надежно определять межзвездное поглощение. Такова, например, система В. Л. Страйжиса и его сотрудников (Вильнюсская система) $UPXYZVTS$ (табл. 3) [13].

Таблица 3

	U, мкм	P, мкм	X, мкм	Y, мкм	Z, мкм	V, мкм	T, мкм	S, мкм
λ_0	0,345	0,374	0,405	0,466	0,516	0,544	0,625	0,655
$\Delta\lambda$	0,040	0,026	0,022	0,026	0,021	0,026	~0,020	~0,020

Для Вильнюсской системы все звездные величины, не искаженные поглощением, совпадают для O-звезд.

Фотометрические системы могут быть реализованы фотографически или фотоэлектрически. Для каждой системы подбираются пластинки, фотоэлементы или фотоумножители и специальные фильтры (в том числе и интерференционные). Точность фотографических звездных величин в среднем около 0^m.1 (она выше при измерениях на присовом фотометре и при наличии фотоэлектрического стандарта на пластинке). Точность фотоэлектрических

¹ Имеется в виду ширина кривой чувствительности на уровне, равном половине максимального. Кривые реакции с полушириной больше 300 Å называют широкополосными, при полуширине от 100 до 300 Å — среднеполосными и при $\Delta\lambda < 100$ Å — узкополосными. В некоторых фотометрических системах бывают кривые двух типов.

каталогов в видимой области спектра составляет $\pm 0^m,01 - 0^m,02$. В случае специальных рядов наблюдений точность может достигать нескольких тысячных звездной величины. Предел точности ставит нестабильность прозрачности атмосферы.

Особенно стремятся при помощи современных фотоэлектрических фотометрических систем изучить как можно более слабые звезды, для которых получение детальных спектрограмм пока невозможно или требует больших питающих инструментов.

Можно указать еще две возможности дальнейшего развития звездной фотометрии:

- 1) электронная фотография, которая позволяет расширять шкалы стандартов на звезды, пока недоступные фотоэлектрической фотометрии,
- 2) телевизионная техника при экспозициях 10—20 секунд, которая дает возможность обнаруживать и изучать сверхкороткопериодические колебания блеска.

Распространение фотоэлектрических стандартов «вширь и вглубь» (т. е. как можно больше стандартов на небесной сфере и как можно дальше в сторону слабых звезд), конструирование больших широкоугольных рефлекторов, использование автоматизированных фотометров, — способы расширения возможности фотографической фотометрии звезд и достижения много большей точности, чем теперь.

К середине 70-х годов XX века общее число звезд со звездными величинами, определенными фотоэлектрическим методом, превышает 50 тысяч. Весьма полный сводный каталог, охватывающий более 20 000 звезд, составлен Бланко, Демерсом и др. (1967) [14]. Подробный перечень фотометрических каталогов и фотоэлектрических стандартов составлен Шаровым А. С. и Якимовой Н. Н. [15]; в [VII, 25—28] помещен аннотированный список основных источников фотометрических данных.

9. Показатели цвета, нормальные цвета, избытки цвета.

Различные цветовые диаграммы

Разности звездных величин, полученных в разных участках длин волн, называются *показателями цвета*.

Разность $m_{ph} - m_{vis}$ обозначалась *s-i*, или *CI*. Фотометрическая система *UBV* дает два независимых показателя цвета, обозначаемых как $U - B$, $B - V$.

Большой положительный показатель $B - V$ говорит о слабости голубого участка спектра по сравнению с визуальными лучами, т. е. о том, что звезда красная (такова, например, α Ori, $B - V = +1^m,84$); отрицательные значения $B - V$ у голубых звезд (например, β Ser, $B - V = -0^m,22$). Так называемые *нормальные цвета*, т. е. цвета, присущие звездам данного спектраль-

ного класса, можно измерить у близких звезд,¹ для которых межзвездное поглощение пренебрежимо мало при современной точности измерений. На рис. 8 показана связь *нормальных цветов* со спектральными классами для трех последовательностей. В П 2.8 и 2.9 приведены данные о нормальных цветах и абсолютных величинах звезд разной светимости.

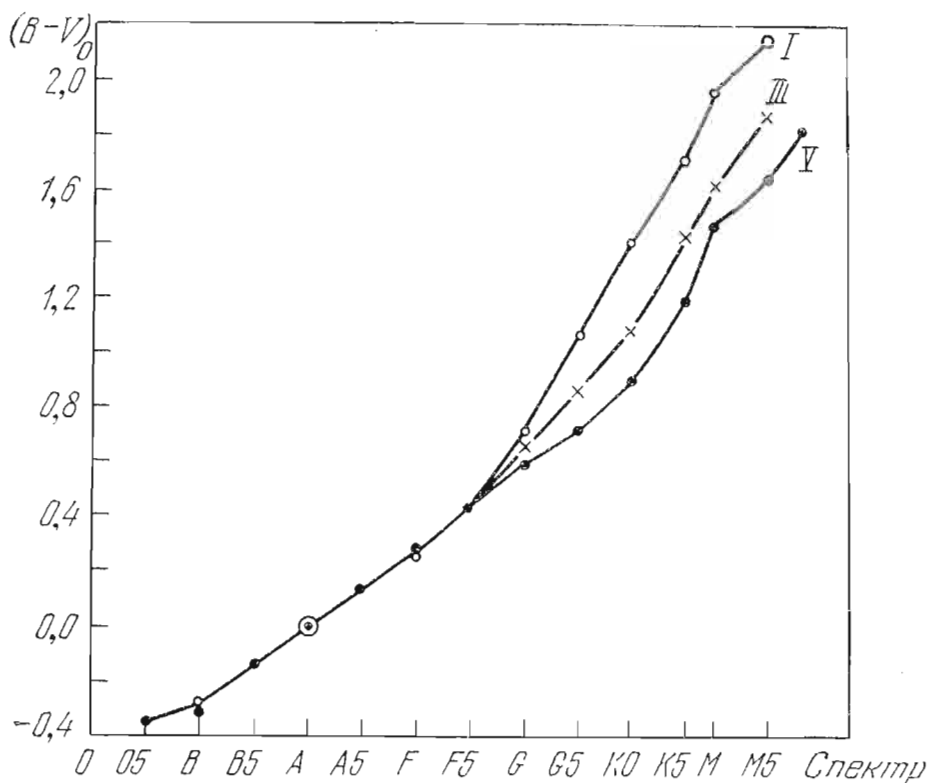


Рис. 8. Показатели цвета $(B - V)_0$ в функции спектрального класса для трех классов светимости.

Так как по определению все виды звездных величин системы $UBVRI\dots$ звезд A0V, блеск которых не искажен межзвездным поглощением, совпадают, то все показатели цвета этих звезд равны нулю (на рис. 8 это отмечено кружком с точкой)¹.

Сопоставление на одном графике показателей $U - B$ и $B - V$ звезд дает так называемую *двухцветную диаграмму*, представляющую большой интерес, так как на ней проявляется влияние различия светимостей, межзвездного поглощения (см. ниже), химического состава и т. д. Линия *нормальных цветов* $(U - B)_0$ и $(B - V)_0$ на двухцветной диаграмме строится для звезд, цвет которых заведомо не искажен поглощением. Если же нанести на эту диаграмму цвета звезд одного и того же спектрального класса, находящихся на разных от нас расстояниях и поэтому испы-

¹ В Вильямсской системе нуль соответствует звездам класса O.

ывающих разное межзвездное поглощение, то точки лягут на *линию нарастающего покраснения* (см. рис. 9). Эти линии прямые и почти параллельные друг к другу, лишь при больших значениях поглощения они несколько искривляются (см. ниже).

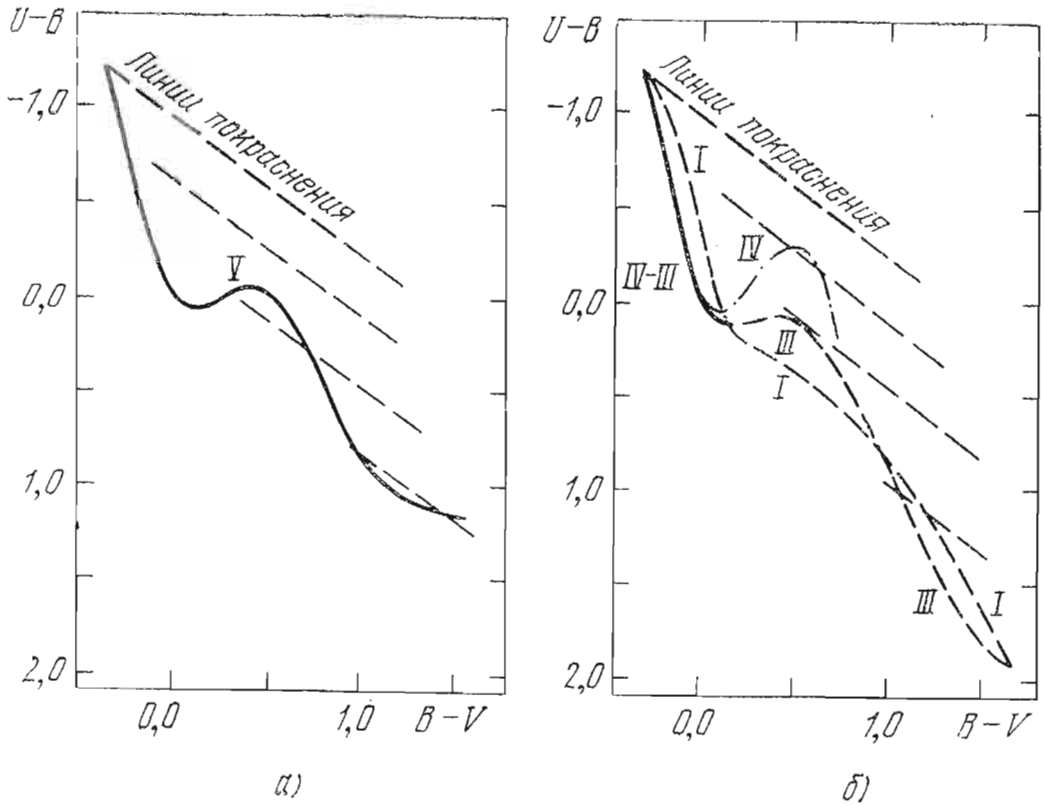


Рис. 9. Схема двуцветной диаграммы: *а* — с линией нормальных цветов звезд Главной Последовательности (класс светимости V) и с линиями нарастающего покраснения, *б* — то же для других последовательностей (других классов светимости).

Разности измеренного и нормального цветов

$$E_{U-B} = (U - B) - (U - B)_0 \quad \text{и} \quad E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$$

называются *избытками цвета*, соответственно в системе $U - B$ и $B - V$. Если имеется готовая двуцветная диаграмма с нанесенными на нее линиями нормальных цветов и линиями нарастающего покраснения, то представляется возможность по данным одной лишь UBV -фотометрии звезды определить: ее спектр, избыток цвета E_{B-V} и по нему полное поглощение света $A_V = R \cdot E_{B-V}$, где R (иногда пишут γ) в первом приближении принимается постоянной для данной фотометрической системы. Для системы BV она примерно равна 3,0 (см. ниже).

В некоторой области диаграммы линии нарастающего покраснения пересекают кривую нормальных цветов более одного раза. Только знание S_p поможет выбрать нужную точку пересечения.

Более строгое рассмотрение показывает, что величина R может считаться постоянной лишь для монохроматических или узкополосных кривых реакций. В этом случае она, действительно, зависит лишь от средних длин волн и закона межзвездного поглощения. В случае средне- или широкополосных кривых величина R становится зависимой от спектра звезды и ее избытка цвета, иначе говоря, от распределения энергии в наблюдаемом спектре звезды [13].

Один из методов определения величины R состоит в измерении избытков цвета звезд — членов рассеянного звездного скопления. В этом случае разность $V - M_V$ должна быть (если не учитывать поглощения внутри скопления) постоянной величиной для всех звезд скопления, равной сумме модуля расстояния скопления $(V - M_V)_0$ и постоянного поглощения на всем протяжении до скопления A_V . Если же считать, что внутри скопления есть добавочная поглощающая свет материя, то $V - M_V = (V - M_V)_0 + A_V + R \cdot E_{B-V}$. Измерив звездные величины B и V и определив спектральные классы отдельных звезд в системе MK (т. е. с учетом класса светимости), можно определить M_V и $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$ и составить график $V - M_V$ против E_{B-V} (рис. 10). Наклон прямой даст искомое значение R .

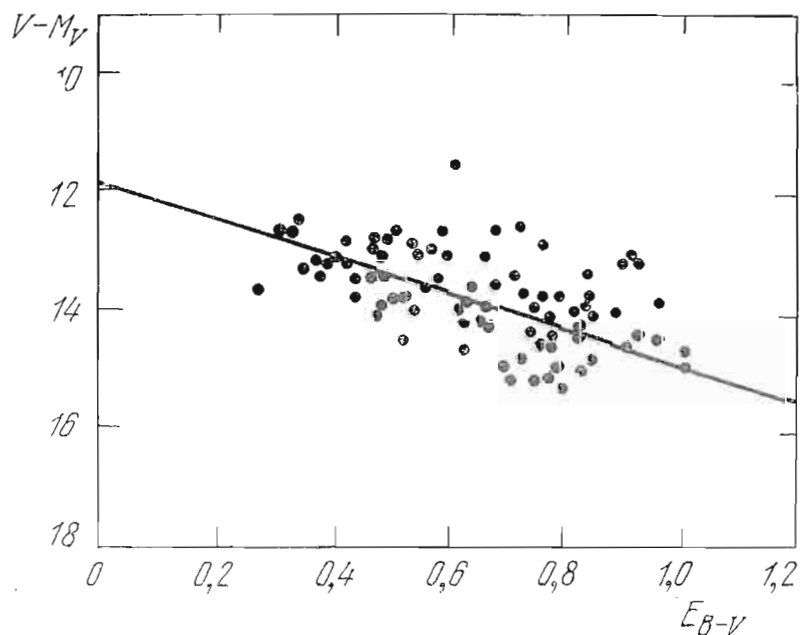


Рис. 10. График $V - M_V$ по E_{B-V} для определения величины R (по данным о звездном скоплении h и z Per).

Многочисленные определения величины R дают достаточно согласные результаты. Однако все же нет полной уверенности в том, что R одно и то же во всех направлениях в Галактике. Для ряда мест на небе получалось $R > 3$.

В 1953 г. Джонсон и Морган [12] ввели величину Q_{UBV} , равную $(U - B)_0 - \frac{E_{(U-B)}}{E_{(B-V)}} (B - V)_0$, которая в первом приближении не

зависит от межзвездного поглощения, но является функцией спектрального класса. Построение двуцветной диаграммы с ее линией нормальных цветов и линиями нарастающего покраснения показало, что отношение $E_{(U-B)}/E_{(B-V)}$ является в первом приближении постоянной величиной ($0,72 \pm 0,03$), и лишь при больших покраснениях линии несколько искривляются и соотношение избытков цвета соответствует формуле:

$$E_{(U-B)} = 0,72 E_{(B-V)} + 0,09 E_{(B-V)}^2.$$

По близким звездам получена связь $(B - V)_0$ и Q_{UBV} в виде: $(B - V)_0 = -0,009 + 0,337 \cdot Q_{UBV}$, где Q_{UBV} табулирована Джонсоном и Морганом. Если мы имеем BV -фотометрию звезды с известным спектральным классом, то можем, не строя двуцветной диаграммы со всеми ее линиями, получить $E_{(B-V)}$ по формуле:

$$E_{(B-V)} = B - V - 0,337 Q_{UBV} + 0,009.$$

По $E_{(B-V)}$ находим A_V и исправляем видимую звездную величину V за межзвездное поглощение.

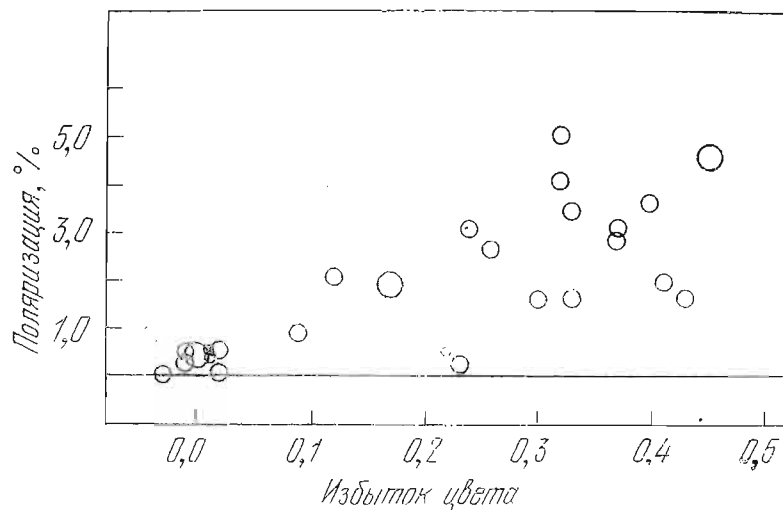


Рис. 11. Рост поляризации p света звезд с увеличением избытка цвета звезд ранних спектральных классов подтверждает межзвездную природу поляризации. Диаметр кружка пропорционален точности измерения.

В 1948—1949 гг. В. Хилтнер и Д. Холл (США) и В. А. Домбровский (СССР) независимо обнаружили поляризацию света звезд. Найденная затем корреляция между поляризацией p и избытком цвета, характеризующим полное поглощение света: $p = 0,06 A$, говорит о межзвездной природе поляризации света звезд (рис. 11).

Галактические магнитные поля, одинаково ориентируя частицы межзвездной пыли удлинённой формы, вызывают различную

поляризацию света в разных направлениях¹ и тем самым изменяют закон рассеяния света на межзвездных пылинках, которое лежит в основе сложного явления, называемого *межзвездным поглощением света*.

Измерение поляризации в различных направлениях и на разных расстояниях дает возможность изучения магнитных полей в Галактике и свойств межзвездной среды.

В Вильнюсской фотометрической системе [13; IX, стр. 252—259] целям спектральной классификации служат так называемые

«диаграммы QQ », где параметры $Q_{123} = m_1 - m_2 - \frac{E_{m_1 - m_2}}{E_{m_2 - m_3}} (m_2 - m_3)$

не зависят от межзвездного поглощения. Для двумерной классификации В-звезд и сверхгигантов А используются диаграммы Q_{UPY} и Q_{PYZ} , для звезд А-F — диаграммы (Q_{UPY} , Q_{XUV}), для G-звезд — диаграммы (Q_{UPY} , Q_{XZS}), для G-K-M-звезд — диаграммы (Q_{XZS} , Q_{XYZ}).

Двухиндексные (двухцветные) диаграммы Вильнюсской фотометрической системы [(U — P), (P — Y)]; [(U — X), (X — Y)] и [(X — Y), (Y — Z)] позволяют точно определить избытки цвета, когда уже определены классы светимости звезд. Кроме того, по диаграмме [(X — Y), (Y — Z)] можно предварительно разделить все звезды по спектральным классам, независимо от величины межзвездного покраснения.

Вильнюсская система может также служить для обнаружения весьма тесных двойных звезд, у которых имеется заметное различие спектров компонентов при малом различии светимостей [17].

10. Боллометрические звездные величины.

Боллометрические поправки

Из наблюдений на поверхности Земли можно получить звездную величину только в определенном интервале длин волн. Регистрация излучения во всем спектре на земле невозможна.

Фотометрическая система *боллометрических величин* звезд является системой, предполагающей возможность зарегистрировать

¹ Согласно теории Дэвиса и Гринстайна [16] большие оси удлиненных ферромагнитных частиц располагаются перпендикулярно линиям магнитного поля. Если луч зрения параллелен магнитным линиям, то поляризация света звезд мала и ориентировка оси поляризации не выражена; большая поляризация в приблизительно параллельных направлениях соответствует лучу зрения, перпендикулярному линиям магнитного поля. Межзвездная поляризация света обычно не превышает нескольких процентов.

Некоторые красные переменные звезды имеют пылевые оболочки, которые вызывают дополнительную и переменную поляризацию. В системах тесных двойных звезд свет частично поляризуется из-за рассеяния на имеющихся у них газовых потоках и расширяющихся оболочках. В атмосферах белых карликов сильные магнитные поля вызывают частичную поляризацию излучения.

в с е излучение звезды, как если бы не существовало атмосферной экстинкции и поглощения в оптике, а приемник радиации был бы одинаково чувствителен к излучению во всех длинах волн ¹. Болометрические величины получаются с помощью вычислений, основанных на предположении о том, что звезды представляют собой абсолютно черные тела, излучение которых подчиняется закону Планка

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5} \left(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1 \right)^{-1}$$

и удовлетворяет закону Стефана — Больцмана

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4, \quad (5a)$$

где R — радиус звезды, T — абсолютная температура, $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5}$ эрг/с·см²·град⁴. Звезды имеют в спектрах большое количество темных линий. Поэтому их излучение лишь приближенно является планковским и формула (5a) может дать болометрическую светимость L_b , если справа будет стоять T_{eff} , т. е. температура такого абсолютно черного тела, которое излучает эквивалентное количество энергии при том же R .

Полное количество световой энергии звезды, регистрируемой вне земной атмосферы, $I_b = \int_0^{\infty} l_\nu d\nu$, где l_ν — распределение энергии в спектре звезды в функции частоты ν . *Болометрическую поправку* (В. С.) определим как разность болометрической видимой (или абсолютной) звездной величины и звездной величины V (или M_V). Болометрическая поправка вычисляется по формуле:

$$\text{В. С.} = 2,5 \lg \frac{I_\nu}{I_b} + C = 2,5 \lg \frac{\int_0^{\infty} l_\nu S_\nu d\nu}{\int_0^{\infty} l_\nu d\nu} + C,$$

где S_ν — полный коэффициент реакции, определяющий систему звездных величин V . Постоянная C выбирается так, чтобы В. С. = 0 для звезд с $T_{\text{eff}} = 5000-7000$ К (т. е. для звезд F3 — F5). В. С. для всех других спектральных классов имеет отрицательный знак (рис. 12).

На основании закона Стефана — Больцмана в форме

$$L_b = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (56)$$

¹ В лабораторных условиях таким прибором является *болометр*, от которого и происходит название *болометрическая*, а также радиометр, актинометр и некоторые другие приборы.

можно получить болометрические поправки как функцию температуры или, иначе, спектра (или цвета).

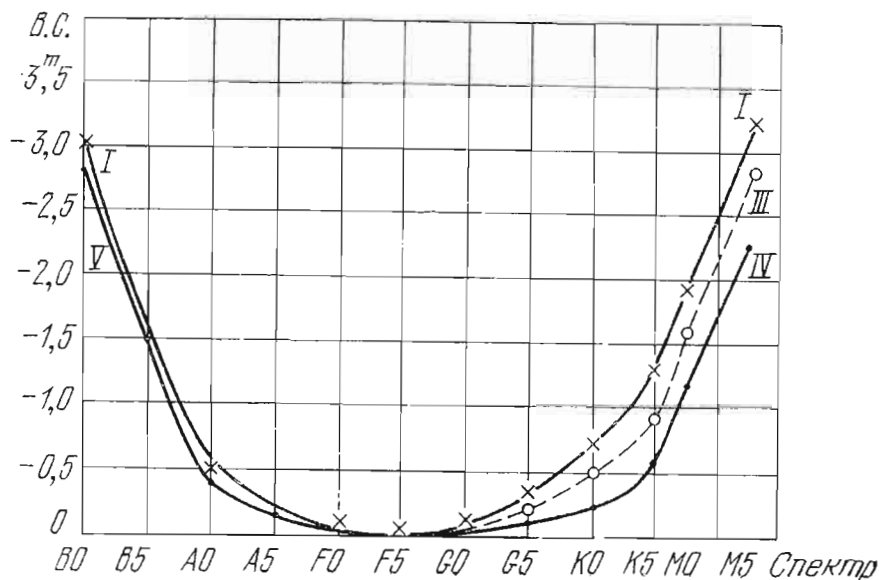


Рис. 12. Болометрические поправки (B.C.) для звезд трех последовательностей диаграммы Г — Р.

В П 2.8 приведены значения B. C. наряду с величинами $(B - V)_0$ и $(U - B)_0$ для звезд различных спектральных классов и классов светимости.

11. Светимости звезд. Диаграмма «спектр — светимость»

Для звезд с известными m и π можно вычислить их абсолютные звездные величины M , являющиеся мерой их светимости L . Как известно, M есть звездная величина звезды, отнесенной на расстояние в 10 пс¹. Видимую звездную величину m , абсолютную M и параллакс π (или расстояние r) связывают соотношения $M = m + 5 + 5 \lg \pi$ или $M = m + 5 - 5 \lg r$, где r выражено в пс, а π — в секундах дуги. При наличии межзвездного поглощения $A(r)$ формула принимает вид:

$$M = m + 5 - 5 \lg r - A(r). \quad (6)$$

Величина M , так же как и m , зависит от выбранной фотометрической системы. Таким образом можно говорить о M_{vis} , M_{ph} , M_V , M_B , M_U и т. д. Особое значение имеет упомянутая M_{bol} — болометрическая абсолютная звездная величина.

Полагая, что m измерена с высокой («фотоэлектрической») точностью, и пренебрегая ошибкой в этой величине, можно определить ошибку в M в зависимости только от относительной ошибки π :

$$\sigma_M = 5 \text{Mod} \frac{\sigma_\pi}{\pi} = 2,17 \frac{\sigma_\pi}{\pi}.$$

¹ Парсек (пс) — расстояние, соответствующее параллаксу в 1".

Если относительная ошибка параллакса будет равна $\pm 15\%$ (при средней ошибке $\pm 0'',008$ параллакса должны в этом случае быть больше $0'',050$, т. е. расстояние r меньше 20 пс), то ошибка абсолютной звездной величины $\sigma_M = \pm 0^m,3$. Однако наблюдаемый для таких звезд общий разброс на диаграмме Герцшпрунга — Рессела (см. ниже) больше $\pm 1^m,0$. Причины этой «естественной дисперсии» M связаны с различиями химического состава, меняющегося в течение эволюции звезды, и их влиянием на поверхностную температуру звезды и ее светимость.

Светимости звезд, выраженные в единицах светимости Солнца, получаются из соотношений:

$$\lg L_V = 0,4(4^m,83 - M_V) \quad (7a) \quad \text{или} \quad L_V = 2,512^{(4^m,83 - M_V)}; \quad (7b)$$

где $+4^m,83$ есть M_V Солнца (для других фотометрических систем надо брать соответствующее значение M Солнца).

Отношение светимости двух звезд дается соотношением:

$$\lg \frac{L_1}{L_2} = 0,4(M_2 - M_1).$$

Светимости подавляющего числа звезд заключены в пределах от $10^{-4} L_\odot$ до $10^4 L_\odot$, хотя имеются звезды с абсолютной звездной величиной $M = -8^m$ (т. е. $L \cong 10^5 L_\odot$) и слабее $M = +19^m$ (т. е. $L = 2 \cdot 10^{-6} L_\odot$); в этом случае отношение светимостей $\sim 10^{11}$. На короткое время сверхновая (SN) во время вспышки может достичь $M = -18^m$ и дать поток, равный сумме излучения всех других звезд галактики, в которой она вспыхнула. Но такое событие происходит в какой-нибудь галактике (и в нашей Галактике) лишь раз в несколько десятков¹ или даже сотен лет.

Сопоставление на графике абсолютных звездных величин звезд и их спектральных классов дает диаграмму «спектр — светимость» или, иначе, диаграмму Герцшпрунга — Рессела ($\Gamma - P$). На рис. 13 представлена диаграмма $\Gamma - P$, составленная по материалам Приложения 2, таблиц 11, 12, дающих списки 50 самых ярких звезд, 50 самых близких звезд и звездных систем (кратных звезд). Из этой диаграммы можно сделать следующие выводы:

1) подавляющее большинство звезд в ближайших окрестностях Солнца — карлики; возможно, что это будет справедливо и для более широкой области пространства;

2) самые яркие звезды на небе¹ являются в среднем звездами большой светимости. Так как видны они в большем объеме пространства, то, следовательно, относительная их численность, приходящаяся на единицу объема, должна быть очень невелика.

На диаграмме $\Gamma - P$, построенной] по всем звездам с π_{tr} , можно проследить семь так называемых последовательностей. Римскими цифрами I—VII обозначены классы светимости (т. е.

принадлежность в какой-нибудь последовательности). В двумерной классификации МК (см. стр. 20) их прибавляют к обычному основному обозначению спектра по гарвардской системе. Построение диаграмм Г — Р для различных систем звезд, например, для

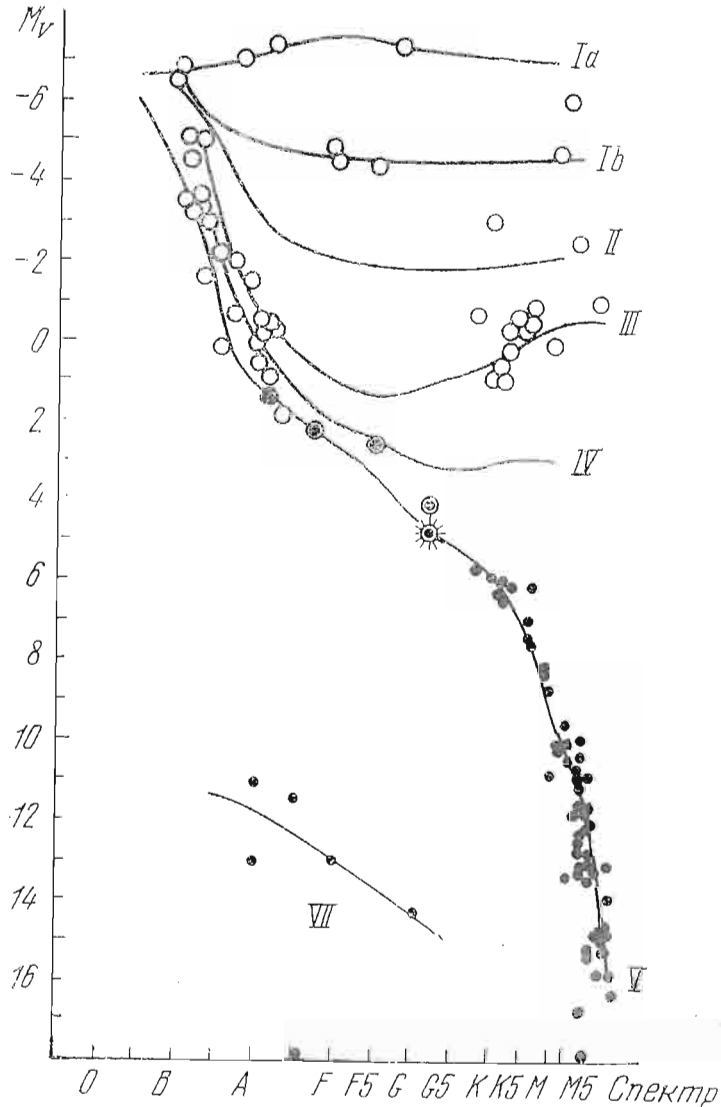


Рис. 13. Диаграмма Герцшпрунга — Рессела (Г — Р), составленная для 50 самых ярких звезд (кружки) и 50 самых близких к нам звезд (точки). Проведены линии различных последовательностей диаграммы. Внизу — белые карлики различных спектральных классов. Звездочка — положение Солнца.

рассеянных и шаровых скоплений и т. д., стало мощным средством изучения эволюции звезд и определения возраста различных звездных групп, а также их расстояний от нас (см. стр. 130, 140). На диаграмме Г — Р, построенной в координатах $\lg T_{\text{eff}}$ и M_{bol} (рис. 14), можно провести, опираясь на соотношения $M - \mathfrak{M}$, $M - R - T_{\text{eff}}$, $M - \mathfrak{M} - R$, семейства линий одинаковых радиусов звезд и одинаковых масс.

В 1967 г. Ф. Цвикки, изучая и голубых звезд в высоких галактических широтах, открыл новый класс звезд, названных HM за малые размеры и

низкую светимость *ниже*ли. При массе порядка солнечной они меньше и плотнее белых карликов. Он исследовал на 200"-рефлекторе спектры компонентов широкой пары LP 101—16, открытой В. Лейтенем по их большому общему $\mu = 1''{,}62$. Один из них $15^m{,}8$ (фот.) — очень голубой, другой $15^m{,}3$ — очень красный. В спектре голубого компонента видны лишь широкие бальмеровские линии H_α и H_β , заметно смещенные в красную часть спектра. Полагая, что

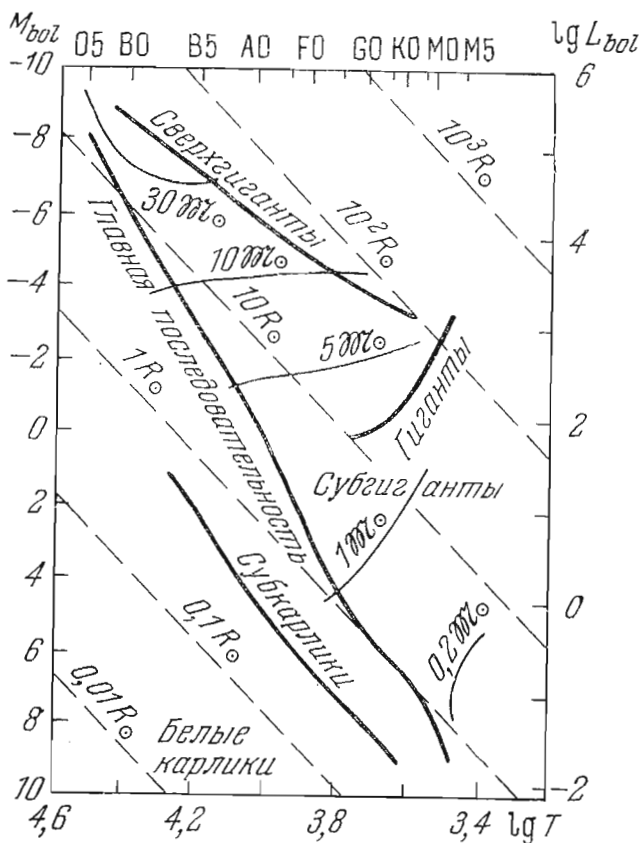


Рис. 14. Диаграмма Г—Р по M_{bol} и $\lg T_{eff}$.

это смещение — эйнштейновское смещение в сильном поле тяготения, Цвикки нашел, что голубой компонент меньше Луны и имеет плотность $\sim 10^9$ г/см³, т. е. на три порядка больше плотности белых карликов. Оценивая расстояние около 6 пс, он получил для голубой звезды $M = +17^m$, т. е. на 4^m слабее белых карликов. Красный компонент, вероятно, первый известный карлик класса S — с $M = +15^m{,}0$, т. е. на 2^m,5 ниже Главной Последовательности. Если таких звезд в Галактике много (открыты лишь самые близкие), то, вероятно, их общий вклад в массу Галактики может оказаться немалым.

12. Фотометрические расстояния

Формула

$$m - M = 5 \lg r - 5 + A(r),$$

где $m - M$ — модуль расстояния, $A(r)$ — межзвездное поглощение в данном направлении до расстояния r (в тех же лучах, к которым относится m и M), может послужить для определения фотометрических расстояний (или фотометрических параллаксов π_{phot}).

Для этого мы должны величину M определить (или оценить), исходя из статистической зависимости между M и какой-либо другой физической характеристикой, полученной по объектам с измеренными тригонометрическими параллаксами. Разновидностями фотометрических параллаксов будут, например, спектральные параллаксы, цефеидные параллаксы и т. д.

12.1. Спектральные параллаксы. В 1913—1914 гг., опираясь на открытое Э. Герцшпрунгом деление звезд поздних спектральных классов на карликов и гигантов, В. Адамс и А. Кольшюттер (США) предложили метод определения светимостей звезд по отношению интенсивностей специально подобранных пар спектральных линий. Различие в строении звездных атмосфер звезд

карликов и звезд-гигантов одного и того же спектрального класса определяется различием температуры и степени ионизации. Эти различия зависят от величины ускорения силы тяжести g на данном расстоянии от центра звезды и от плотности ρ атмосферы на этом расстоянии¹. Эти различия и вызывают различия в интенсивностях некоторых линий, «чувствительных, — как о них говорят, — к светимости».

Такими парами линий являются, например, для ранних спектров, K/H_γ или K/H_δ , а для более поздних спектральных классов $He\ II\ 4200\ \text{\AA}/Ca\ I\ 4227\ \text{\AA}$, $CN\ 4180\ \text{\AA}/$ непрерывный спектр, $Sr\ II\ 4077\ \text{\AA}/Fe\ I\ 4071\ \text{\AA}$ или $Ca\ 4455\ \text{\AA}/Sr\ II\ 4215\ \text{\AA}$. Измерив отношение интенсивностей этих пар, мы по калибровочной кривой, составленной на основе данных о звездах с измеренными π_{tr} , можем оценить M и по формуле (6) параллаксы, называемые в этом случае *спектральными* (но не спектроскопическими!) *параллаксами* π_{sp} ².

Относительную ошибку спектрального параллакса σ_π/π можно оценить в среднем величиной $\sim 0,15$ для спектров с большой обратной дисперсией и до $0,40$ для спектров с малой обратной дисперсией. Таким образом, за пределами сферы с радиусом ~ 20 — 25 пс π_{sp} оказываются точнее чем π_{tr} . Тем самым область возможного определения звездных параллаксов чрезвычайно расширяется. К началу семидесятых годов уже определены π_{sp} около 60 000 звезд.

12.2. Цефеидные параллаксы и параллаксы других физических переменных. У переменных типа RR Lyr, $\delta\ Ser$, W Vir, $\alpha\ Cen$ обнаружена статистическая зависимость «период — светимость» ($P - M$) (рис. 15а)³. Она позволяет по периоду переменной и точному определению типа переменности (рис. 15б) найти ее светимость, а затем и расстояние. Зависимость $P - M$, впервые обнаруженная в 1908 г. Генриеттой Ливитт для долгопериодических цефеид Малого Магелланова Облака (ММО), имеет интересную историю. Выявившееся разделение долгопериодических цефеид на два типа — $C\delta$ и CW ⁴, относящихся соответственно к плоской и сферической составляющим Галактики, привело в

¹ Чем меньше $g = GM/R^2$ и давление p (и, следовательно, плотность ρ), тем выше ионизация.

² Опубликованы атласы стандартных спектров звезд различных классов светимости. Сравнив спектр изучаемой звезды с наиболее близким стандартным, получим и ее спектральный класс и класс светимости без измерений интенсивностей.

³ История установления нуля-пункта этой зависимости ярко описана В. Бааде в его курсе лекций «Эволюция звезд и галактик», «Мир», Москва, 1966. См. также книгу Ю. Н. Ефремова «В глубины Вселенной», «Наука», 1977.

⁴ При одном и том же периоде P они отличаются формой кривой блеска (рис. 15б).

1952 г. к необходимости удвоить все внегалактические расстояния¹, тогда как расстояния до шаровых скоплений, оценивавшиеся по переменным типа RR Lyr, и оценка размеров Галактики остались без существенных изменений. Проблему нуля-пункта зависимости $P - M$ долгопериодических цефеид нельзя считать окончательно решенной, так как статистические определения средних расстояний цефеид по их μ и V_r , мало надежны вследствие больших относительных ошибок самих μ . Также надо обеспечить тщательный учет межзвездного поглощения, что не всегда возможно, когда нет UBV -фотометрии этих звезд.

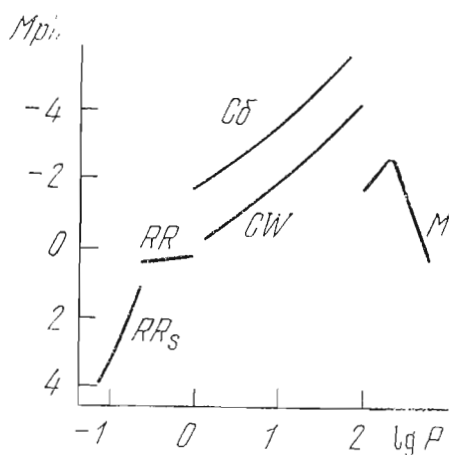


Рис. 15а. Статистическая зависимость «период — светимость» для физических переменных звезд разных типов: классические цефеиды (Сδ), цефеиды типа W Vir (CW), переменные типа o Cet (M), типа RR Lyr (RR) и карликовые цефеиды (RRs).

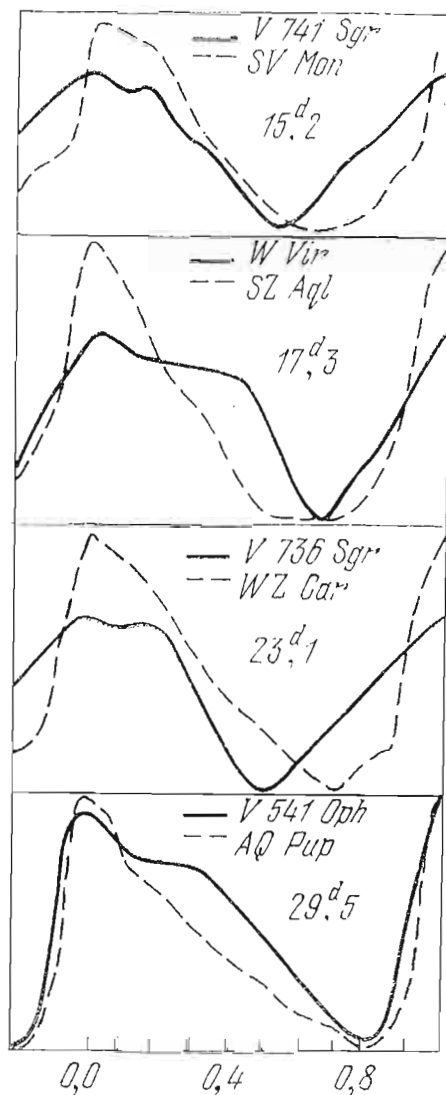


Рис. 15б. Образцы кривых блеска переменных звезд типов Сδ (штриховая линия) и CW (сплошная линия) одних и тех же периодов.

Изучение зависимости $P - M$ для цефеид других звездных систем приводит к заключению (Б. В. Кукаркин), что нуль-пункт зависимости неоднозначен и отражает возраст звездной системы, который сказывается также и на морфологических характеристиках цефеид (например, на кривых блеска).

¹ Пересмотр шкал внегалактических расстояний был в первую очередь связан с тем, что, как оказалось, светимость Сδ на $1^m.5$ выше, чем у CW; часть изменения шкалы расстояний произошла благодаря уточнению фотометрических шкал стандартов SA. Кроме того, была устранена ошибка отождествления ярких облаков H II со сверхгигантами в галактике M 100.

Один из методов уточнения абсолютных величин долгопериодических цефеид типа $S\delta$ связан с их изучением в рассеянных скоплениях, расстояния до которых определяются по их диаграммам «видимая величина — цвет» (см. ниже).

В целом цефеидные параллаксы расширяют возможности определения расстояний до $2\,000\,000$ пс = 2 Мпс.

12.3. Фотометрические параллаксы других типов объектов. Оценки M новых звезд в максимуме блеска (в среднем $\sim -7^m$) отодвигают предел определения расстояний до 10 Мпс, определение интегральных M шаровых скоплений (в среднем -8^m) — до 25 Мпс, абсолютные величины сверхновых (SN) в максимуме блеска (от -16^m до -20^m) дают возможность определения расстояний до 100 Мпс. Дальше можно воспользоваться красным смещением z в спектрах галактик, но это уже не фотометрический метод определения расстояний.

12.4. Фотометрические расстояния звездных скоплений. Об определении параллакс звезд — членов *д в и ж у щ и х с я* *р а с с е я н н ы х* *с к о п л е н и й* будет сказано на стр. 130. Для других рассеянных скоплений можно определить расстояние, совместив главную последовательность диаграммы «цвет — видимая величина» скопления с *Главной Последовательностью* общей диаграммы $\Gamma - P$, построенной в том же масштабе. Нанеся на кальку звездные величины звезд скопления в зависимости от их цветов (с учетом межзвездного поглощения), надо совместить шкалу цветов или шкалу спектров (используя их взаимно-однозначное соответствие — см. рис. 8) и, смещая кальку по вертикали, добиться наилучшего совпадения главной последовательности по всей ее длине (за исключением левой верхней части, на которой сказывается звездная эволюция, так как самые яркие звезды скопления отклоняются от главной последовательности вверх и вправо; см. стр. 131). Разность показаний шкал ординат даст модуль расстояния $m - M$.

Фотометрическое расстояние шарового скопления определяется по тому же принципу совмещения диаграммы «цвет — видимая величина» (например, рис. 58а) с диаграммой $\Gamma - P$, построенной по скоплениям с известными расстояниями (рис. 16). Для калибровки можно использовать медианную¹ абсолютную величину M короткопериодических переменных звезд типа RR Лиры, которая по статистическим исследованиям μ этих звезд равна в среднем $+0^m.6$. Поворот ветви субгигантов на главную последовательность (рис. 16) происходит в среднем у всех шаровых скоплений при $M = +4^m.0$. Сопоставляя абсолютные величины с соответствующими оценками видимого блеска, исправленными

¹ Т. е. относящуюся к среднему блеску переменной.

за межзвездное поглощение, получим модуль расстояния μ , следовательно, параллакс.

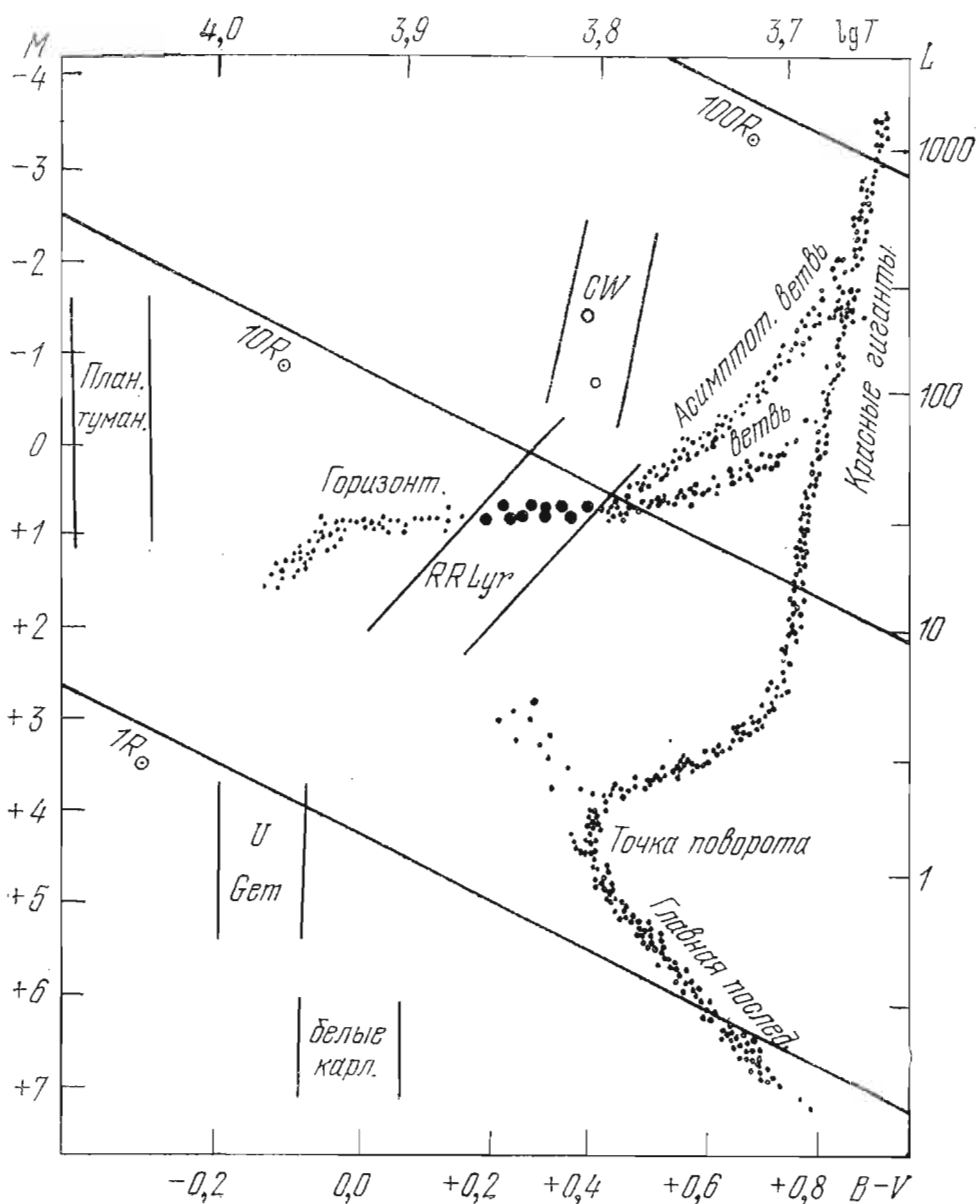


Рис. 16. Схема диаграммы Г — Р для шаровых скопления с указанием областей возможного расположения переменных звезд типов RR Lyr, CW, U Gem, планетарных туманностей и белых карликов. Показаны линии равных радиусов, соответствующих 1, 10 и $100 R_{\odot}$.

Некоторые отклонения от приведенных значений, выявляемые у различных шаровых скоплениях, объясняются различиями химического состава и связаны с разным возрастом этих скоплениях (48.1).

13. Массы звезд по исследованиям двойных звезд. Зависимость «масса — светимость»

Одна из существенных характеристик звезд — масса — наиболее надежно выводится из анализа орбитальных движений в системах *визуально-двойных, спектрально-двойных, затменно-*

двойных и звезд с темными спутниками (так называемые астрометрические двойные). Данные о ближайших к нам звездах, о ярких звездах и о звездах с большими μ в П 2.11, 12, 13 снабжены примечаниями о наличии физических спутников, либо о спектральной или фотометрической двойственности. Они показывают, что двойственность или кратность разных типов широко распространена, по крайней мере в окрестностях Солнца. Так, из 50 ближайших звезд 23 входят в 11 систем (из них известно пока всего 3 спектрально-двойных, 5 имеют темные спутники); из 50 самых ярких звезд 29 входят в состав двойных или кратных звезд (среди них известно 15 спектрально-двойных); поражает большое число (29) переменных или заподозренных в переменности. Некоторые переменные могут оказаться затменно-двойными, что тоже увеличит относительную численность двойных и кратных звезд.

Все перечисленные данные приводят к выводу о том, что одиночные звезды составляют меньше половины звездного населения Галактики. Разработано много разнообразных, остроумных и эффективных методов вычисления элементов орбит двойных звезд разных видов [III, т. II], [18].

Применение третьего закона Кеплера (в той форме, которую ему придал Ньютон) к визуально-двойной звезде с известным параллаксом дает значение суммы масс компонентов, выраженной в единицах массы Солнца (\mathfrak{M}_{\odot}):

$$\mathfrak{M}_1 + \mathfrak{M}_2 = \left(\frac{a''}{\pi''} \right)^3 \cdot \frac{1}{P^2}, \quad (8)$$

где период обращения P выражен в годах, a'' — большая полуось истинной орбиты в секундах дуги и π'' — годичный параллакс.

В каждый данный момент расстояния компонентов от общего центра масс обратно пропорциональны их массам: $\rho_1/\rho_2 = \mathfrak{M}_2/\mathfrak{M}_1$ ¹. Сумма масс и их отношение позволят определить массу каждой звезды отдельно.

Для спектрально-двойной возможны два случая:

а) когда известны кривые V_r обоих компонентов, можно определить отношение масс $\mathfrak{M}_1/\mathfrak{M}_2 = K_2/K_1$, а для каждого компонента можем получить произведение массы на $\sin^3 i$, где i — угол между лучом зрения и перпендикуляром к плоскости орбиты:

$$\mathfrak{M}_1 \sin^3 i = 1,038 \cdot 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_2 P,$$

$$\mathfrak{M}_2 \sin^3 i = 1,038 \cdot 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_1 P,$$

где K_1 и K_2 — полуамплитуды кривых V_r яркого и более слабого компонентов (что в подавляющем числе случаев соответствует

¹ Если определены элементы орбит каждого компонента относительно центра масс системы, то $a_1''/a_2'' = \mathfrak{M}_2/\mathfrak{M}_1$.

более массивному и менее массивному компонентам), e — эксцентриситет орбиты;

б) если известна кривая V , лишь одного компонента, можно определить только нижний предел массы, который оценивается по так называемой функции масс f_1 :

$$f_1 = \frac{\mathcal{M}_2^3 \sin^3 i}{(\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2)^2} = 1,038 \cdot 10^{-7} K_1^3 \cdot P (1 - e^2)^{3/2}. \quad (9)$$

Для затменно-двойной с известной кривой лучевых скоростей существуют методы, позволяющие определить абсолютные размеры орбиты и отсюда массы компонентов.

Подавляющее большинство масс звезд заключено в пределах 10^{-4} до $\sim 10^2 \mathcal{M}_\odot$. Однако массы «темных спутников» звезд (их известно около десятка) оцениваются порядка $10^{-2} - 10^{-3} \mathcal{M}_\odot$.

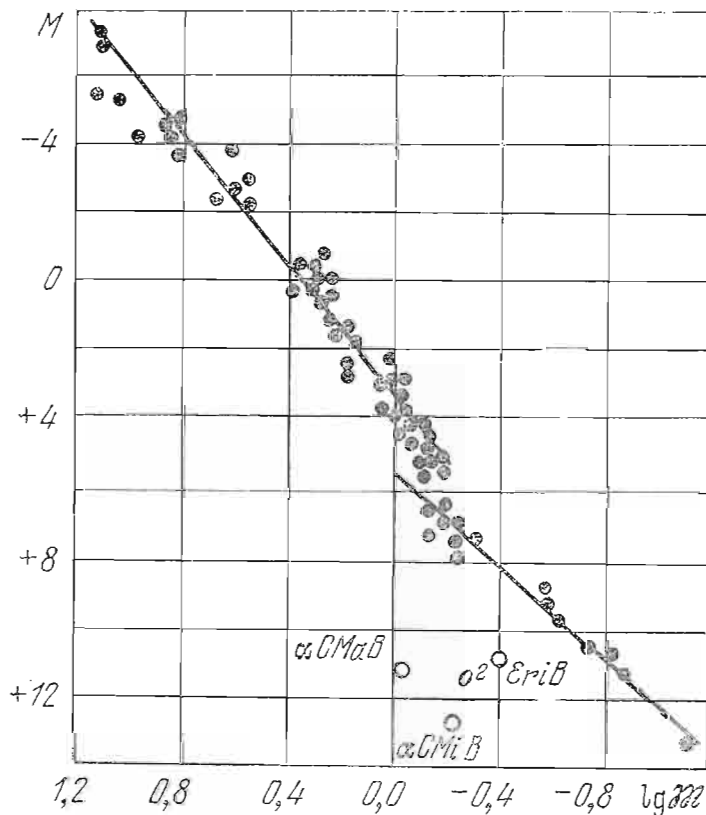


Рис. 17. Зависимость $\mathcal{M} - M$ по данным о компонентах двойных звезд разных видов. Кружками обозначены белые карлики, которые не удовлетворяют этой зависимости.

Теоретическая астрофизика ставит верхним пределом массы стабильной звезды $62 \mathcal{M}_\odot$, и, действительно, больших масс с достаточной уверенностью не определено. В окрестностях Солнца средняя масса звезд $\bar{\mathcal{M}}_* = 0,42 \mathcal{M}_\odot = 8,4 \cdot 10^{32}$ г. Звезды с $\mathcal{M} < 10^{-2} \mathcal{M}_\odot$ не имеют источников энергии, способных обеспечить излучение

в видимом участке спектра и в области более коротких длин волн, и, вероятно, они больше сходны с планетами, чем со звездами.

Сопоставление наиболее надежных значений M звезд и их \mathfrak{M} (таких не более 80—100) показывает зависимость «масса — светимость» ($\mathfrak{M} - M$), которую можно представить графически (рис. 17), либо формулами:

$$M_{\text{bol}} = 3,9 - 9,3 \lg \mathfrak{M} \quad (\text{для } M < + 6^m)$$

и

$$M_{\text{bol}} = 5,7 - 6,4 \lg \mathfrak{M} \quad (\text{для } M > + 6^m).$$

В теоретической астрофизике выводится зависимость: L , T_{eff} и \mathfrak{M} . Так как T_{eff} и L связаны с радиусом R , а R и T_{eff} — с \mathfrak{M} , то, следовательно, кроме зависимости $\mathfrak{M} - L$ должна существовать зависимость $\mathfrak{M} - L - R$ [П 2.9].

На рис. 14 была показана диаграмма $\Gamma - P$ (в координатах M_{bol} , $\lg T_{\text{eff}}$) с нанесенными линиями равных масс и линиями равных радиусов. В теоретических расчетах всегда имеется в виду болометрическая светимость L_{bol} или болометрическая звездная величина M_{bol} :

$$L_{\text{bol}} \sim R^{5,2},$$

$$L_{\text{bol}} \sim \mathfrak{M}^{3,9}.$$

14. Межзвездная среда по данным оптических наблюдений

Межзвездная материя известна в виде: диффузных облаков (газовых, пылевых, газопылевых), газовых планетарных туманностей различных форм, с характерным линейчатым спектром, пылевых глобул шаровой формы, непрерывной газовой среды, прослеживаемой до $z = \pm 3000$ пс (со средней плотностью порядка 0,1 атома/см³) и плазмы. Кроме того, межзвездное пространство пронизывается электромагнитными излучениями и космическими лучами.

Классификация форм межзвездной материи выделяет *светлые туманности* (отражательные — отражающие свет соседних звезд, и эмиссионные, возбуждаемые излучением соседних горячих звезд большой светимости¹) и *темные туманности*. Кроме того, наличие стационарных линий² поглощения H I, Ca, Na, K I, Ti II, CN, CH и др. в спектрах некоторых звезд свидетельствует о существовании облаков соответствующих атомов или молекул, находящихся между звездой и нами.

¹ Водород ионизируется вокруг таких звезд на расстоянии до 150 пс.

² Линии, показывающие отличное от других доплерово смещение. В случае спектрально-двойных звезд, когда линии спектров компонентов обнаруживают периодические колебания, линии межзвездного газа сохраняют неизменное положение, являются *стационарными*.

Все виды межзвездной материи (кроме, пожалуй, газового субстрата и плазмы) показывают большую галактическую концент-



Рис. 18. Темные туманности на фоне ярких облаков Млечного Пути. Созвездия Щита и Орла.

рацию. Об этом свидетельствуют: существование «зоны избегания Хаббла» — почти полное отсутствие галактик в поясе $\pm 8-10^\circ$

вдоль галактического экватора, «вилка» Млечного Пути — темные облака на фоне ярких звездных скоплений в направлении на центральную область Галактики и т. д. Темная полоса на ярком фоне (рис. 18) является следствием межзвездного поглощения, так же как и темные полосы на снимках галактик, видимых с ребра.

В. А. Амбарцумян и Ш. Г. Горделадзе в 1938 г. [19] показали, что существование газопылевых облаков, заметных как небольшие светлые туманности около некоторых освещающих их звезд, либо как небольшие темные пятна на фоне более далеких ярких звездных облаков, либо вовсе незаметных пока, может объяснить все наблюдаемое межзвездное поглощение света. Они оценили средний диаметр диффузных облаков ~ 5 пс, среднее поглощение света в таком облаке $\sim 0^m,27$, и среднее число облаков в кубическом килопарсеке $\sim 3,5 \cdot 10^5$. Всего в Галактике должны быть ~ 50 — 100 млн. поглощающих свет туманностей.

В последние годы техника астрономических наблюдений из космоса расширила число известных типов находящихся в Галактике объектов, прибавив к ним разнообразные источники рентгеновского и далекого инфракрасного излучения.

15. Источники рентгеновского излучения

Рентгеновское излучение — мягкое ($1 \text{ \AA} < \lambda < 100 \text{ \AA}$) и жесткое ($1 \text{ \AA} > \lambda > 0,01 \text{ \AA}$) — не может пройти и 1 м воздуха, находящегося при нормальных условиях. Впервые рентгеновское излучение Солнца было зарегистрировано в августе 1948 г. во время запуска на метеорологической ракете стопки фотопластинок, защищенных от засветки видимым светом, а первые космические источники рентгеновского излучения были обнаружены лишь в июне 1962 г., когда начались запуски метеорологических ракет на высоту более 100 км. Правда, солнечные вспышки сопровождаются всплесками рентгеновского излучения, которое может быть обнаружено косвенно — по его воздействиям на ионосферу Земли.

Помимо этого космическое рентгеновское излучение может вызываться плазмой, находящейся при термодинамической температуре от $8 \cdot 10^6$ до 10^8 градусов, остатками вспышек сверхновых звезд, толстыми и тонкими планетарными туманностями, вращающейся магнитной нейтронной звездой и т. п. Ряд источников отождествлен с галактиками и их скоплениями, другие еще ждут своего отождествления.

Для рентгеновских лучей нельзя использовать обычные собирающие оптические поверхности, поэтому разрешающая

способность «рентгеновских телескопов» мала — $1-2^\circ$ ¹. «Метод лунного экрана» — наблюдение покрытия рентгеновских объектов Луной дает возможность изучать детали структуры лишь некоторых протяженных источников рентгеновского излучения.

Для энергии от 1 до 2 кэв² измерения ведутся при помощи детектора в виде газоразрядного пропорционального рентгеновского счетчика с тонким бериллиевым, алюминиевым или слюдяным окошком³, а для энергии от 10 до 50 и более кэв — с помощью специализированного детектора с кристаллом Na I или Cs I и фотоумножителем.

Первыми были открыты: Sco X-1 — голубая звезда 12^m , обладающая сильной переменностью, похожая на бывшую новую, и Tau X-1 или Tau A — знаменитая Крабовидная туманность (интегральная $m_{\text{рл}} = 9^m$, размеры $6' \times 4'$) — остаток SN 1054 года. Из регистрации покрытия этой туманности Лупой (выполнено при помощи рентгеновского фотометра, поднятого на ракете) выяснилось, что помимо точечного источника в центре туманности (позднее оказалось, что это пульсар NP 0532, излучающий также в оптическом и радиодиапазонах) излучает область вокруг него, в 5 раз меньшая, чем вся туманность. Рентгеновское излучение пульсара (звезды $16^m,5$) в 200 раз мощнее оптического и в 20 000 раз — радиоизлучения.

Запуск в США 12 декабря 1970 г. специального рентгеновского спутника «Ухуру» с двумя рентгеновскими коллиматорными телескопами для области спектра 2—18 кэв (с рекордной тогда чувствительностью около 10^{-3} фотон/см²·с) дал возможность обнаружить на 90% небесной сферы около 160^4 галактических и внегалактических рентгеновских источников и определить положение сильных источников с точностью до $\sim 1',5$, а слабых до $\sim 1^\circ$ [20].

Галактические точечные источники рентгеновского излучения можно причислить к одному из следующих четырех типов:

1. Постоянно излучающие,
2. Рентгеновские пульсары,
3. Новоподобные источники,
4. Вспыхивающие источники.

¹ Для орбитальной станции «Салют-4» в ФИАН СССР был разработан зеркальный рентгеновский телескоп «скользящего падения лучей». В США планируется создание сложного (соединение параболоида и гиперболоида) зеркала диаметром 1 м. Оно сможет дать при фокусном расстоянии в 7 м разрешение в несколько секунд.

² Вместо длины волны или частот часто указывают соответствующую им энергию кванта $\epsilon = h\nu = hc/\lambda$, где h — постоянная Планка. Энергию выражают в эргах или кэв; квант, соответствующий $\lambda = 1 \text{ \AA}$, имеет энергию $\sim 2 \cdot 10^{-8}$ эрг = 12,4 кэв.

³ Для мягкого рентгеновского излучения (энергия от 0,4 до 0,6 кэв) окошки изготавливаются из органических пленок толщиной от 0,5 до 6 мкм (лавсан, формвер, пропоэпилен, полишироксилен и т. д.).

⁴ К середине 1977 г. их было открыто ~ 400 .

Изменение интенсивности рентгеновского излучения новоподобных сходно с картиной изменения оптического излучения новоподобных переменных звезд. Вспышки рентгеновского излучения впервые были зарегистрированы 25 июня 1971 г. при экспериментах с «Космосом-428» группой А. С. Мелиоранского [21], когда источник 3U 1820—30 был отождествлен с шаровым скоплением NGC 6624. К концу 1976 г. обнаружено более 20 вспыхивающих рентгеновских источников; шесть из них отождествлены с шаровыми скоплениями. Некоторые объекты показали уже тысячи вспышек, энергия которых оценивается в 10^{38} — 10^{40} эрг/с.

Подавляющее большинство интенсивных галактических источников лежит близ галактической плоскости (не дальше 20° от нее). Они показывают также концентрацию к центру Галактики (рис. 19). Однако, хотя область центра излучает как мягкие,

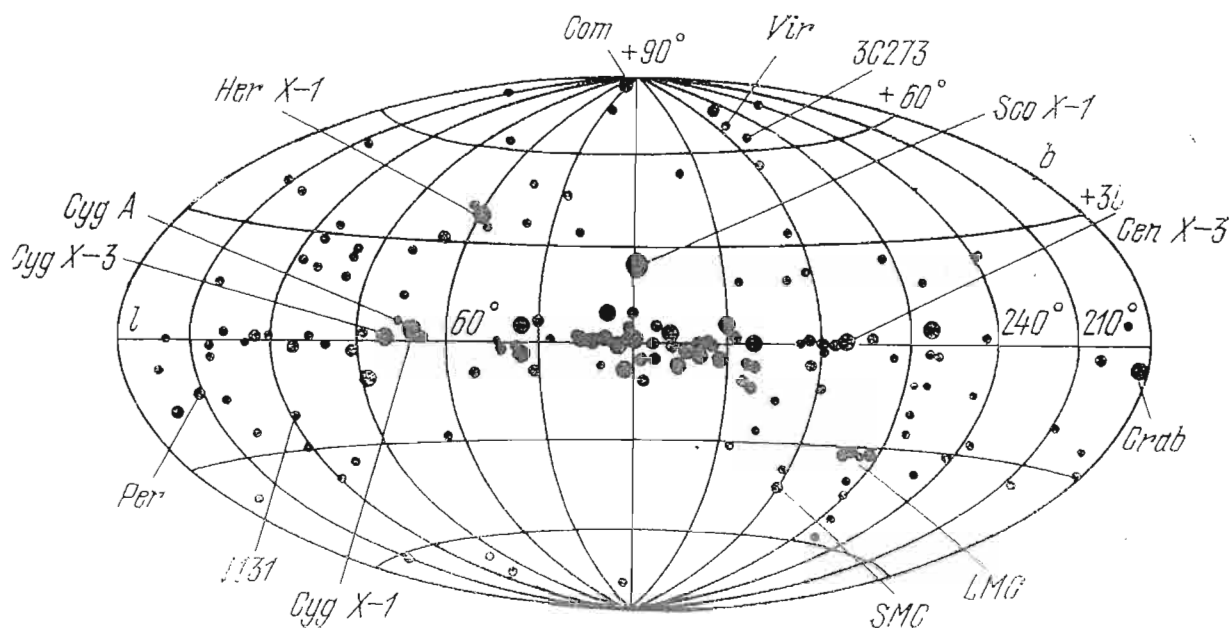


Рис. 19. Распределение на небесной сфере (в галактических координатах) источников рентгеновского излучения (по данным 3-го каталога «Ухуру»). Диаметры кружков пропорциональны интенсивности излучения.

так и жесткие лучи, самый центр, где находится радионисточник Sgr A, не дает ощутимого потока рентгеновского излучения.

Большинство дискретных галактических источников рентгеновского излучения как будто находится в спиральных ветвях, показывает хорошую корреляцию с расположением OB-ассоциаций, планетарных туманностей и межзвездного газа. Иные источники отождествляются с остатками вспышек сверхновых звезд (SNR), однако иногда SNR не дают рентгеновского излучения, например, у SN 1604 (Oph).

Оптические компоненты рентгеновских источников Sco X-1, Cyg X-2 и Cen X-2 (WX Cen) обнаруживают изменения

блеска — результат наложения быстрых колебаний с амплитудой порядка $0^m 1$ в несколько минут, медленных колебаний $0^m 5$ в течение часов и коротких вспышек (несколько десятых звездной величины за время ~ 10 минут), которые обычно происходят в максимуме блеска.

Оценки расстояния точечных рентгеновских галактических источников приводят к оценке мощности рентгеновского излучения до 10^{38} — 10^{39} эрг/с, т. е. в десятки миллиардов раз больше солнечного¹. Это заставляет искать какие-то особые (кроме вышеупомянутых) объекты для объяснения этих галактических рентгеновских источников. Например, среди двойных, один из компонентов которых — «черная дыра» или нейтронная звезда. Сильное гравитационное поле этих объектов вызывает аккрецию — частицы приобретают громадные скорости, и при их столкновениях между собой или с поверхностью нейтронной звезды рождается рентгеновское излучение.

Оценки времени рентгеновской активности столь мощных галактических источников приводят к значениям всего лишь в десятки тысяч, может быть, до миллионов лет, что вполне оправдывает редкость их среди сотен миллиардов звезд Галактики.

Среди дискретных внегалактических источников рентгеновского излучения есть отождествленные с галактиками (так, можно оценить, что наша Галактика в целом и М 31 излучают $\sim 3 \cdot 10^{33}$ эрг/с), с радиогалактиками, например, источник Сеп А, в центре которого находится взрывающаяся галактика NGC 5128, с пекулярными галактиками, как сейфертовские галактики (например, NGC 1275, 4151), с квазарами (например, 3С 273 — расстояние 580 Мпс, откуда мощность источника — одного из самых мощных — оказывается $\sim 10^{46}$ эрг/с), с N-галактиками (например, 3С 390.3, находящейся на расстоянии 220 Мпс и имеющей мощность в рентгеновском диапазоне 10^{45} эрг/с, сравнимую с оптической светимостью), наконец, со скоплениями галактик (таковы скопление галактик в Vir — расстояние 18,4 Мпс, скопление «Эйбелл 2256» — 550 Мпс; известно уже 16 таких скоплений с мощностью рентгеновского излучения 10^{43} — 10^{45} эрг/с).

Кроме дискретных галактических и внегалактических рентгеновских источников, обнаружено диффузное изотропное излучение, названное *рентгеновским фоном*. Предполагается, что наибольший вклад в это фоновое рентгеновское излучение вносит галактический диск, причем это излучение в основном с энергией, меньшей 1 кэВ, тогда как фоновое излучение большей мощности имеет метагалактическое происхождение.

В ближайшие годы можно ожидать больших технических успехов, а именно, регистрации рентгеновского излучения, составляющего 10^{-8} потока от Sco X-1 с разрешением в $1''$.

¹ Рентгеновское излучение Солнца $\sim 10^{27}$ эрг/с или $\sim 10^{-6}$ полного потока его излучения, в то время как рентгеновское излучение, например, источника Sco X-1 в 10^3 раз больше его оптического и радиоизлучения.

16. Источники инфракрасного излучения

Если звезды образовались в итоге конденсации межзвездной материи, которая сама образует холодные облака с $T \sim 100$ К, то естественно предположить, что только что образовавшиеся звезды должны иметь очень низкую температуру и излучать больше всего энергии в инфракрасном (ИК) диапазоне. При $T \sim 1000$ К максимум планковской кривой для абсолютно черного тела около 3 мкм, и в лучах $\lambda 8500$ Å такая звезда будет на семь звездных величин ярче, чем в $\lambda 5500$ Å.

Однако для изучения холодных звезд нужны приемники радиации, чувствительные к длинам волн больше 1 мкм. Специальные фотоэмульсии, фотосопротивления и ЭОП позволяют регистрировать источники с максимумом кривой распределения энергии в спектре в инфракрасном диапазоне, несмотря на сильное поглощение их, особенно водяными парами земной атмосферы, которая имеет «окна прозрачности», например, около 2—2,5, 8 и 25 мкм. Специальный болометр из германия, легированного галлием, работавший при температуре $T 2,2—4,2$ К, позволял регистрировать излучения до 1 мм.

Еще в 1937 г. Хецлер на Йеркской обсерватории, сравнивая потоки в $\lambda 5500$ Å и $\lambda 8500$ Å, нашел много инфракрасных звезд. При обзоре неба в диапазоне 2—2,5 мкм Дж. Нойгебауэр [22] обнаружил звезды с температурой поверхности меньше 1—2 тысяч К, к которым относятся также некоторые типы физических переменных. В его списке 14 звезд имеют величины в диапазоне K меньше 3^m ($V \sim 16^m$, а $I - K \sim 6^m$). Среди них 5 известных и несколько новых переменных звезд. Некоторые из этих ИК-звезд, может быть, являются газопылевыми оболочками молодых звезд, переизлучающими энергию в ИК-диапазоне.

Переменная звезда V870 Sco близ молодого скопления NGC 6321 обнаружила сильное ИК-излучение от околозвездной пылевой оболочки [23].

89 Her — сверхгигант, обнаруживает ИК-излучение от пылевой оболочки с $T_{\text{eff}} = 200—600$ К [24].

Подобные пылевые оболочки обнаружены также вокруг NML Cyg¹ и IRC + 10216 (размер последней — 1200 а. е. вдоль большой оси) [25].

Кришна Свами создал теоретическую модель околозвездного пылевого облака из графитовых частиц, которая хорошо согласуется с наблюдениями ряда объектов [26].

В 1969 г. Хьюгз исследовал распределение 5614 ИК-звезд с K ярче 3^m ($\sim 70\%$ из них невидимы для невооруженного глаза). Оказалось, что наиболее красные из них концентрируются вблизи галактической плоскости. Все они имеют болометрическую светимость больше солнечной. Кроме ИК-звезд найдены и ИК-туманности. Обнаружено также ИК-излучение вблизи источников

¹ Так обозначаются объекты Нойгебауэра, Мартца и Лейтона.

эмиссии ОН. Межзвездная пыль заметно излучает также в миллиметровом диапазоне.

Рис. 20 дает распределение энергии в спектрах Солнца, Т Тау и R Mon [27] и некоторых других объектов. На шкале сверху показаны положения максимумов полос *UBVRIJHKLMNQ*. На оси ординат отложено отношение F_{λ}/F_{\max} .

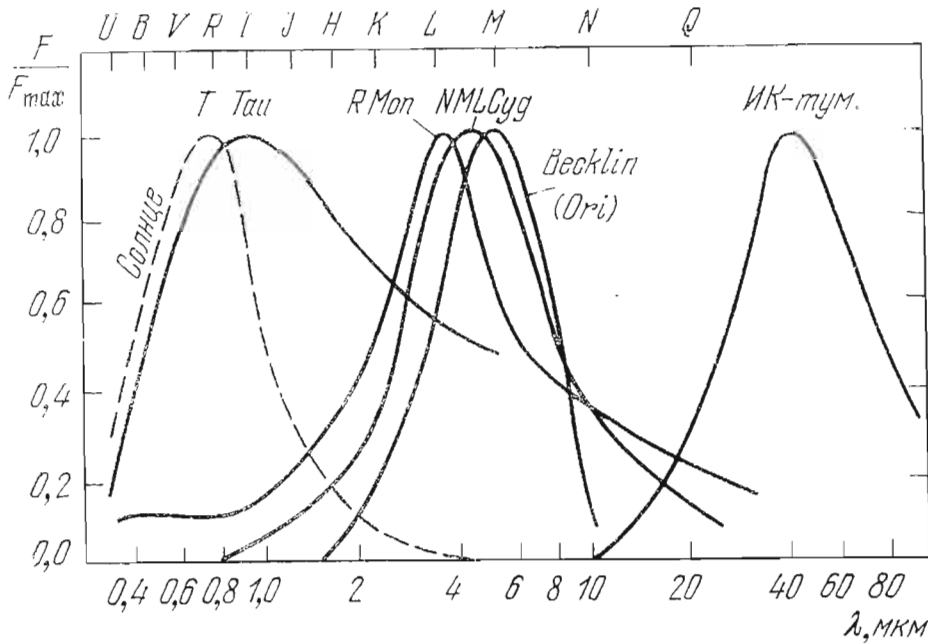


Рис. 20. Распределение энергии в спектрах Солнца, Т Тау, R Mon и нескольких инфракрасных источников. Вверху отмечены средние длины волн (λ_0) кривых реакции для фотометрической системы *UBVRIJHKLMNQ*.

Итак, среди ИК-объектов можно различить следующие типы:

1) Холодные сверхгиганты известных типов (подобные долгопериодическим переменным типа Миры Кита или углеродным звездам), испытывающие значительное межзвездное покраснение. Они не обнаруживают генетической связи с темными облаками.

2) Действительно ИК-объекты, у которых максимум энергии спектра приходится на далекую ИК-область. Таковы R Mon, NML Cyg и объект в туманности Ориона, обнаруженный Беклин и Нойгебауэром (рис. 20). Эти объекты тесно связаны с плотными облаками и, вероятно, представляют собой очень молодые звезды (с возрастом $\sim 10^4$ лет), погруженные в окружающее их облако.

3) Звезды с ИК-избытком разной мощности, но не показывающие максимума в ИК-области, несмотря на то, что их блеск в красных лучах много больше, чем в визуальных лучах. Такова, например, Т Тау (рис. 20). Они обнаруживают значительную хромосферную активность и изобилие лития.

Значительная часть данных инфракрасной астрономии получена на баллонах и специальных высотных самолетах. На очереди запуск инфракрасной аппаратуры в космическое пространство.

Подробный обзор проблемы инфракрасных звезд дан А. По-веда (Мексика) [28], см. также сб. «Инфракрасная астрономия», пер. с англ., М., «Мир», 1971, 224 стр.

17. Предварительный общий обзор Галактики

Извне Галактика, вероятно, похожа на спиральную галактику типа Sb или Sc или промежуточную Sbc (например, на NGC 7331, M 31 или NGC 2841 — рис. 21). В этих галактиках, наряду с

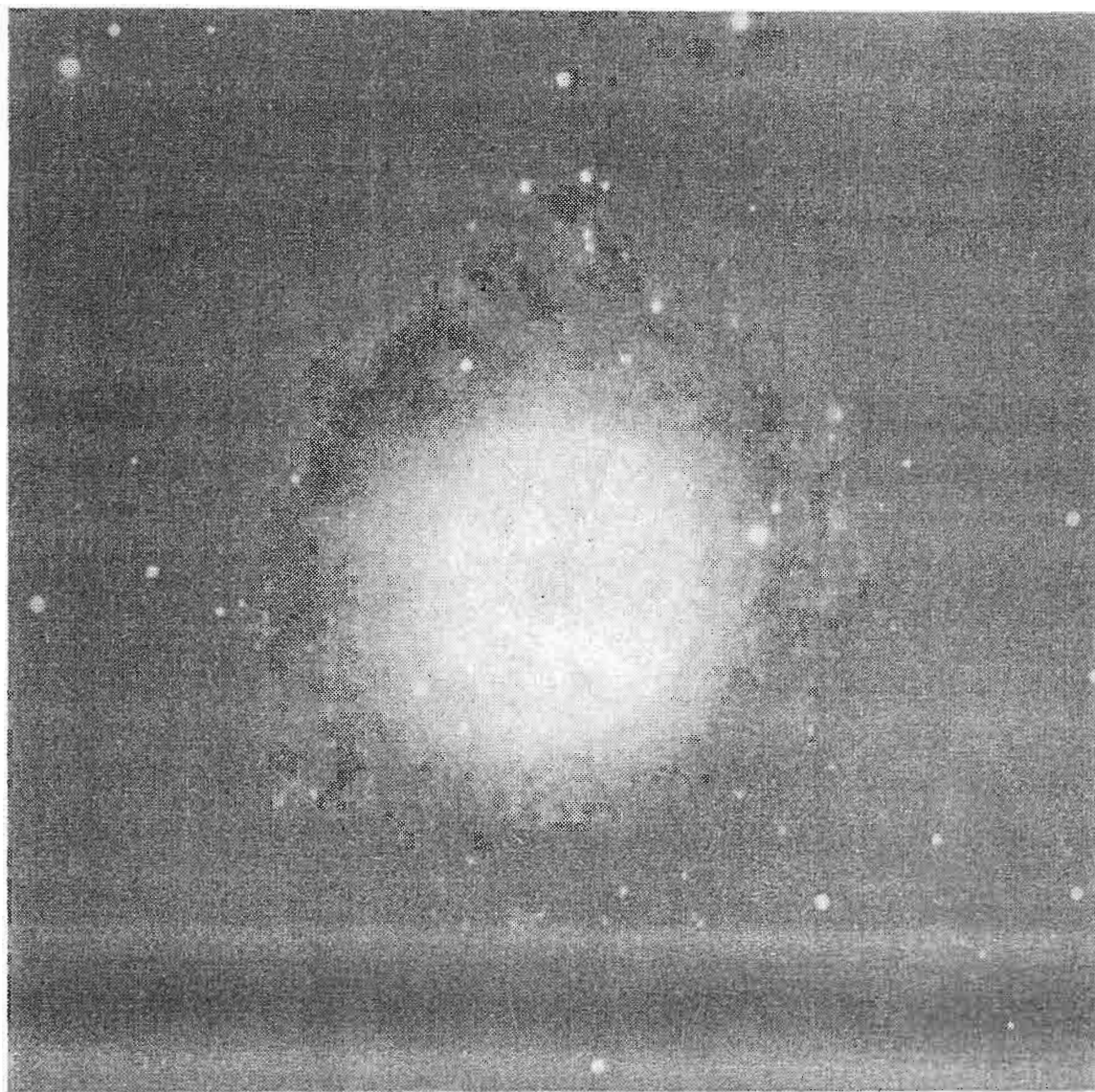


Рис. 21. Многорукавная галактика NGC 2841 UMa.

ядром, имеются спиральные ветви, облака пыли и газа близко к основной плоскости и большое гало, охватывающее всю систему. Диаметр Галактики не менее 30 кпс, расстояние Солнца от центра около 10 кпс. Солнце расположено почти в средней плоскости

системы — всего на 10—15 пс к северу от нее. Всего в Галактике $2 \cdot 10^{11}$ звезд.

Галактика состоит из большого числа взаимопроникающих *подсистем*, каждая из которых отличается составом входящих в нее объектов и обнаруживает различное пространственное распределение по отношению к галактической плоскости и к центру. В совокупности своей данные о пространственном распределении всех подсистем дают возможность определить направление на центр Галактики как на центр симметрии всех подсистем:

$$\alpha_{1950,0} = 265^{\circ},6; \quad \delta_{1950,0} = -29^{\circ} \text{ (Sgr).}$$

Подсистемы различаются дисперсией *пекулярных* скоростей, по-разному участвуют во вращении Галактики и имеют разный возраст.

Одной из характеристик вращения Галактики может явиться круговая скорость на расстоянии Солнца (~ 10 кпс) от центра Галактики, равная ~ 250 км/с.

Возраст Галактики оценивается не меньше 15—16 млрд. лет. Светимости подавляющего большинства звезд заключены в пределах от $1/500\,000$ светимости Солнца до 300 000, диаметры звезд — от $1/300$ диаметра Солнца до 10 000, массы большинства звезд — от $1/20$ массы Солнца до 100, температуры поверхности от 2500 до 100 000°. Кроме одиночных звезд имеется не меньше таких же звезд, являющихся членами двойных, тройных, вообще кратных систем различных видов. Входящие в состав Галактики *рассеянные звездные скопления* насчитывают каждое 10^2 — 10^3 звезд. В *шаровых скоплениях* находится по $5 \cdot 10^4$ — 10^6 членов. Шаровые скопления имеют большие интегральные светимости, чем рассеянные, и могут наблюдаться на очень больших расстояниях от нас. Их распределение на небесной сфере (рис. 22) говорит о том, что Солнце находится далеко от центра совокупности известных нам (~ 130) шаровых скоплений.

Диффузная материя в Галактике обнаруживает себя в виде *светлых* (отражающих свет близких звезд или возбуждаемых их излучением) или *темных* (пылевых) *туманностей*. Пылевые туманности ослабляют блеск находящихся за ними звезд и вызывают их покраснение. Газовые облака в межзвездном пространстве обнаруживаются по вызываемому ими поглощению в отдельных линиях в спектрах более далеких звезд; разреженный газ и плазма дополняют перечень того, что составляет Галактику. Разумеется, гравитационные и электромагнитные поля и излучения, включая космические лучи и нейтрино, пронизывают всю Галактику.

В межзвездном пространстве обнаружено более 20 видов молекул [29] иногда довольно сложного строения (например, формальдегид H_2CO , формамид $HCONH_2$ и др.).

Межзвездный газ и пыль образуют тонкий слой, который в центральной части имеет толщину менее 100 пс, а на расстоянии Солнца достигает ~ 300 пс (при средней плотности порядка 1 атома на $2-3 \text{ см}^3$). По наблюдениям на волне 21 см на расстоянии 15 кпс от центра толщина слоя газа в 3—4 раза больше околосолнечной, причем весь этот слой обнаруживает искривление: он отклоняется к северу от плоскости Галактики в направлении l от ~ 40 до 140°

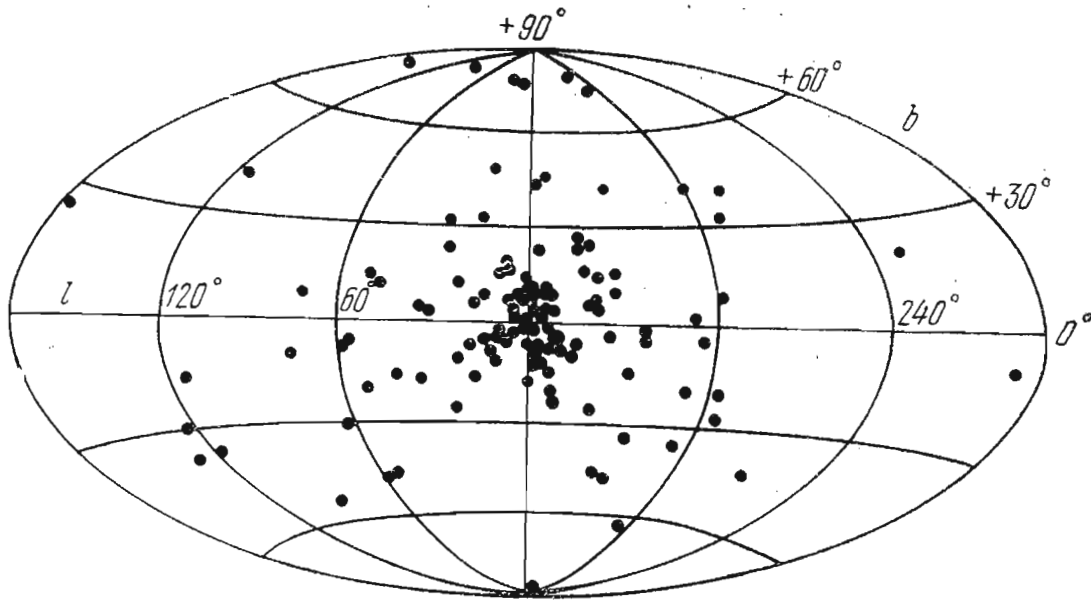


Рис. 22. Видимое распределение известных в настоящее время шаровых скоплений на небесной сфере (галактическая система координат) по данным «Каталога шаровых скоплений» Б. В. Кукаркина. Центр в созвездии Sgr.

и к югу в противоположной части (от $l \sim 200$ до 330°). В этих направлениях среднее возвышение этого слоя составляет 0,5 кпс на расстоянии 12—14 кпс от центра. Деформацию пылевого слоя показывает также галактика NGC 5866 и некоторые другие.

Различные формы вещества в твердом состоянии, характерные для Солнечной системы, не могут, конечно, являться исключением в Галактике. Твердое вещество в форме метеоритных тел также, видимо, не является принадлежностью одной лишь Солнечной системы.

Галактику иногда подразделяют на три главные части. *Центральная конденсация* радиусом до ~ 4 кпс, имеющая, кроме звезд — красных гигантов и карликов и шаровых звездных скоплений, ряд мощных источников радиоизлучения, в большинстве своем теплового излучения, хотя самый мощный из них Sgr A — источник нетеплового излучения. В этой центральной области обнаружены газовые потоки и общее расширение; спиральная структура в ней еще не заметна. От 4 до 15 кпс — область, где спиральная структура проявляется достаточно явно. Расстояние между спи-

ральными ветвями $\sim 1,2$ кпс, толщина ветвей $\sim 0,5$ кпс. Здесь, видимо, до сих пор происходит звездообразование. Третья часть — малоплотное *галó* почти сферической формы, охватывающее всю Галактику. В *галó* находятся старые звезды и старые шаровые скопления.

Галактическую концентрацию можно характеризовать средним по модулю расстоянием объектов данного типа от галактической плоскости. Среднее расстояние от галактической плоскости молодых звезд O и B составляет около 50 пс, гигантов G, K, M — 180 пс, короткопериодических переменных типа RR Лиры — больше 1000 пс, а шаровые скопления почти не показывают концентрации к галактической плоскости при большой концентрации к центру Галактики.

В главе 3 будут подробно рассмотрены строение Галактики и характеристики различных подсистем, образующих ее.

ЗВЕЗДНАЯ КИНЕМАТИКА

18. Пространственные скорости звезд и их компоненты

Из общих соображений, касающихся самого понятия движения, вытекает, что в природе можно рассматривать лишь *относительные движения*.

Пространственную скорость звезды относительно Солнца можно определить, зная собственное движение μ , параллакс π и лучевую скорость V_r .

Сначала по μ и π надо вычислить *тангенциальную* скорость звезды V_t или, иначе, проекцию скорости звезды на *картинную плоскость* (плоскость, перпендикулярную лучу зрения и касательную к небесной сфере в точке с координатами звезды): $V_t = \frac{\mu}{\pi} \frac{\text{а.е.}}{\text{год}}$.

Так как второй кинематический элемент V_r выражен в км/с, тангенциальную скорость V_t надо выразить также в км/с, умножив ее на 4,74; $V_t = 4,74 \frac{\mu}{\pi}$ км/с, где множитель 4,74 может быть получен делением числа км в а. е. на число секунд в тропическом году: $4,74 = \frac{149\,600\,000}{31\,556\,926}$ км/с. Тогда пространственная скорость

звезды относительно Солнца равна $V = \sqrt{V_r^2 + (4,74 \cdot \mu \cdot r)^2}$ км/с, где $r = 1/\pi$ — расстояние в пс.

Если θ — угол пространственной скорости V с лучом зрения, то $V_t = V \sin \theta$; $V_r = V \cos \theta$.

От компонентов μ_α'' и μ_δ'' можно перейти также к компонентам V_α и V_δ относительной тангенциальной скорости V_t :

$$V_\alpha = 4,74 r \mu_\alpha'' \text{ км/с} \quad \text{и} \quad V_\delta = 4,74 r \mu_\delta'' \text{ км/с.} \quad (10)$$

V_α , V_δ и V_r — прямоугольные компоненты пространственной скорости звезды V с началом в точке с координатами α и δ самой звезды, находящейся от нас на расстоянии r . Для изучения закономерностей в звездных движениях нужно свести движения, отнесенные к «локальным системам прямоугольных координат» (т. е. привязанным к звездам как их началам), к какой-нибудь одной и той же для всех звезд прямоугольной системе координат, например, экваториальной системе или галактической.

От компонентов μ в экваториальной системе координат: $\mu_\alpha'' = 15 \mu_\alpha^s \cos \delta$ и μ_δ'' — можно перейти к компонентам μ_l'' и μ_b''

в галактической системе:

$$\mu'_l = \mu_\alpha \cos \psi + \mu_\delta \sin \psi, \quad \mu'_b = -\mu_\alpha \sin \psi + \mu_\delta \cos \psi,$$

где ψ — галактический параллактический угол, т. е. угол при звезде между направлениями на галактический полюс и на полюс мира. Для определения этого угла может быть использована формула

$$\operatorname{ctg} \psi = 0,518 \cos \delta \sec (\alpha - 282^\circ,25) + \sin \delta \operatorname{tg} (\alpha - 282^\circ,25).$$

19. Движение Солнца в пространстве среди звезд

Анализ μ и V_r звезд привел к обнаружению движения Солнца среди звезд. Выяснилось, что из звезд, видимых невооруженным глазом (т. е. звезд до 6^m), наименьшие по абсолютной величине μ в среднем имеют звезды, расположенные на небе в области с центром $18^h, +30^\circ$ (недалеко от Веги) и $6^h, -30^\circ$ (недалеко от Сириуса), а наибольшие — в некотором шаровом поясе, который одинаково удален от этих точек (примерно на 90°), причем здесь μ большинства звезд направлены к Сириусу. Вблизи α Лир в среднем V_r оказались отрицательными, вблизи Сириуса — положительными. Из этого можно сделать вывод, что Солнечная система движется в пространстве относительно звезд до 6^m приблизительно в направлении Веги. При изучении движения Солнца в пространстве надо иметь в виду, что каждый раз мы получаем его относительно какой-нибудь определенной избранной группы объектов. При этом различие значений скорости Солнца и координат *апекса* бывает значительным и отражает различие в кинематических свойствах разных групп звезд. В последние годы, когда в программу наблюдений для составления «Каталога (точных положений) слабых звезд» были включены галактики, появилась надежда создать некую почти идеальную систему отсчета координат, в которой можно будет уточнить закономерности «абсолютных» звездных движений и выявить все особенности движения Солнца относительно различных групп звезд.

Изучение движения Солнца в пространстве началось с определения его перемещения относительно звезд до $5-6^m$. Не зная масс этих звезд, нельзя отнести движение Солнца к центру масс всего их комплекса. Было выдвинуто понятие *центроида группы звезд* — центра масс в предположении равенства масс звезд друг другу, т. е. геометрического центра совокупности выбранных объектов. Для более или менее однородных групп объектов, выбранных по какому-нибудь физическому признаку, различие в положении центра масс и центроида должно быть невелико. Каждая из звезд, входящих в рассматриваемую группу (в том

числе и Солнце), имеет свою, так называемую *пекулярную скорость*¹ относительно центроида этой группы² и описывает свою, иногда весьма сложную орбиту. Очевидно, сумма скоростей всех объектов относительно их центроида равна нулю.

Иногда (см., например, [V, 76—77]) *центроид* определяют как точку, движущуюся относительно Солнца со скоростью, равной средней скорости звезд в данном элементарном макроскопическом объеме пространства. Этот объем должен быть достаточно велик (например, $10\,000\text{ пс}^3$), чтобы в него попало статистически значимое число звезд, но составлять малую долю объема всей звездной системы³. При этом речь может идти как обо всех звездах в данном объеме, так и о выбранных по какому-нибудь физическому признаку. В этом случае говорят о *специальных центроидах*. Второе определение центроида имеет преимущества при теоретических исследованиях, так как позволяет представить себе плавное изменение скоростей центроидов при переходе от одной точки пространства к другой, т. е. получить непрерывное *поле скоростей* как однозначную функцию координат.

Движение Солнца относительно центроида звезд до $5\text{--}6^m$ (составляющих большинство в общих каталогах μ и V_r), среди которых немало гигантов и сверхгигантов, получило название *стандартного движения Солнца*. Округленные значения сферических экваториальных координат точки неба, в которую направлен вектор пекулярной скорости Солнца (иначе, *координат стандартного апекса*), $A = 18^h = 270^\circ$, $D = +30^\circ$, а скорость $V_\odot = 19,5\text{ км/с} = 4,15\text{ а. е./год} = 2,02 \cdot 10^{-5}\text{ пс/год}$. Соответственно, галактические координаты стандартного апекса: $L = 56^\circ$, $B = +23^\circ$. Методы определения A и D по μ , V_r и V описаны ниже. Прямоугольные экваториальные компоненты скорости Солнца u_0 , v_0 и w_0 получим по формулам:

$$\begin{aligned} u_0 &= V_\odot \cos A \cos D, \\ v_0 &= V_\odot \sin A \cos D, \\ w_0 &= V_\odot \sin D, \end{aligned} \quad (11)$$

откуда

$$V_\odot = \sqrt{u_0^2 + v_0^2 + w_0^2}, \quad \operatorname{tg} A = \frac{v_0}{u_0}, \quad \operatorname{tg} D = \frac{w_0}{\sqrt{u_0^2 + v_0^2}}. \quad (12)$$

В галактической системе координат прямоугольные компоненты скорости Солнца Π , θ и Z (положительное направление Π — к антицентру, θ — в направлении $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$, т. е. в направлении галактического вращения, и Z — к северному полюсу Галактики, т. е. к $b = +90^\circ$)⁴ для стандартного движения Солнца будут: $\Pi = -10,2\text{ км/с}$, $\theta = 15,1\text{ км/с}$, $Z = +7,4\text{ км/с}$.

¹ Некоторые авторы называют ее остаточной скоростью.

² Если быть строгим в определениях, то надо сказать: относительно центроида в точке, занимаемой звездой [III, т. II, 499].

³ Для звезд-сверхгигантов и этот объем может оказаться недостаточным — в него попадет слишком малое число звезд.

⁴ Иногда их обозначают X (с положительным направлением к центру Галактики, т. е. к точке с координатами $l = 0^\circ$ и $b = 0^\circ$), Y и Z . Очевидно, что $\Pi = -X$.

Кроме «стандартного» выделяют еще так называемое *основное движение Солнца*, отнеся его к центроиду «близких звезд» Главной Последовательности. Оно определяется следующими данными: $A = 17^{\text{h}}40^{\text{m}} = 265^\circ$, $D = +24^\circ$, $\Pi = -10$ км/с, $\theta = +10$ км/с и $Z = +6$ км/с, что соответствует $V_\odot = 15,5$ км/с, $L = 45^\circ$, $B = +24^\circ$. Очевидно, что определение движения Солнца относительно этой группы звезд более обосновано, чем определение движения относительно разнородной совокупности звезд до $5-6^{\text{m}}$, в которую входят близкие звезды-карлики и далекие сверхгиганты.

Наконец, *движение Солнца относительно центра инерции Галактики* (весьма вероятно, совпадающего с ее геометрическим центром) получится прибавлением к основному движению Солнца круговой скорости вращения Галактики на расстоянии R_0 Солнца от ее центра, с которой, по предположению, движется центроид близких звезд. Эта скорость $V_0 = 250$ км/с направлена вдоль линии $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$. Она получена для расстояния Солнца от центра Галактики $R_0 = 10$ кпс из величин постоянных Оорта (см. стр. 88): $A = 15$ км/с/кпс и $B = -10$ км/с/кпс по формуле $V_0 = (A - B) \cdot R_0$.

20. Методы определения движения Солнца

20.1. Определение апекса движения Солнца и его скорости по пространственным скоростям звезд. Прямоугольные компоненты относительных пространственных скоростей звезд выбранной группы u , v и w в экваториальной системе координат можно определить по V_α , V_δ и V_r по формулам:

$$\begin{aligned} u &= -V_\alpha \sin \alpha - V_\delta \cos \alpha \sin \delta + V_r \cos \alpha \cos \delta, \\ v &= V_\alpha \cos \alpha - V_\delta \sin \alpha \sin \delta + V_r \sin \alpha \cos \delta, \\ w &= V_\delta \cos \delta + V_r \sin \delta. \end{aligned} \quad (13)$$

Компоненты u , v , w относительной пространственной скорости звезд включают в себя компоненты движения центроида выбранной группы звезд относительно Солнца. Иначе говоря, $u = u' - u_0$, $v = v' - v_0$, $w = w' - w_0$, где u' , v' , w' — компоненты пекулярной скорости звезды, u_0 , v_0 , w_0 — компоненты вектора пекулярной скорости Солнца относительно того же центроида. Так как суммы скоростей звезд относительно центроида должны быть нулями (т. е. $\sum u' = \sum v' = \sum w' = 0$), то средние значения компонентов u , v и w , взятые с обратными знаками, дадут искомые компоненты скорости Солнца относительно центроида этой группы n звезд u_0 , v_0 , w_0 :

$$u_0 = -\frac{[u]}{n}, \quad v_0 = -\frac{[v]}{n}, \quad w_0 = -\frac{[w]}{n}, \quad (14a)$$

где $[u] = (u_1 + u_2 + \dots + u_n)$ — гауссово обозначение суммы.

Для характеристики кинематических свойств выбранной группы звезд, степени их подвижности в разных направлениях вычисляют дисперсии прямоугольных компонентов скоростей σ_u , σ_v и σ_w по формулам:

$$\sigma_u^2 = \frac{[u^2]}{n}, \quad \sigma_v^2 = \frac{[v^2]}{n}, \quad \sigma_w^2 = \frac{[w^2]}{n}. \quad (146)$$

Сопоставление результатов подобных вычислений дает первое представление о кинематике различных объектов в Галактике. В табл. 4 для примера представлены прямоугольные компоненты

Таблица 4

Группа объектов	V_{\odot} , км/с	L_{\odot}	B_{\odot}	u_0 , км/с	v_0 , км/с	w_0 , км/с	$\bar{\sigma}$, км/с
В I—II-звезды	15,2	45°	28°	— 9,5	+ 9,5	+ 7,1	± 9,9
FV-звезды	17,1	53	26	— 9,2	+ 12,3	+ 7,5	± 18,2
KV-звезды	24,3	61	16	— 11,3	+ 20,4	+ 6,7	± 25,6
MV-звезды	18,6	68	26	— 6,3	+ 15,5	+ 8,2	± 24,4
RR Лиры диска	48,6	67	12	— 18,6	+ 43,8	+ 10,1	± 29,9
Мiры	51,7	67	8	— 20,0	+ 47,1	+ 7,2	± 63,1
RR Лиры гало	190,2	86	6	— 13,2	+ 188,7	+ 19,9	± 130,0

скорости Солнца относительно центроидов различных объектов и средняя дисперсия скоростей $\bar{\sigma}$ (в среднем по трем осям координат). В таблице принята указанная выше галактическая система координат.

Движение переменных звезд типа RR Лиры, принадлежащих гало, значительно отличается от движения всех других объектов.

Часто определяют элементы солнечного движения отдельно: по μ и по V_r .

20.2 Определение координат апекса по μ (метод Ковальского — Эри). Зная μ_{α} и μ_{δ} , можно определить координаты апекса¹. Соответствующие уравнения были получены следующим образом. Прямоугольные экваториальные координаты звезд x , y и z равны:

$$x = r \cos \alpha \cos \delta, \quad y = r \sin \alpha \cos \delta, \quad z = r \sin \delta, \quad (15a)$$

откуда

$$\operatorname{tg} \alpha = \frac{y}{x}, \quad \operatorname{tg}^2 \delta = \frac{z^2}{x^2 + y^2}. \quad (15b)$$

Пренебрегая изменением r ², дифференцируя уравнения (15b)

¹ В дальнейшем выяснилось, что наблюдаемые μ должны быть исправлены за влияние дифференциального вращения Галактики (стр. 85). Однако пока пренебрежем этой небольшой поправкой.

² Во времена Ковальского и Эри не были еще измерены $V_r = dr/dt$.

по t , обозначим $dx/dt = u$, $dy/dt = v$, $dz/dt = w$ и, учитывая (15а), получим:

$$\frac{da}{dt} = \frac{\cos \alpha}{r \cos \delta} v - \frac{\sin \alpha}{r \cos \delta} u,$$

$$\frac{d\delta}{dt} = -\frac{\cos \alpha \sin \delta}{r} u - \frac{\sin \alpha \sin \delta}{r} v + \frac{\cos \delta}{r} w.$$

Если рассматривать изменение α и δ за год, то в левых частях уравнений будут стоять μ''_{α} и μ''_{δ} . Как было сказано в предыдущем параграфе, величины u , v и w являются суммами скорости центра — u_0 , $-v_0$, $-w_0$ и компонентов пекулярной скорости звезды u' , v' и w' . Вновь полагая, что сумма пекулярных движений относительно центра равна нулю, т. е. $\Sigma u' = \Sigma v' = \Sigma w' = 0$, получим следующие условные уравнения:

$$\mu''_{\alpha} = \sin \alpha \frac{u_0}{4,74r} - \cos \alpha \frac{v_0}{4,74r},$$

$$\mu''_{\delta} = \cos \alpha \sin \delta \frac{u_0}{4,74r} + \sin \alpha \sin \delta \frac{v_0}{4,74r} - \cos \delta \frac{w_0}{4,74r},$$
(16)

где определяемыми неизвестными являются величины $u_0/4,74r$, $v_0/4,74r$ и $w_0/4,74r$. По ним, используя формулы (12), определим A и D (множитель $1/4,74r$ сократится). Направление движения Солнца определяется достаточно уверенно, скорость Солнца при этом не вычисляют.

Если можно каким-нибудь способом оценить r (по π_{tr} или по спектральным критериям светимости), то уравнения (16) можно составить в следующем виде:

$$4,74\mu''_{\alpha}r = \sin \alpha u_0 - \cos \alpha v_0,$$

$$4,74\mu''_{\delta}r = u_0 \cos \alpha \sin \delta + v_0 \sin \alpha \sin \delta - w_0 \cos \delta,$$
(17)

вновь решить их совместно методом наименьших квадратов и получить u_0 , v_0 , w_0 , а по ним A , D и V_{\odot} . Точность определения элементов движения Солнца будет зависеть от точности значений r . Впервые такой прием использовал в 1939 г. П. П. Паренаго, обработав данные о 600 звездах с измеренными μ и π . Влияние больших μ при этом приеме сказывается меньше, чем в первоначальном методе Ковальского—Эри.

Значения полученных величин и точность их определения зависят от точности μ_{α} и μ_{δ} и от принятой фундаментальной системы собственных движений (см. стр. 16); результаты в будущем могут несколько измениться при дальнейшем улучшении системы фундаментальных μ .

20.3. Определение солнечного движения по V_r . Этот метод не требует оценок расстояний до звезд; точность определения координат апекса и скорости Солнца не зависит систематическим

образом от этих расстояний, как зависит в среднем точность определения μ , используемых в методе Ковальского — Эри. Аналогично прежнему мы представим наблюдаемую относительную лучевую скорость V_r как сумму двух величин: отраженной скорости движения Солнца к апексу (относительно центра тяжести выбранной группы звезд), т. е. *параллактической части* наблюдаемой V_r , и пекулярной лучевой скорости звезды V'_r .

Параллактическая часть относительной V_r равняется $-V_{\odot} \cos \lambda$, где λ — угловое расстояние звезды от апекса (рис. 23). Зная координаты апекса A и D и координаты звезды α и δ , определяем λ по формуле

$$\cos \lambda = \sin \delta \sin D + \dagger \cos \delta \cos D \cos (\alpha - A). \quad (18)$$

Раскрыв $\cos (\alpha - A)$, выразив V_{\odot} , A , D через u_0 , v_0 , w_0 (12) и учтя, что кроме параллактической части в V_r входит также пекулярная часть лучевой скорости звезды V'_r , получим следующее уравнение¹:

$$V_r + u_0 \cos \alpha \cos \delta + v_0 \sin \alpha \cos \delta + w_0 \sin \delta + K = V'_r, \quad (19a)$$

куда введен еще K -член В. Кемпбелла — эмпирический член, выражающий возможное влияние различных факторов, могущих вызвать дополнительное смещение спектральных линий. Если речь идет о белых карликах или массивных В-звездах, — это будет эйнштейновское гравитационное красное смещение $\Delta V_r = = 0,635 \mathfrak{M}^{2/3} \bar{\rho}^{1/3}$, где \mathfrak{M} и $\bar{\rho}$ выражены в единицах массы и средней плотности Солнца. Возможно, что K -член частично отражает и движение вдоль радиуса от центра Галактики, что можно было бы рассматривать как проявление нестационарности Галактики. Кроме того, вероятно, K -член отражает также наличие каких-то систематических ошибок в V_r , так, например, применение спектрографов с различной дисперсией при определении V_r ярких и слабых звезд вносит систематическую ошибку (оказалось, что V_r , полученные с высокой дисперсией на спектрографе в фокусе куде, не показывают K -эффекта).

Решаем условные уравнения вида (19a), полагая $\Sigma V'_r = 0$,

$$V_r + u_0 \cos \alpha \cos \delta + v_0 \sin \alpha \cos \delta + w_0 \sin \delta + K = 0 \quad (19b)$$

¹ V_r должны быть предварительно исправлены за дифференциальное вращение Галактики, о котором будет рассказано ниже.

² Либо $\Delta V_r = 0,635 \mathfrak{M}/R$, где R — в единицах радиуса Солнца.

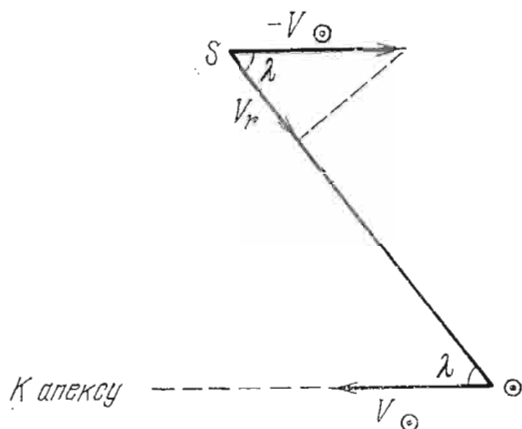


Рис. 23. Параллактическая часть относительной лучевой скорости.

и получаем u_0 , v_0 , w_0 , а также K . По формулам (12) вычислим A , D и V_{\odot} .

На основе V_r 2148 звезд В. Кемпбелл и Д. Мур нашли (1928 г.) следующие координаты апекса:

$$A = 270^{\circ},6 \text{ (1900,0)}, \quad D = +29^{\circ},2 \text{ (1900,0)}, \\ V_{\odot} = 19,7 \text{ км/с}, \quad K = +1,3 \text{ км/с}.$$

Это весьма близко к упомянутому стандартному движению Солнца. С тех пор не раз получали сходные результаты.

Совокупность 9-ти определений A , D и V_{\odot} , основанная на пространственных и лучевых скоростях, дала вышеприведенные округленные значения координат стандартного апекса и скорости движения Солнца.

Если координаты апекса известны достаточно точно из анализа собственных движений, то ими можно воспользоваться для определения более точного значения V_{\odot} из условных уравнений вида

$$V_r = -V_{\odot} \cos \lambda + V_r', \quad (20)$$

где V_r' — вновь пекулярная часть лучевой скорости звезды.

Решение по способу наименьших квадратов дает:

$$\bar{V}_{\odot} = \frac{[V_r' \cos \lambda]}{[\cos^2 \lambda]}.$$

21. Статистические параллаксы

21.1. ν - и τ -компоненты μ . Обычно для измерения $\mu_{\nu\tau}$ пользуются параллактическим смещением звезды, отражающим движение Земли вокруг Солнца. Можно воспользоваться также движением Солнца среди звезд для статистической оценки средних расстояний групп звезд, выбранных по какому-нибудь общему физическому признаку, например, по спектральному классу, и достаточно равномерно распределенных по небесной сфере.

Еще В. Гершель ввел разложение μ на две составляющие: вдоль большого круга, проходящего через апекс, антиапекс и звезду, и вдоль перпендикуляра к нему. Это — ν - и τ -компоненты μ (рис. 24, где φ — позиционный угол μ , а угол ψ — позиционный угол SA' -линии, направленной от звезды на антиапекс):

$$\nu = \mu \cos (\varphi - \psi), \quad \tau = \mu \sin (\varphi - \psi),$$

или

$$\nu = \mu_{\alpha}'' \sin \psi + \mu_{\delta}'' \cos \psi, \quad \tau = \mu_{\alpha}'' \cos \psi - \mu_{\delta}'' \sin \psi.$$

21.2. Средний параллакс по v -компоненту. v -компонент состоит из параллактической части (т. е. отражающей движение Солнца и обратно пропорциональной расстоянию до звезды) и пекулярной: $v = p + v'$, тогда как τ -компонент не зависит от движения Солнца и является целиком пекулярным: $\tau = \tau'$. Необходимым условием

успеха определения средних параллаксов по v -, а затем и τ -компонентам μ является предварительное исправление μ за влияние галактического вращения (см. 25).

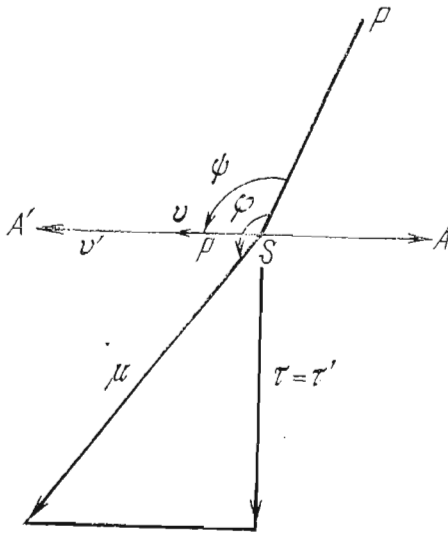


Рис. 24. v - и τ -компоненты собственного движения звезды μ .

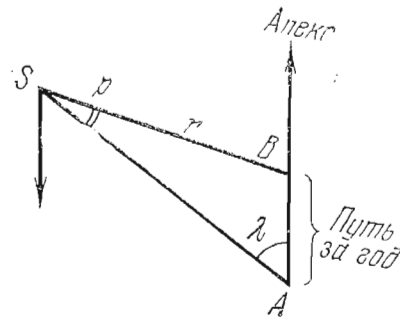


Рис. 25. Параллактическая часть (p) v -компонента μ .

Рассмотрим рис. 25, где звезда S находится на угловом расстоянии λ от апекса и на расстоянии r от Солнца. Параллактическая часть v -компонента будет равна

$$p = \frac{\pi V_{\odot}}{4,74} \sin \lambda^1, \quad (21)$$

где V_{\odot} должна быть определена по V_r этих же объектов¹. Рассматривая группу n звезд и подставляя p по (21) в формулу $v = p + v'$, получим условные уравнения вида:

$$v = \frac{\pi V_{\odot}}{4,74} \sin \lambda + v'. \quad (22)$$

Применяя то же предположение о равенстве нулю суммы пекулярных движений $\sum v' = 0$ и решая уравнения (22) по способу наименьших квадратов, получим $\bar{\pi}_v$:

$$\bar{\pi}_v = \frac{4,74}{V_{\odot}} \frac{[v \sin \lambda]}{[\sin^2 \lambda]}. \quad (23)$$

¹ При выводе этой формулы применяем к ΔSAB теорему синусов $\sin p = \sin \lambda AB/r$, заменяем $\sin p$ на $p/\sin 1''$, а годичный путь Солнца в а. е./год AB выражаем через скорость Солнца V_{\odot} , деленную на 4,74, тогда как $1/r = \pi$.

Вероятную ошибку величины π_0 Рессел определял по формуле

$$\varepsilon_{\pi_0} = \pm 0,845 \bar{\pi}_0 \frac{\overline{|V_r'|}}{V_{\odot} \sqrt{n \sin^2 \lambda}},$$

где $\overline{|V_r'|}$ — модуль средней пекулярной лучевой скорости звезд данной группы, а n — число звезд в ней.

21.3. Средний параллакс по τ -компоненту и $\overline{|V_r'|}$. Определение $\bar{\pi}_\tau$ основано на том, что пекулярные компоненты τ' и V_r' являются проекциями одной и той же случайной величины — пекулярной скорости звезды — на две различные оси. Поэтому $\overline{|\tau'|}$, выраженное в секундах дуги в год, должно соответствовать $\overline{|V_r'|}$, которое выражено в км/с. Чтобы уравнивать их в единицах измерения, надо τ' умножить на $4,74/\mu$. Таким образом,

$$\bar{\pi}_\tau = 4,74 \frac{\overline{|\tau'|}}{\overline{|V_r'|}} \quad (24a)$$

с вероятной ошибкой (по Ресселу) $\varepsilon_{\bar{\pi}_\tau} = \pm 0,721 \frac{\bar{\pi}_\tau}{\sqrt{n}}$.

Другое выражение для $\bar{\pi}_\tau$ опирается на величины дисперсий σ_τ и σ_{V_r}

$$\bar{\pi}_\tau = 4,74 \frac{\sigma_\tau}{\sigma_{V_r}}. \quad (24b)$$

Согласие результатов, полученных по v и по τ , свидетельствует в пользу реальности средних статистических параллаксов.

Примечание. Надо помнить, что статистические параллаксы $\bar{\pi}_0$ и $\bar{\pi}_\tau$ очень чувствительны к систематическим различиям в фундаментальных системах, используемых для определения μ . Так, например, фундаментальные каталоги FK4 и N30 дают существенные различия в статистических π и выводимых из них M . Это особенно заметно при определении M далеких звезд.

21.4. Эмпирическая связь m и $\bar{\pi}$. На основе всех накопленных данных по определениям параллаксов оказалось возможным представить $\pi(m)$ следующей эмпирической формулой:

$$\lg \bar{\pi}(m) = \alpha + \beta m + \gamma m^2,$$

где α , β , γ зависят от галактической широты b , причем член γm^2 мал, даже для $|b| > 40^\circ$. Поэтому во многих случаях можно ограничиться линейной формулой для $\lg \bar{\pi}(m)$. Биннендайт [30] на основе большого материала по определению μ в избранных площадках Каптейна вывел формулу:

$$\lg \bar{\pi}(m) = \lg \bar{\pi}(12^m, 0) - 0,115(m - 12^m, 0),$$

где $\lg \bar{\pi}(12^m, 0)$ является функцией галактической широты b

Таблица 5

b	m_{pg}						
	$9^{m,0}$	$10^{m,0}$	$11^{m,0}$	$12^{m,0}$	$13^{m,0}$	$14^{m,0}$	$15^{m,0}$
	$\bar{\pi}$ в $0'',0001$						
0°	40	31	24	18	14	11	8
$\pm 10^\circ$	45	35	27	20	16	12	9
20	53	41	31	24	19	14	11
30	63	48	37	28	22	17	13
40	73	56	43	32	25	19	15
50	81	62	48	37	28	22	17
60	87	67	51	40	30	23	18
70	92	70	54	42	32	24	19
80	94	72	55	43	33	25	19
$\pm 90^\circ$	94	72	56	43	33	25	19

и дается особой таблицей в статье Биннендайка. В табл. 5 приведены средние параллаксы звезд различного блеска в зависимости от их галактической широты, вычисленные по данным Биннендайка; этой таблицей можно пользоваться для а б с о л ю т и з а ц и и относительных параллаксов (см. также стр. 18 и П 2.10).

22. Пекулярные (остаточные) скорости звезд

Исследование пекулярных скоростей звезд, т. е. скоростей звезд по отношению к центроиду, основывается на предположении их случайного характера для любого направления и, в силу этого, симметрии движений по отношению к центроиду: число звезд с пекулярными скоростями в одном направлении примерно равно числу звезд, движущихся в прямо противоположном направлении, а сумма всех пекулярных скоростей равна нулю. Интуитивно распределение остаточных скоростей представляется сферическим. Однако сферическая симметрия совершенно не обязательна. Выше было показано, как, не задавая закона этого распределения, но лишь приравнивая нулю сумму пекулярных скоростей, получить компоненты скорости Солнца относительно центроида, а отсюда — координаты апекса и скорость. Различие этих величин для разных групп объектов дало возможность подметить различие в кинематическом поведении различных ансамблей.

Среди звездных групп особо выделилась группа звезд со скоростями больше 100 км/с (так называемых «бегунов»), направления векторов скоростей которых избегают почти половины небесной сферы с центром примерно в направлении $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$ (рис. 26),

в то время как звезды со скоростями до 65 км/с движутся во все стороны относительно Солнца, а у звезд, со скоростями от 65 до 100 км/с тенденция *асимметрии* проявлена слабее. Явление асимметрии звездных движений требовало дальнейшего изучения.

Кроме асимметрии движения «бегунов» обнаружилось, что средние пекулярные лучевые скорости $|\overline{V_r}|$ (рис. 27, а) и средние

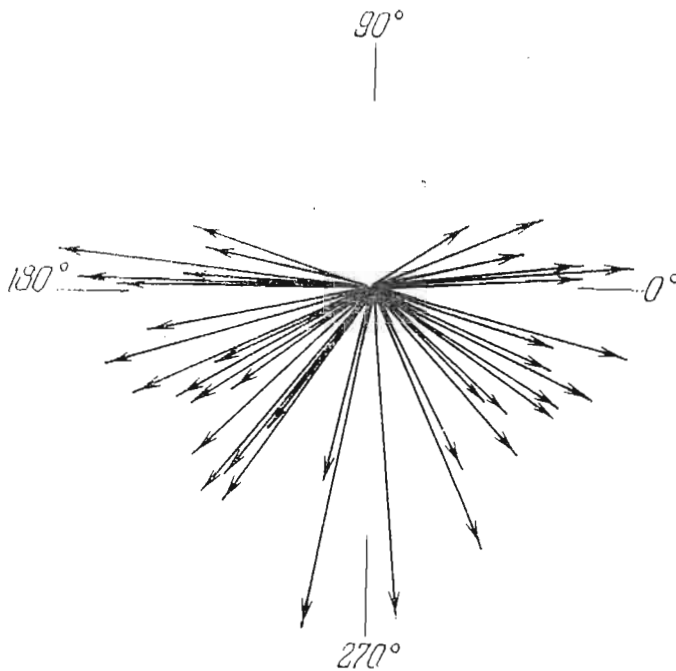


Рис. 26. Асимметрия движений звезд со скоростями больше 65 км/с. Цифры показывают галактические долготы.

пространственные скорости \overline{V} (рис. 27, б) увеличиваются по мере продвижения к более поздним спектральным классам главной последовательности. Это навело на мысль, что звезды, относящиеся к различным последовательностям диаграммы Г—Р, могут отличаться кинематическими свойствами. Потом выявилось различие в их пространственном расположении, галактической концентрации, — стало выявляться деление звездного населения на *подсистемы* (Б. Линдблад [31]).

Возросшее в начале XX века число звезд с измеренными μ и V_r позволило надеяться определить истинный характер распределения пекулярных скоростей и найти объяснение упомянутой асимметрии звездных движений.

Одним из примеров распределения скоростей движущихся членов какого-нибудь ансамбля частиц является известный из кинетической теории газов закон Максвелла

$$f(u, v, w) = C \cdot e^{-h^2(u^2+v^2+w^2)}, \quad (25a)$$

где u, v, w — компоненты пространственных скоростей частиц, а h — величина, связанная с дисперсией скоростей σ^2 соотношением $1/h^2 = 2\sigma^2$.

Дисперсия σ^2 определяется из соотношений $\sigma^2 = \overline{u^2} = \overline{v^2} = \overline{w^2}$; в случае сферического распределения дисперсии во всех направлениях равны ¹.

¹ Закон Максвелла является обобщением закона Гаусса распределения случайных ошибок $f(u) du = \frac{h}{\sqrt{\pi}} e^{-h^2 u^2} du$, где h — мера точности.

Часто используют следующее выражение для функции распределения Максвелла:

$$f(u, v, w) du dv dw = \frac{1}{\sigma^3 \sqrt{(2\pi)^3}} e^{-\frac{1}{2\sigma^2}(u^2+v^2+w^2)} du dv dw. \quad (256)$$

При постоянном значении выражения, стоящего в скобках в показателе степени (уравнение сферы в пространстве скоростей), функция $f(u, v, w)$ также будет постоянной величиной, плотность

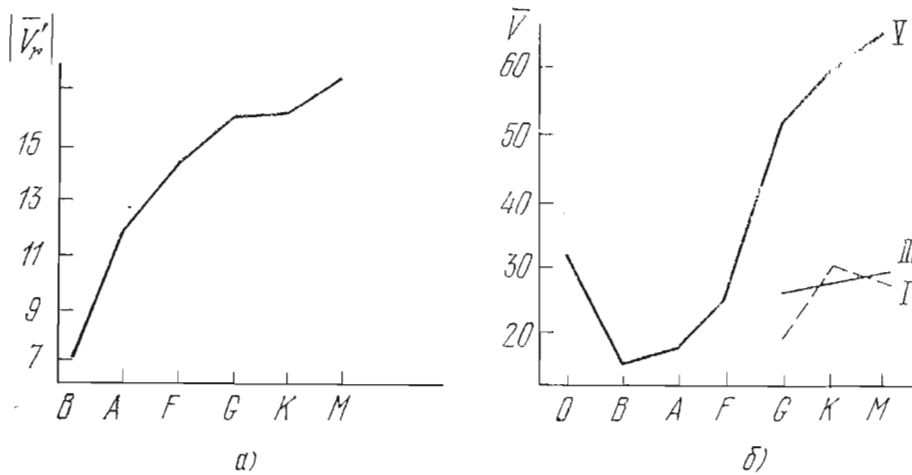


Рис. 27. Средний модуль пекулярных лучевых скоростей звезд различных спектральных классов (а). Средние пространственные скорости звезд различных спектральных классов (б).

концов векторов $f(u, v, w)$ будет во всех направлениях одинакова, — они обрисуют тело сферической формы, откуда и происходит название «сферическое распределение».

Движение Солнца относительно центроида ансамбля отражается в общем «поточном» движении всех звезд, которое накладывается на сферическое распределение пекулярных скоростей. Можно теоретически рассчитать распределение μ в пределах какого-нибудь телесного угла, опирающегося на определенную площадку небесной сферы, на которой измерены μ звезд. Можно рассмотреть распределение позиционных углов θ этих μ и в пределах всей площадки подсчитать число звезд $n(\theta)$, позиционный угол направления движения которых заключен между θ и $\theta + d\theta$. Это число будет равно $n(\theta)d\theta$. Теоретическое значение $n(\theta)$, основанное на статистических закономерностях распределения случайных величин, определится выражением

$$n(\theta) = \frac{1}{\pi} e^{-h^2 T^2} \left[\frac{1}{2} + \tau e^{-\tau^2} \int_{-\tau}^{\infty} e^{-x^2} dx \right]^2,$$

¹ Имеются таблицы выражения, заключенного в скобках (см., например, [32]).

где $\tau = hT \cos \theta$, а T — величина тангенциальной компоненты скорости поточного движения (отражающего движение Солнца) в направлении линии апекс — антиапекс.

23. Методы изучения распределения пекулярных звездных скоростей

23.1. Полярные диаграммы Ковальского — Каптейна. Если от центра некоторой площадки на небе откладывать векторы, пропорциональные числам звезд n_i , соответствующим разным значениям θ_i , а затем соединить концы этих векторов, то получим

полярную диаграмму, впервые предложенную М. А. Ковальским в 1859 г., а в начале XX в. использованную Я. Каптейном, отчего эти диаграммы получили название *полярных диаграмм Ковальского — Каптейна*.

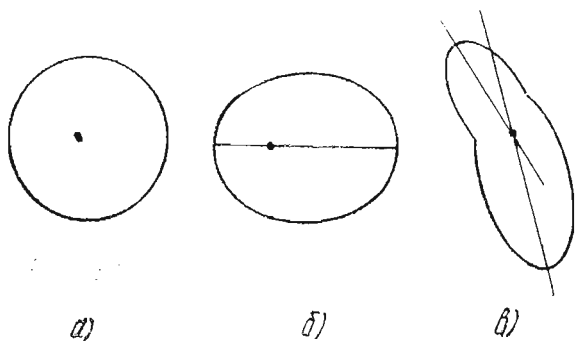


Рис. 28. Полярные диаграммы Ковальского — Каптейна (схематический рисунок): *a* — теоретическая диаграмма для сферического распределения звездных скоростей относительно центроида, *b* — то же с учетом движения Солнца относительно центроида, *c* — пример реальной полярной диаграммы — «калоша Каптейна».

Очевидно, что при сферическом распределении звездных скоростей относительно центроида группы звезд и при отсутствии пекулярного движения Солнца (и, разумеется, при достаточном числе звезд) в проекции на картинную плоскость мы повсюду получим *круговую полярную диаграмму* (рис. 28, *a*). Движение Солнца превратит этот круг в овал,

большой диаметр которого параллелен линии апекс — антиапекс (рис. 28, *b*). Однако полярные диаграммы Каптейна (рис. 28, *c*) оказались странной, асимметричной формы (в шутку их называли «калошами Каптейна»). Они имели, однако, некоторые общие черты, для объяснения которых Каптейн выдвинул весьма искусственную «теорию двух потоков», имеющую теперь лишь историческое значение.

23.2. Эллипсоидальное распределение пекулярных звездных скоростей. Более естественное и динамически оправданное представление о законе распределения пекулярных скоростей звезд, объяснившее форму полярных диаграмм, дал в 1907 г. К. Шварцшильд в *теории эллипсоидального распределения звездных скоростей*.

К. Шварцшильд предположил, что распределение скоростей в каждом направлении соответствует закону Гаусса, но принял, что существует различие в дисперсиях этих распределений в раз-

ных направлениях, и представил функцию распределения скоростей в следующем виде:

$$F(u, v, w) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}\sigma_1\sigma_2\sigma_3} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{u^2}{\sigma_1^2} + \frac{v^2}{\sigma_2^2} + \frac{w^2}{\sigma_3^2}\right)}, \quad (26)$$

где u, v, w — компоненты пекулярных скоростей звезд в системе прямоугольных координат, совпадающих по направлению с направлениями главных осей эллипсоида; $\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3$ — дисперсии скоростей вдоль главных осей получающихся тел скоростей. Так как уравнение $u^2/\sigma_1^2 + v^2/\sigma_2^2 + w^2/\sigma_3^2 = 1$ есть уравнение эллипсоида, то распределение получило название *эллипсоидального*.

Закон эллипсоидального распределения звездных скоростей не обоснован теоретически так, как обоснован в кинетической теории газов закон Максвелла, где сферическое распределение скоростей устанавливается в итоге упругих столкновений газовых молекул. Формально вычисленная длина свободного пробега в звездной системе оказывается в 10 000 раз больше радиуса Галактики. Процесс обмена энергией, целиком определяющий механизм установления равновесного распределения скоростей в газовой среде, здесь должен быть заменен действием общего притяжения каждой звезды всей совокупностью звезд системы, т. е. должен быть связан с полем действия так называемых *регулярных сил*. Их действие дополняется кратковременными влияниями *иррегулярных сил*, проявляющихся лишь при близких прохождении звезд друг относительно друга, либо при прохождении звезд мимо звездных скоплений или массивных газопылевых туманностей (подробнее об этом см. гл. 2).

Галактика, как ее обрисовывает подавляющее большинство звезд, имеет форму весьма сплюснутого эллипсоида — фигуры с осевой симметрией и симметрией относительно основной плоскости. Дисперсия скоростей, перпендикулярных галактической плоскости σ_z , оказывается наименьшей, тогда как дисперсия в направлении радиуса Галактики σ_R — наибольшая. Это приводит к тому, что радиальные (и близкие к ним) направления движений наиболее вероятны. Б. Линдبلاد считал, что эллипсоидальное распределение скоростей является неизбежным следствием вращения сплюснутой Галактики.

23.3. Эллипсоиды звездных скоростей. В трехмерном пространстве скоростей поверхности равной плотности концов векторов скоростей звезд образуют семейство подобных и подобно расположенных эллипсоидов. Выберем из этого семейства такой эллипсоид, у которого полуоси равны дисперсиям в соответствующих направлениях:

$$\sigma_1^2 = \overline{u^2}, \quad \sigma_2^2 = \overline{v^2}, \quad \sigma_3^2 = \overline{w^2}.$$

Приравняв единице выражение в скобках в показателе правой части

уравнения (26):

$$\frac{u^2}{\sigma_1^2} + \frac{v^2}{\sigma_2^2} + \frac{w^2}{\sigma_3^2} = 1,$$

получим уравнение *эллипсоида скоростей* (эллипсоида Шварцшильда).

Оказалось, что направления главных осей эллипсоидов примерно одинаковы для различных групп звезд, причем большая ось близка к направлению на центр Галактики, средняя расположена примерно в плоскости Галактики в направлении ее вращения ($l \sim 90^\circ$), а малая — близка к направлению на северный полюс Галактики. Для многих групп звезд отношения осей 1 : 0,63 : 0,50; однако для групп с большими дисперсиями скоростей распределение все больше приближается к сферическому.

Обработка большого наблюдательного материала неизменно приводит к выводу, что большая ось эллипсоида скоростей не направлена точно по линии «центр—антицентр», а показывает положительное смещение по долготе порядка десятка градусов. Это *отклонение вертекса* не имеет пока исчерпывающего объяснения, однако, вероятно, оно связано с процессом эволюции Галактики. Отклонение вертекса больше для звезд большой светимости (молодых) и меньше для абсолютно слабых (старых) звезд.

24. Ось асимметрии Стремберга

Как было сказано, звезды со скоростями больше 65 км/с показывают асимметрию своих движений: в проекции на галактическую плоскость они избегают долгот l от 40 до 140° (центр этой «области избегания» вблизи $l \sim 90^\circ$) и движутся в среднем в направлении $l \sim 270^\circ$ (см. рис. 26).

Таблица 6 дает координаты апекса и скорость движения Солнца по отношению к звездам с различными значениями скоростей \bar{V} (всего более 4000 звезд).

Таблица 6

Движение Солнца по отношению к звездам с различной пространственной скоростью

Пределы V , км/с	\bar{V} , км/с	n	V_\odot	L	B
0—25	13,9	2099	47,3	53°	+18°
25—45	29,6	1214	13,6	59	+26
45—65	56,1	395	25,5	70	+16
65—100	85,1	245	43,8	69	+15
100—250	199,2	155	109,0	78	+6
>250	384,6	22	284,3	98	-1

Таблица 6 показывает постепенное смещение координат солнечного апекса и изменение скорости Солнца в зависимости от скоростей входящих в обработку звезд.

Во всей полноте это было показано Стрембергом в 1924—1925 гг. при исследовании V 4600 объектов, разделенных на 50 однородных по их физическим признакам групп.

Для каждой группы функция распределения скоростей была им представлена в виде

$$F(u, v, w) = Ce^{-\frac{1}{2} \left[\frac{(u-u_0)^2}{\sigma_1^2} + \frac{(v-v_0)^2}{\sigma_2^2} + \frac{(w-w_0)^2}{\sigma_3^2} \right]}, \quad (27)$$

где u_0, v_0, w_0 — компоненты скорости центроида каждой группы по отношению к Солнцу — входят как неизвестные величины, подлежащие определению, наряду с дисперсиями $\sigma_1^2, \sigma_2^2, \sigma_3^2$. Движение Солнца (т. е. L, B и V_{\odot}) определялось для каждой группы.

Вместо таблицы численных значений полученных элементов движения Солнца и полуосей эллипсоидов скоростей всех 50 групп приводим оригинальный рисунок Стремберга, но в новой системе галактических координат (рис. 29). Он дает проекцию эллипсоидов скоростей на галактическую плоскость. В начале координат находится Солнце, на осях отложены скорости в км/с. Расстояние центра каждого эллипса от начала координат — это скорость соответствующего центроида относительно Солнца. Размер эллипса характеризует дисперсию скоростей. Видно, что чем дальше центроид от начала координат, тем больше дисперсия скоростей объектов соответствующей группы относительно их центроида.

Прямая (она отмечена стрелкой), на которой находятся все центроиды (приблизительно, разумеется), называется *осью асимметрии Стремберга*. Ее направление ($l = 94^\circ$ и $b = +9^\circ$ или $l = 274^\circ$ и $b = -9^\circ$) обратно направлению движения бегунов

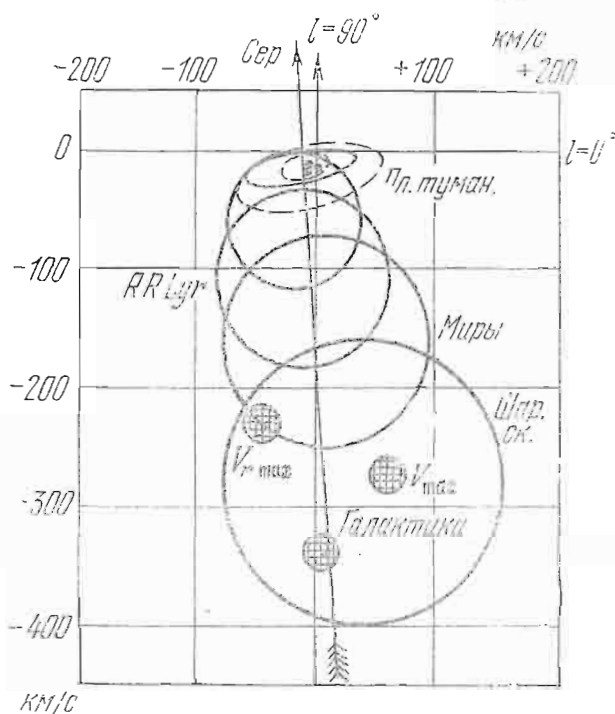


Рис. 29. Ось асимметрии Стремберга. Точки близ начала координат представляют центроиды подсистем звезд $gF - gM$, звезд $B0 - B5$, межзвездного кальция; вокруг центров заштрихованных кружков должны быть окружности радиусом ~ 200 км/с для звезд с V_{\max} и $V_r \max$ и ~ 300 км/с для группы 44 галактик.

и почти перпендикулярно направлению на центр Галактики, куда довольно согласно направлены большие оси эллипсоидов скоростей звезд с небольшими значениями V_{\odot} . Группы звезд с наибольшими V и с наибольшими V_r , а также группа 44 галактик имеют дисперсии скоростей порядка $2-3 \cdot 10^2$ км/с. Эти группы отмечены лишь небольшими заштрихованными кружками, центры которых соответствуют положению их центроидов.

Все эти особенности получили в дальнейшем объяснение в теории галактического вращения. Сначала Стремберг, а затем Линдبلاد (1926) и Оорт (1927) предположили, что разные типы объектов принимают различное участие во вращении Галактики. При этом звезды с большими скоростями относительно Солнца — так называемые «бегуны» — оказались на самом деле «тихоходами», если рассматривать их движение по отношению к центру Галактики. Мимо них мчится Солнце и окружающие его звезды, принимающие одинаковое с ним участие во вращении Галактики.

В рассмотрение Стремберга были включены также галактики, разумеется, никак не связанные с явлением вращения нашей Галактики. Можно поэтому считать, что расстояние вдоль оси асимметрии между центроидом околосолярных звезд и «центроидом» рассмотренных Стрембергом галактик определяет сумму скорости вращения околосолярного центроида вокруг центра Галактики и пекулярной скорости Солнца. Эта сумма составляет около 250 км/с. Таково, следовательно, приближенное значение круговой скорости на расстоянии R_0 от центра Галактики¹. Тот факт, что в направлении вращения почти нет звезд со скоростями больше, чем $250 + 65$ км/с, говорит о том, что скорость около 325 км/с, вероятно, является предельной (критической) скоростью на этом расстоянии от центра Галактики. Немногие звезды, имеющие большую скорость, по всей вероятности, либо покидают Галактику, либо, напротив, это межгалактические скитальцы, которые в нашу эпоху пронизывают Галактику с гиперболическими скоростями.

Еще одно замечание относительно звезд с большими (но не гиперболическими!) скоростями. Наряду с кинематическими особенностями и особенностями пространственного расположения (они часто оказываются на больших расстояниях от галактической плоскости), их отличают также некоторые спектральные особенности: слабость линий металлов и большой ультрафиолетовый избыток цвета, имеющие важное значение для понимания проблем звездной космогонии и эволюции Галактики. Вообще замечено, что различие в кинематике звезд одних и тех же спектральных классов обычно сопровождается какими-нибудь физическими отличиями, например, эмиссионными линиями в спектре.

¹ Позднее мы найдем подтверждение этой оценки в определении угловой скорости ω_0 вращения Галактики из постоянных Оорта (стр. 84, 85).

25. Общее рассмотрение проблемы вращения Галактики

Математическая разработка идеи вращения Галактики впервые была проведена М. А. Ковальским в 1859 г. Первую попытку определить из анализа наблюдений угловую скорость вращения Галактики сделал Л. О. Струве в 1887 г. на основе представлений о твердотельном вращении Галактики. Отличие полученной им величины ($-0'',41 \pm 0'',42$ за сто лет) от современного значения ($-0'',53$), не очень велико, однако большая ошибка определения не внушала уверенности в ее правильности.

В 1926—1927 гг. теорию галактического вращения разработали Б. Линдبلاد (Швеция) и Я. Оорт (Голландия), поставив целью объяснить явление асимметрии звездных движений. Б. Линдبلاد высказал предположение о том, что различные по своим физическим характеристикам объекты образуют кинематически различные подсистемы, по-разному принимающие участие во вращении Галактики. Оорт постарался ответить на вопрос, какие наблюдения могли бы помочь обнаружить вращение Галактики непосредственно, а не путем умозаключения о существовании одной причины асимметрии звездных движений, и определить его характер.

Основные известные нам типы вращений — это вращение твердого тела вокруг своей оси (твердотельное вращение) и обращение членов какой-нибудь системы, например, планетной, вокруг центрального тела по законам Кеплера под действием сил взаимного тяготения. В первом случае угловая скорость постоянна $\omega = \text{const}$, а линейная пропорциональна расстоянию от оси вращения $V = \omega R$. Сила $F \sim V^2/R$, после подстановки $V = \omega R$ получим $F \sim R$, т. е. сила также прямо пропорциональна R (так называемая *сила Гука*), что для системы материальных тел возможно лишь при равномерном распределении масс в пространстве. Для всей Галактики этот случай явно не осуществляется. Второй предельный случай — это кеплеровское движение, когда сила обратно пропорциональна R^2 (*ньютоническая сила*), угловая скорость убывает с расстоянием как $R^{-3/2}$, линейная скорость пропорциональна $R^{-1/2}$. Это возможно при сосредоточении почти всей массы в центре системы, что в Галактике также не реализуется полностью. Таким образом, в Галактике наблюдается комбинация обоих типов вращений, причем центральные области обнаруживают признаки твердотельного вращения, а периферийные — кеплерова.

Твердотельное вращение Галактики нельзя было бы обнаружить по V_r (расстояния между звездами не будут меняться), но можно по μ , определенным в какой-нибудь системе координат, полагаемой квазиинерциальной. В этом случае будет наблюдаться одинаковое для всех звезд изменение галактических долгот, как некоторый постоянный отрицательный член в μ_l , соответствующий

ний угловой скорости вращения на расстоянии Солнца от центра Галактики $\omega_0''/\text{год}$ (отрицательный, так как вращение Солнца вокруг центра Галактики уменьшает наблюдаемые галактические долготы всех звезд).

Рассмотрим влияние вращения Галактики на средние лучевые скорости \bar{V}_r наблюдаемых объектов, а затем и на их средние собственные движения $\bar{\mu}_l$.

26. Формула Ботлингера

Рассмотрим одну из кинематических моделей Галактики, содержащую предположение, что центроиды движутся вокруг центра Галактики по орбитам, которые в первом приближении можно считать круговыми. Движение совершается вокруг оси симметрии Галактики в плоскостях, параллельных основной плоскости Галактики.

Вначале, однако, рассмотрим объекты, лежащие в самой галактической плоскости. На рис. 30 вектор V_0 представляет собой

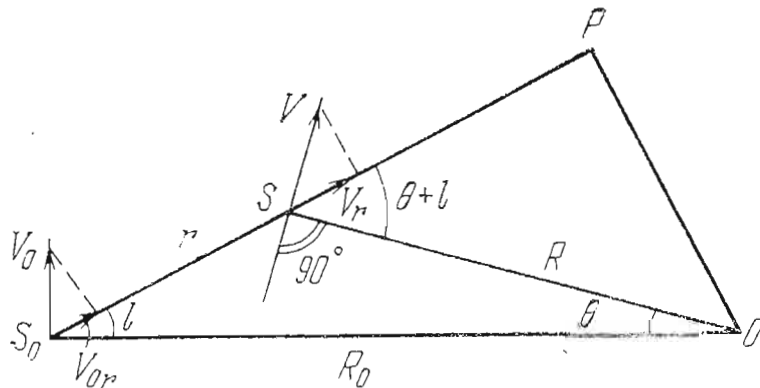


Рис. 30. Векторы линейной скорости двух центроидов и их компоненты (к выводу формул Ботлингера и Оорта). OP — перпендикуляр, опущенный из центра Галактики на луч зрения.

линейную скорость кругового движения центроида S_0 звезд, вместе с Солнцем обращающихся вокруг центра Галактики на расстоянии R_0 . Вектор V — круговая скорость центроида S , находящегося на расстоянии r от центроида S_0 . Угловые скорости кругового движения на расстояниях R и R_0 от центра Галактики будут:

$$\omega(R) = \omega = \frac{V}{R} \quad \text{и} \quad \omega(R_0) = \omega_0 = \frac{V_0}{R_0}.$$

Спроецируем V и V_0 на луч зрения S_0S : $V \cos [90^\circ - (\theta + l)]$ и $V_0 \cos (90^\circ - l)$ или $\omega R \sin (\theta + l)$ и $\omega_0 R_0 \sin l$. Их разность и есть эффект вращения на лучевые скорости:

$$\Delta V_r = \omega R \sin (\theta + l) - \omega_0 R_0 \sin l. \quad (28a)$$

Теперь воспользуемся теоремой синусов для ΔS_0OS ¹:

$$\frac{\sin l}{R} = \frac{\sin(l + \theta)}{R_0},$$

откуда

$$R \sin(l + \theta) = R_0 \sin l.$$

Тогда

$$\Delta V_r = R_0 \sin l (\omega - \omega_0). \quad (286)$$

Эта формула может быть применена к объектам, находящимся на любых расстояниях от нас. Если добавить множитель $\cos b$ для учета галактической широты, — мы получим формулу, выведенную в 1924—25 гг. Ботлингером:

$$\Delta V_r = R_0 (\omega - \omega_0) \sin l \cos b \quad (29a)$$

или, перенеся влево известные из наблюдений $\cos b$ и $\sin l$,

$$\Delta V_r \operatorname{cosec} l \sec b = R_0 (\omega - \omega_0). \quad (296)$$

В этом виде формула оказалась особенно ценной для изучения $\omega(R)$, т. е. величины ω как функции расстояния от центра Галактики, когда радионаблюдения на волне 21 см нейтрального водорода (H I) позволили определять V_r на громадных расстояниях от Солнца и даже по другую сторону от центра Галактики (67).

Аналогичную формулу Ботлингер получил для V_t :

$$\Delta V_t = R_0 (\omega - \omega_0) \cos l - \omega r \cos b.$$

27. Формулы Оорта (1927)

Естественно предположить, что величина ω является непрерывной функцией расстояния R , для которой можно вычислить производные различных порядков и разложить в ряд Тейлора по степеням $R - R_0$:

$$\omega(R) = \omega(R_0) + \frac{R - R_0}{1} \omega'(R_0) + \frac{(R - R_0)^2}{1 \cdot 2} \omega''(R_0) + \dots^2 \quad (30)$$

Из треугольника S_0OS (рис. 30) следует, что

$$R = [R_0^2 + r^2 - 2R_0r \cos l]^{1/2} = R_0 \left[1 + \left(\frac{r}{R_0} \right)^2 - 2 \frac{r}{R_0} \cos l \right]^{1/2}. \quad (31)$$

Правую часть выражения (31) разложим в ряд, но ограничимся теми объектами, для которых $r \ll R_0$, чтобы можно было прене-

¹ Либо отрезком OP (перпендикуляр из центра Галактики, опущенный на луч зрения) рис. 30, спроецировав на него R_0 и R .

² Об использовании производных до ω^V см. [39].

брежь $(r/R_0)^2$ и более высокими степенями этого отношения¹. Тогда $R - R_0 = -r \cos l$. Подставим $R - R_0$ в формулу (30) и ограничимся в разложении $\omega(R)$ членом с первой производной ω :

$$\omega(R) = \omega(R_0) - r \cos l \cdot \omega'(R_0).$$

Разность угловых скоростей подставим в формулу (28б) и заменим $\cos l \sin l$ через $\frac{1}{2} \sin 2l$:

$$\Delta V_r = -\frac{1}{2} R_0 \omega'(R_0) r \sin 2l. \quad (32)$$

Мы получили конкретный вид зависимости ΔV_r от галактической долготы (двойная волна), что дает возможность проверить принятую схему вращения Галактики (движения центроидов по круговым орбитам в плоскостях, параллельных галактической плоскости) по данным о V_r конкретных объектов с известными r .

Обозначим величину $-\frac{1}{2} R_0 \omega'(R_0)$ через A_0 — ее стали называть *постоянной Оорта*. A_0 (км/с на кпс) имеет размерность угловой скорости. Учтем теперь, что не все объекты лежат в самой галактической плоскости. Для этого надо умножить правую часть выражения (32) на $\cos^2 b$, так как мы проецируем на галактическую плоскость расстояние r' , а скорость вращения V , направленную параллельно галактической плоскости, проецируем на луч зрения. Окончательно получим:

$$\Delta V_r = A_0 r \sin 2l \cos^2 b \quad (\text{первая формула Оорта}). \quad (33a)$$

Наблюдаемая V_r есть сумма эффекта дифференциального вращения Галактики, параллактического движения ($-V_\odot \cos \lambda$) и пекулярной лучевой скорости V_r' :

$$V_r = -V_\odot \cos \lambda + A_0 r \sin 2l \cos^2 b + V_r'. \quad (33б)$$

Если считать движение Солнца известным, то уравнение (33б) можно использовать для определения только $A_0 \bar{r}$ по способу наименьших квадратов. Зная (или оценив) \bar{r} , получим постоянную Оорта A_0 . Величина A_0 оказывается положительной, а, следовательно, $\omega'(R_0) < 0$, т. е. угловая скорость уменьшается с удалением от центра Галактики. Если же считать постоянную A известной из каких-либо предшествовавших исследований, то это решение может дать оценку \bar{r} — среднего расстояния какой-нибудь однородной группы звезд.

¹ В ту пору надежные μ и V_r были известны не дальше чем до 1—1,5 кпс от Солнца, поэтому ограничение «окрестностями Оорта» было естественным и нестеснительным.

В первых работах Оорта по изучению галактического вращения существенным затруднением было определение расстояний r . Приходилось для различных групп звезд брать некоторые средние значения расстояний \bar{r} , чтобы по \bar{V}_r получить $A_0 \bar{r}$ и отсюда определить A_0 . Теперь, когда индивидуальные расстояния определяются надежнее благодаря успехам двумерной спектральной классификации и фотоэлектрической узкополосной фотометрии (см. стр. 29 и 33), можно уверенно определять A_0 .

Рассмотрим теперь влияние дифференциального вращения Галактики на компоненты собственного движения μ_l и μ_b .

Разность проекций круговых скоростей V и V_0 на плоскость, перпендикулярную лучу зрения (так называемую *картинную плоскость*), даст тангенциальную скорость

$$\Delta V_t = 4,74 \mu_l \cdot r = V \cos(\theta + l) - V_0 \cos l. \quad (34)$$

Воспользуемся линией S_0P (рис. 30), чтобы убедиться, что

$$R \cos(\theta + l) = R_0 \cos l - r$$

или $\cos(\theta + l) = \frac{R_0}{R} \cos l - \frac{r}{R}$. Подставим это выражение для $\cos(\theta + l)$ в (34):

$$\Delta V_t = \frac{VR_0}{R} \cos l - \frac{V}{R} r - \frac{V_0 \cos l}{R_0} R_0.$$

Последний член мы умножили и разделили на R_0 . Заменяя отношение V_0/R_0 через ω_0 , а V/R через ω , получим

$$\Delta V_t = 4,74 \Delta \mu_l \cdot r = R_0 (\omega - \omega_0) \cos l - \omega r,$$

где $\Delta \mu_l$ есть влияние галактического вращения на μ_l . Ограничиваясь в разложении $\omega(R)$ в ряд по степеням $R - R_0$, как и раньше, членами с первой производной (формула (30)), используя соотношения $\cos^2 l = \frac{1}{2} + \frac{1}{2} \cos 2l$ и $R - R_0 = -r \cos l$, пренебрегая членом с r^2 , после некоторых преобразований получим:

$$4,74 \Delta \mu_l = -\omega_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 \cos 2l. \quad (35)$$

Первые два члена объединим в постоянную, получившую название *постоянная Оорта* B_0 , тогда как коэффициент при $\cos 2l$ есть *постоянная Оорта* A_0 . Тогда получим

$$\Delta \mu_l = \frac{A_0}{4,74} \cos 2l + \frac{B_0}{4,74}. \quad (36a)$$

Имея в виду, что $B_0 = A_0 - \omega_0$, и учитывая $\cos b$ для объектов, не лежащих в самой галактической плоскости, получим

$$\Delta \mu_l = \frac{A_0}{4,74} [1 + \cos 2l] \cos b - \frac{\omega_0}{4,74} \cos b \quad (\text{вторая формула Оорта}). \quad (36b)$$

В первых работах Оорта по изучению галактического вращения существенным затруднением было определение расстояний r . Приходилось для различных групп звезд брать некоторые средние значения расстояний \bar{r} , чтобы по \bar{V}_r получить $A_0 \bar{r}$ и отсюда определить A_0 . Теперь, когда индивидуальные расстояния определяются надежнее благодаря успехам двумерной спектральной классификации и фотоэлектрической узкополосной фотометрии (см. стр. 29 и 33), можно уверенно определять A_0 .

Рассмотрим теперь влияние дифференциального вращения Галактики на компоненты собственного движения μ_l и μ_b .

Разность проекций круговых скоростей V и V_0 на плоскость, перпендикулярную лучу зрения (так называемую *картинную плоскость*), даст тангенциальную скорость

$$\Delta V_t = 4,74 \mu_l \cdot r = V \cos(\theta + l) - V_0 \cos l. \quad (34)$$

Воспользуемся линией S_0P (рис. 30), чтобы убедиться, что

$$R \cos(\theta + l) = R_0 \cos l - r$$

или $\cos(\theta + l) = \frac{R_0}{R} \cos l - \frac{r}{R}$. Подставим это выражение для $\cos(\theta + l)$ в (34):

$$\Delta V_t = \frac{VR_0}{R} \cos l - \frac{V}{R} r - \frac{V_0 \cos l}{R_0} R_0.$$

Последний член мы умножили и разделили на R_0 . Заменяя отношение V_0/R_0 через ω_0 , а V/R через ω , получим

$$\Delta V_t = 4,74 \Delta \mu_l \cdot r = R_0 (\omega - \omega_0) \cos l - \omega r,$$

где $\Delta \mu_l$ есть влияние галактического вращения на μ_l . Ограничиваясь в разложении $\omega(R)$ в ряд по степеням $R - R_0$, как и раньше, членами с первой производной (формула (30)), используя соотношения $\cos^2 l = \frac{1}{2} + \frac{1}{2} \cos 2l$ и $R - R_0 = -r \cos l$, пренебрегая членом с r^2 , после некоторых преобразований получим:

$$4,74 \Delta \mu_l = -\omega_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 \cos 2l. \quad (35)$$

Первые два члена объединим в постоянную, получившую название *постоянная Оорта* B_0 , тогда как коэффициент при $\cos 2l$ есть *постоянная Оорта* A_0 . Тогда получим

$$\Delta \mu_l = \frac{A_0}{4,74} \cos 2l + \frac{B_0}{4,74}. \quad (36a)$$

Имея в виду, что $B_0 = A_0 - \omega_0$, и учитывая $\cos b$ для объектов, не лежащих в самой галактической плоскости, получим

$$\Delta \mu_l = \frac{A_0}{4,74} [1 + \cos 2l] \cos b - \frac{\omega_0}{4,74} \cos b \quad (\text{вторая формула Оорта}). \quad (36b)$$

Хотя эта формула не содержит r в явном виде, она остается справедливой, пока $r \ll R_0$, т. е. пока можно пренебрегать вторыми и более высокими степенями отношения (r/R_0) . При больших b значения A_0 и B_0 получаются неуверенно. Определив из наблюдений величины постоянных A_0 и B_0 , можно получить значение угловой скорости кругового движения ω_0 на расстоянии R_0 .

Так как ΔV_b есть $-\Delta V_r \operatorname{tg} b$, то, используя формулу (33а), получим влияние дифференциального вращения на компонент μ_b :

$$\mu_b = -\frac{1}{2} \frac{A_0}{4,74} \sin 2l \sin 2b. \quad (37)$$

Максимальное влияние дифференциального вращения на μ_b оказывается при $b = \pm 45^\circ$, оно сходит на нет к $b = 0^\circ$ и $\pm 90^\circ$. Для большинства звезд, принадлежащих к подсистемам плоской составляющей Галактики, b невелики, и последняя формула дает низкую точность определения величины A_0 .

28. Анализ данных о вращении Галактики

28.1. Графический анализ вращения Галактики. Рис. 31, а показывает векторы линейных скоростей вращения на различных расстояниях от центра Галактики, направление на который указано штриховой стрелкой; точки S' находятся на расстоянии R_0

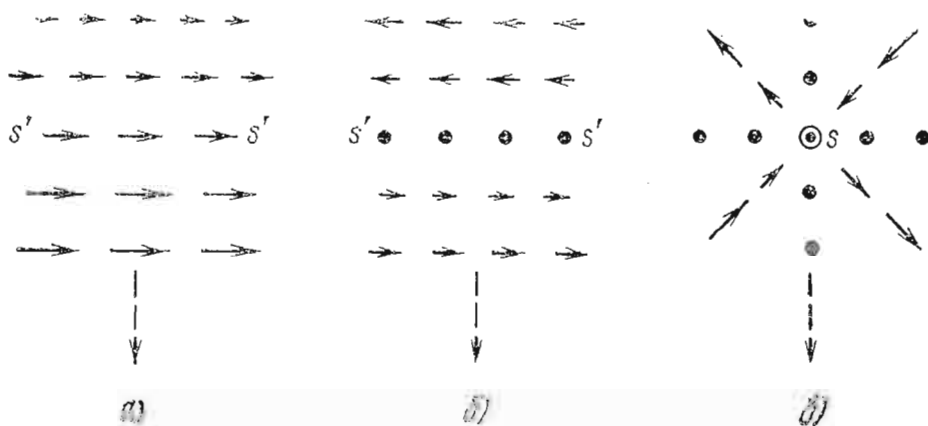


Рис. 31. Влияние дифференциального вращения на V_r : а — скорости относительно центра Галактики, б — скорости относительно Солнца, в — проекции скоростей на луч зрения. Везде штриховые стрелки показывают направление на центр Галактики.

от центра. Рис. 31, б — векторы скоростей по отношению к скорости V_0 на расстоянии R_0 . Рис. 31, в — проекции на луч зрения в разных направлениях. По рис. 31, в видно, как изменяются ΔV_r с галактической долготой l . Кривая $1 + \cos 2l$ показана на рис. 32 штриховой линией, тогда как реальная кривая (сплошная линия) обнаруживает постоянный отрицательный сдвиг, равный

значению угловой скорости ω_0 центра, к которому принадлежит Солнце. Рис. 32 показывает, что $\Delta\mu_l$ и ΔV_r дают двойные волны (при изменении l от 0 до 360°) со сдвигом одной относительно другой по шкале l .

Величина $A_0\bar{r}$ (выраженная в км/с) в первой формуле Оорта определяет собой амплитуду двойной волны в ΔV_r , в то время как кривая $\Delta\mu_l$ сохраняет свою амплитуду независимо от r ; она,

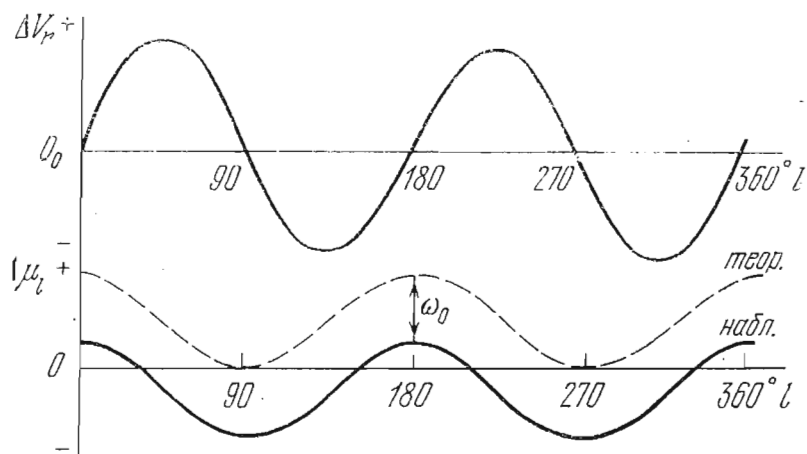


Рис. 32. ΔV_r и $\Delta\mu_l$ как функции галактической долготы l .

может быть, станет менее четкой с увеличением r , в силу увеличения случайных ошибок определения μ более далеких звезд. Рис. 33 иллюстрирует увеличение амплитуды кривой V_r на материале, полученном А. Джоном [34] для трех групп долгопериодических цефеид, находящихся на различных средних расстояниях от нас.

28.2. Постоянные Оорта и угловая скорость вращения Галактики. Как уже было сказано, $A_0 - B_0 = \omega_0$, величины A_0 и B_0 имеют размерность угловой скорости км/с/кпс, а величины $A/4,74$ и $B/4,74$ — размерность "/год.

Чтобы определить ω_0 , нужно знать и A_0 , и B_0 . Величина B_0 получается только при использовании μ_l , точность которых зависит не только от точности самих измерений μ_α и μ_δ , но и от возможных систематических ошибок каталогов μ_α и μ_δ , по которым вычисляются μ_l . Величину A_0 можно получить дважды: из анализа V_r и с привлечением данных о μ_l . Согласие значений A_0 , определенных этими двумя способами, увеличивает надежность этой величины.

Независимо можно вычислить ω_0 как V_0/R_0 , где V_0 — линейную скорость вращения на расстоянии R_0 от центра Галактики — можно приближенно оценить по V_r галактик, а само расстояние R_0 — по пространственному распределению, например, переменных звезд типа RR Лиры. Согласие полученного таким способом

значения ω_0 с тем, что дают постоянные Оорта, можно считать указанием на его реальность.

Наиболее вероятные значения A_0 и B_0 в «оортовских окрестностях» Солнца (т. е. в пределах 1—1,5 кпс от Солнца) для плоской составляющей:

$$A_0 = +15 \text{ км/с/кпс},$$

$$B_0 = -10 \text{ км/с/кпс},$$

R_0 принято равным 10 кпс, V_0 получено ~ 250 км/с, $A_0 - B_0 = \omega(R_0) = 25$ км/с/кпс.

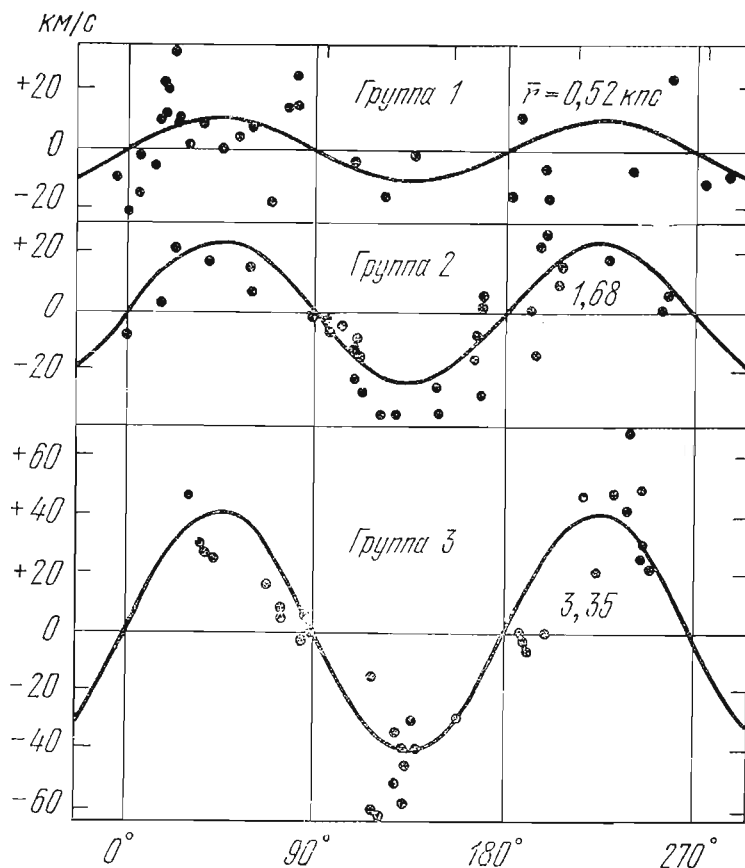


Рис. 33. V_r долгопериодических цефеид, разделенных на три группы в зависимости от их среднего расстояния от Солнца, в функции l . В 1-й группе — 35 звезд, во 2-й — 33, в 3-й — 34. Сплошными линиями показаны теоретические кривые, соответствующие \bar{r} .

Если выразить A_0 и B_0 в секундах дуги в год, то $A_0 - B_0$ даст угловую скорость вращения (также в секундах дуги в год), а отсюда и период вращения Галактики на околосолнечном расстоянии от ее центра:

$$A_0 = +0'',0032/\text{год},$$

$$B_0 = -0'',0021/\text{год},$$

$\omega_0 = A_0 - B_0 = 0'',0053/\text{год}$, откуда $P = \sim 230$ млн. лет (так называемый *галактический год*).

Можно получить следующие выражения для A и B для любого расстояния R , вместо ω взяв V/R и выполнив дифференцирование ω по R . Тогда

$$A = \frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} - \frac{dV}{dR} \right), \quad B = -\frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} + \frac{dV}{dR} \right) = A - \frac{V}{R} \quad (38a)$$

или

$$A = \frac{1}{2} (\omega - \omega'), \quad B = -\frac{1}{2} (\omega + \omega') = A - \omega. \quad (38b)$$

На разных расстояниях от центра Галактики A и B будут иметь различные значения. Для одного и того же расстояния от центра Галактики эти постоянные будут иметь разные значения для различных составляющих Галактики или различных типов звездного населения, в зависимости от их возраста. Возможность отклонения от кругового движения рассмотрена в разделе 29.

29. Некруговое движение

Анализ Оорта V_r и μ можно обобщить на случай, когда угол между радиусом-вектором и направлением скорости не 90° , а $90^\circ - \varphi$.

Однако, поскольку угол φ невелик, отличие новых формул от формул Оорта недостаточно велико, чтобы, ограничиваясь небольшим объемом пространства, уверенно получить элементы некругового движения. Добавочный член, который войдет в формулу для ΔV_r , слишком мал (при $r = 1$ кпс и $\varphi = 4^\circ$ он меньше 1 км/с), чтобы обеспечить получение надежных значений постоянных.

30. Метод Камма определения $\omega(R)$

В 1941 г. П. П. Паренаго, независимо от Д. Камма (1938), применил формулу (29б)

$$V_r \operatorname{cosec} l \sec b = R_0 (\omega - \omega_0) = f(R, R_0)$$

для исследования вращения Галактики. Позднее $f(R, R_0)$ он назвал *функцией Камма*. Вычислив значение $f(R, R_0)$ для звезд с различными R , можно получить ряд значений $\omega(R)$ и, осреднив их для близких R , определить зависимость $\omega(R)$:

$$\omega(R) = \frac{1}{R_0} [f(R, R_0)] + \omega(R_0). \quad (39)$$

График $\omega(R)$ дает возможность найти изменение постоянной Оорта A .

Применение метода Камма можно разбить на следующие этапы:

1. Определение для избранной группы объектов индивидуальных расстояний r , исправленных за межзвездное поглощение.

2. Вычисление R для каждого объекта по формуле

$$R = [R_0^2 + r^2 \cos^2 b - 2R_0 r \cos l \cos b]^{1/2}.$$

3. Определение $\omega - \omega_0$ по формуле (296):

$$\omega - \omega_0 = \frac{V_r}{R_0 \sin l \cos b}.$$

4. Составление диаграммы $\omega - \omega_0$ как функции R , или иначе, ω как функции R . Наклон касательной к кривой $\omega(R)$ для каждого значения R даст значение $d\omega/dR$ и отсюда по формуле

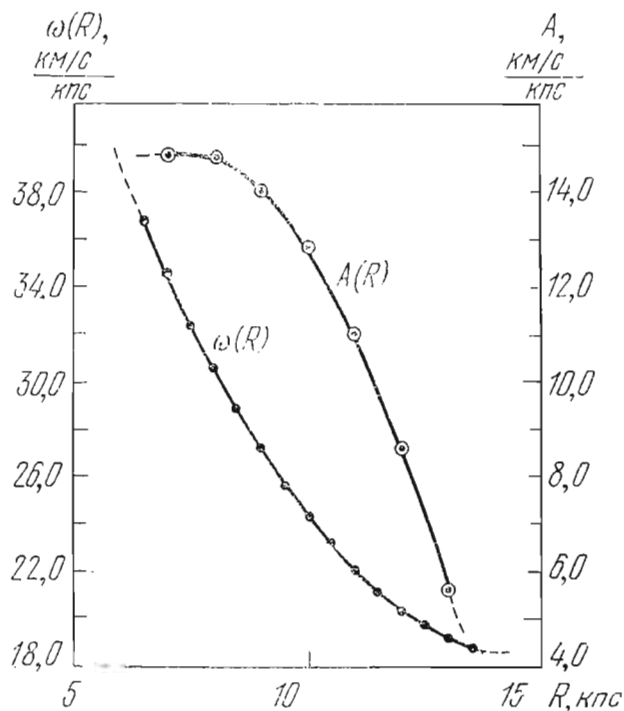


Рис. 34. График изменения ω и A с R (по данным о движении 159 цефеид СД Д. К. Каримовой и Е. Д. Павловской).

$A(R) = -\frac{1}{2} R \omega'(R)$ — постоянной Оорта A . При $R = R_0$ получаем значение ω_0 и A_0 для окрестностей Солнца. На рис. 34 даны параллельные графики изменений $\omega(R)$ и $A(R)$, полученные для долгопериодических цефеид, т. е. для объектов плоской составляющей Галактики.

31. Анализ радионаблюдений облаков Н I

При исследовании распределения облаков Н I можно применить метод Камма, опираясь на представление о движении этих объектов с круговой скоростью¹ вокруг центра Галактики и

¹ Тот факт, что в направлениях $l = 0^\circ$ и 180° , $b = 0^\circ$ водородные облака не обнаруживают смещения максимума одиночного контура линии 21 см от лучевой скорости, равной нулю, говорит в пользу предположения об их круговом движении.

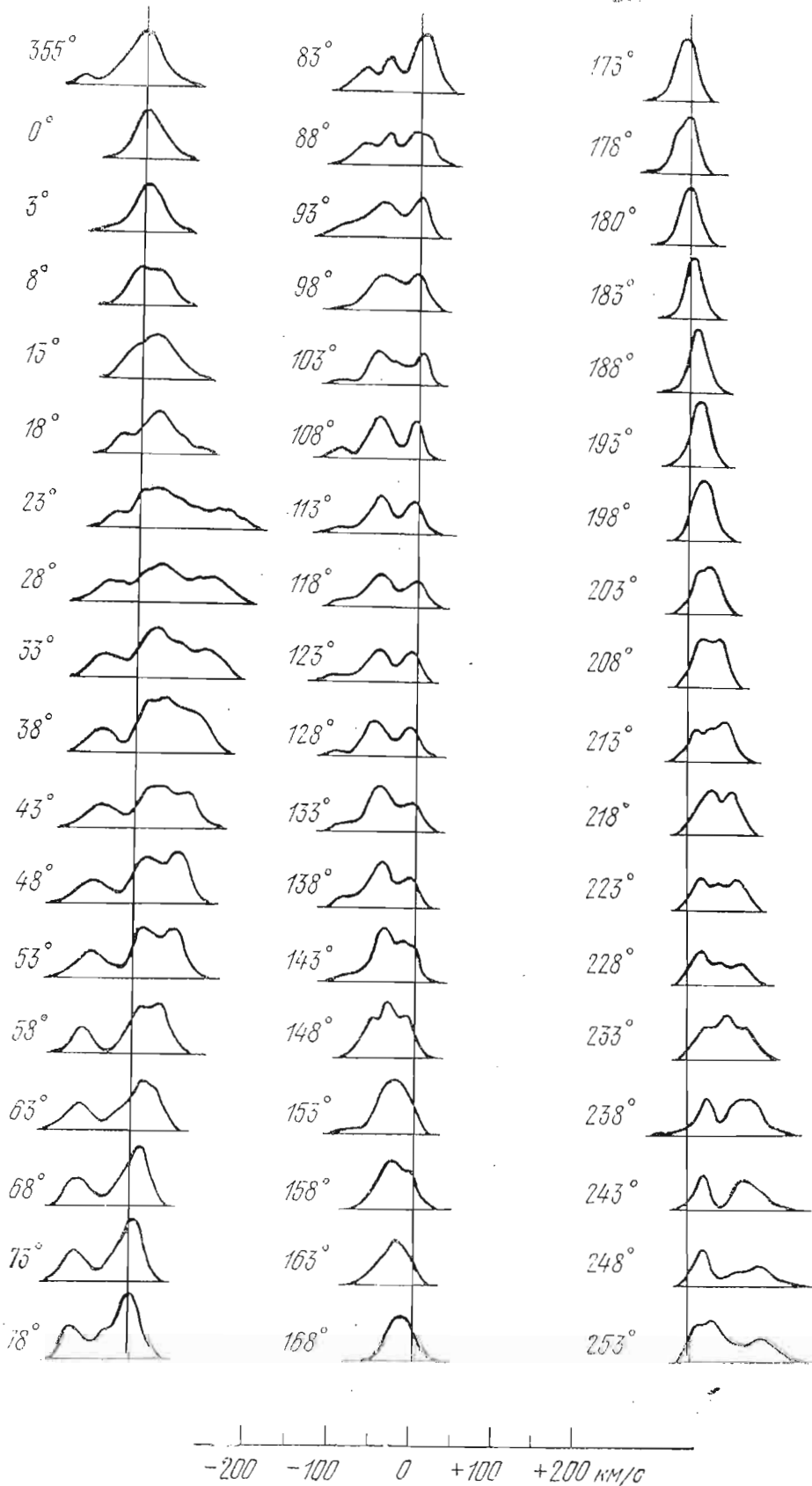


Рис. 35а. Контуры линий 21 см для различных l в галактической плоскости (по классической работе Оорта и ван де Хюлста, но в новой системе галактических координат).

определяя лучевые скорости облаков из анализа контуров их линий на волне 21 см. Рис. 35а дает представление об изменении формы сложного контура¹ и смещениях максимумов контуров вдоль оси V_r в зависимости от галактической долготы. В настоящее время получены десятки тысяч контуров, соответствующих различным l и b , что дает возможность, исследуя интенсивности и положения максимумов кривых, очень детально изучить расположение и

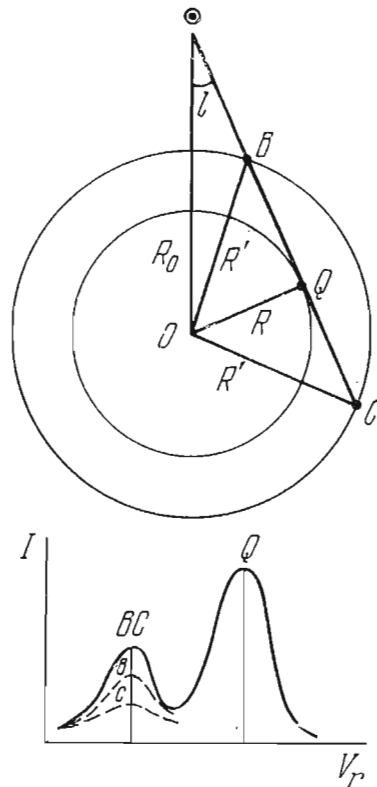


Рис. 35б. Контур водородной линии 21 см (нижний рисунок) в том случае, если есть три облака на одном луче зрения в точках Q , B и C (верхний рисунок), O — центр Галактики.

структуру водородных облаков. Сложный вид контуров определяется тем, что луч зрения пронизывает не одно такое облако (рис. 35б), а все они, вероятно, располагаются вдоль колец или отрезков спиральных ветвей.

О результатах радиоастрономических исследований спиральной структуры Галактики по нейтральному водороду Н I см. стр. 178.

¹ Турбулентные и тепловые скорости внутри облаков дают расширение линий, соответствующее скоростям до 40 км/с.

ОСНОВНЫЕ ПОНЯТИЯ
ДИНАМИКИ ЗВЕЗДНЫХ СИСТЕМ

32. Введение

Динамика звездных систем — широко разработанная в настоящее время отрасль звездной астрономии, имеющая целью изучить структуру звездных систем и их эволюцию под действием сил гравитации, которые определяются распределением масс и в свою очередь определяют движения этих масс.

Опираясь на данные о нашей звездной системе и о других галактиках, в звездную динамику вводят ряд предположений (например, об автономности рассматриваемой звездной системы, об ее квазистационарности и т. д.), которые позволяют значительно упростить математическую сторону дела.

Основная масса подавляющего большинства звездных систем заключена в звездах (в том числе и в таких «экзотических» объектах, как нейтронные звезды и даже сколлапсировавшие звезды — «черные дыры»); газ, пыль, холодные (твердые) тела — планеты, спутники, кометы, метеорные тела и т. п. играют скромную роль, составляя в среднем несколько процентов общей массы таких систем, как Галактика. Однако, сгущаясь в газопылевые облака, иногда значительной массы по сравнению с массой отдельных звезд, незвездная материя может оказать заметное действие на движение близких к облакам звезд (см. ниже). Изолированность галактик (их взаимные расстояния на один-два порядка превышают размеры самих систем) делает на первый взгляд оправданным предположение об их автономности и дает возможность исследовать силы, определяющие движения в системе, ограничиваясь учетом действия лишь совокупности объектов, составляющих рассматриваемую систему¹ (это так называемое *самосогласованное гравитационное поле*). При этом, однако, в предположении стационарности системы оказывается неизбежным теоретический вывод о неограниченности размеров этой системы, что вводит дополнительные трудности в рассмотрение проблем динамики.

¹ Существуют, однако, близкие друг к другу в пространстве системы, для которых приливные силы становятся существенными (см. стр. 188 о взаимодействующих галактиках).

В последние годы были предприняты попытки обнаружить «скрытые массы», которых как будто не хватает для объяснения некоторых наблюдаемых особенностей движения в системах кратных галактик и в скоплениях галактик (в частности, для решения вопроса об их устойчивости). Эти «скрытые массы» могли бы находиться в обширных галактических коронах, состоящих, вероятно, из большого числа звезд малой светимости, а также, как можно предполагать, и в виде диффузной материи разных видов, либо материи в экстремальных состояниях, недоступных пока обычным методам исследования.

Предположение о квазистационарности звездных систем, принимаемое в отношении систем достаточно «старых», — не испытывающих бурной динамической эволюции, основано на данных о высокой степени изолированности звезд (их взаимные расстояния в 10^7 — 10^8 раз больше их размеров) и относительно малых их пространственных скоростях по сравнению с межзвездными расстояниями — например, годичный путь Солнца (при скорости 15,5 км/с относительно центроида окружающих его звезд), равный 3,3 а. е., по сравнению с расстоянием до Проксимы Кентавра, равным $\sim 270\,000$ а. е. Редкость тесных сближений, когда сила гравитационного взаимодействия сблизившихся звезд становится сравнимой с воздействием на них всей звездной системы как целого, делает взаимные влияния в первом приближении пренебрежимо малыми. Таким образом, мы пренебрегаем пока так называемыми *иррегулярными силами* и учитываем³ лишь сглаженное гравитационное влияние всех объектов системы (*регулярные силы*). Кроме того, не учитываются ни магнитные силы, которые оказывают влияние на кинематику ионизованного газа, ни действие корпускулярного излучения звезд на межзвездную материю («звездный ветер»), ни силы какой-либо иной природы. Эти факторы, влияя на движение газопылевой материи, могут вызвать слабые изменения гравитационных полей, что может сказаться только во втором приближении на движениях звезд.

Таким образом, поле регулярных сил, плавно и медленно меняющееся от точки к точке в системе, является доминирующим. А на него накладываются местные «аномалии», связанные, например, со звездными облаками, звездными скоплениями и т. д. Они оказывают слабое, хотя и накапливающееся со временем воздействие на динамику, структуру и эволюцию системы, — это будет проявление *иррегулярных сил* (см. ниже).

Если можно было бы проследить за движением каждой звезды в Галактике, задача походила бы на небесно-механическую проблему n тел. Но звезд слишком много для этого, а охваченный наблюдениями промежуток времени слишком мал. В большинстве случаев приходится ограничиваться попытками отыскать *общие свойства* звездных движений, применяя статистические методы исследования, подобные методам статистической механики, законами которой описывается, например, поведение газовых моле-

кул, заключенных в некотором замкнутом объеме пространства. Однако небесно-механические методы также используются в динамике звездных систем. При определенных предположениях о галактическом потенциале в модели Галактики конечных размеров и массы с симметрией относительно основной плоскости возможно вычисление семейств галактических звездных орбит, отвечающих различным начальным условиям (положение и движение в некоторый момент, принимаемый за начальный), а также исследование устойчивости этих орбитальных движений. Проблема определения галактических орбит звезд имеет уже обширную литературу. Кроме общих работ по звездной динамике отметим еще [I, XVII], [35]. Кроме того, небесно-механические методы применяются и при решении ряда других звездно-астрономических проблем, не говоря уже о движениях в «малых звездных ансамблях» — двойных, тройных и вообще кратных звездах, включая также проблемы устойчивости каждого такого ансамбля (36).

33. Звездная система как «звездный газ»

У. Томсон (лорд Кельвин) первый предложил уподобить звездную систему газу и применить к ней некоторые газодинамические законы. При этом, однако, надо иметь в виду следующие существенные различия этих ансамблей.

1. Если для сравнения звездных и газовых систем уменьшить мысленно линейные размеры звезд до размеров молекул, то в единице объема звезд оказалось бы в $\sim 2 \cdot 10^{20}$ раз меньше числа молекул воздуха в *нормальных условиях* (т. е. при давлении 760 мм рт. ст. и при температуре 0°C).

2. У звездной системы нет ограничивающих ее «стенок», имеющих обычно у системы молекул газа. Их роль выполняет общее гравитационное поле, которое, однако, не может предотвратить улетучивания (диссипации) «частиц», получивших скорость больше скорости освобождения (вторая космическая] скорость)¹, что сопровождается расширением внешних областей системы и некоторой конденсацией оставшейся ее части.

Однако, так как диссипация в звездной системе происходит очень медленно, то в каждый момент систему можно считать *к в а з и с т а ц и о н а р н о й*²; с потерей новых членов она переходит в новое квазистационарное состояние. Это позволяет при-

¹ Строго говоря, «...при наличии закона Шварцшильда в распределении скоростей звездная система не может находиться в стационарном состоянии. Иначе говоря, господствующий в Галактике эллипсоидальный закон не является, как это обычно считают, законом Шварцшильда». (К. Ф. О г о р о д н и к о в, Вестник ЛГУ, 1947, № 1, 5—16.)

² Т. е. считать, что система в каждый момент времени находится в состоянии статистического равновесия.

ближенно применять к звездной системе выводы статистической механики, относящиеся к статистически равновесным системам. При этом, однако, следует иметь в виду, что статистическая механика системы гравитирующих частиц как последовательная, логически непротиворечивая теория до сих пор не создана [35].

3. Так как гравитационная сила медленно убывает с расстоянием ($F \sim 1/r^2$), то при расчете потенциальной энергии некоторого объема звездной системы надо учитывать не только энергию гравитационного взаимодействия звезд внутри объема, но и гравитационное взаимодействие с ним других частей общего объема звездной системы.

4. Вследствие упомянутой редкости близких звездных прохождений средняя длина «свободного пробега» звезд в окрестностях Солнца оценивается как величина, в 10 000 раз бóльшая радиуса Галактики, в то время как у газа в нормальных условиях длина «свободного пробега» порядка 10^{-5} см.

5. Газ обычно можно рассматривать как систему частиц во внешнем гравитационном поле. В тех редких в физике случаях, когда газ рассматривается изолированно, т. е. в собственном гравитационном поле, он образует систему со сферически-симметричным распределением плотности, а в случае заметного вращения поверхностями равной плотности являются эллипсоиды вращения (таковы, например, в астрофизике звезды). Звездные системы обычно рассматриваются в звездной динамике как самогравитирующие автономные объекты.

Итак, все действующие в звездной системе гравитационные силы можно подразделить на *регулярные* и *иррегулярные*. Общее гравитационное поле в квазистационарной системе, меняющееся со временем очень медленно, является полем регулярных сил, определяющим как орбиты отдельных звезд вокруг центра Галактики, так и общее вращение всех подсистем в ней. Иррегулярные силы, проявление которых имеет случайный характер, оказывают кратковременное действие и, как правило, лишь немного меняют направление и величину скоростей участвующих в сближении тел¹. Эффект их действия, однако, накапливается со временем. Звездные облака, облака диффузной материи, звездные скопления увеличивают действие случайных сближений. Чем больше число тел в системе, тем меньшее значение имеют в ней иррегулярные силы по сравнению с регулярными. Так, например, для однородной сферической системы отношение доли ее объема, в которой иррегулярные силы превосходят регулярные $V_{\text{ирр}}$, к полному объему системы V дается формулой Т. А. Агеяна [III, 529]

$$V_{\text{ирр}}/V = (2/\sqrt{N}) \cdot (\overline{m^{3/2}}/\overline{m^{3/2}}). \quad (40)$$

¹ Поле иррегулярных сил можно определить как разность реально наблюдаемого в данном месте поля сил и поля регулярных сил.

В сделанном предположении о сферической форме системы и ее однородности эта формула может быть получена следующим образом.

Гравитационная сила на единицу массы в точке, находящейся внутри системы радиуса R и состоящей из N тел:

$$\frac{GN\bar{m}}{R^3} \cdot r, \quad (a)$$

где r — расстояние от центра системы. Притяжение единичной массы ближайшим телом, находящимся на расстоянии r_1 от нее:

$$\frac{Gm}{r_1^2}. \quad (б)$$

Приравняв (а) и (б), получим радиус, а по нему объем сферы, внутри которой иррегулярные силы будут преобладать:

$$\frac{4}{3} \pi \left(\frac{mR^3}{N\bar{m}r} \right)^{3/2}. \quad (в)$$

На одну звезду в системе в среднем приходится объем $\frac{4}{3} \pi \frac{R^3}{N}$. Усреднив (в) по массе и разделив на объем, приходящийся в среднем на одну звезду, получим долю объема, в которой преобладают иррегулярные силы:

$$\frac{\bar{m}^{3/2}}{\bar{m}^{3/2} \sqrt{N}} \left(\frac{R}{r} \right)^{3/2}. \quad (г)$$

Интегрируя (г) по сфере и деля на ее объем, получим окончательно искомое отношение для всей системы:

$$\frac{2}{\sqrt{N}} \cdot \frac{\bar{m}^{3/2}}{\bar{m}^{3/2}}.$$

В Галактике, если ее рассматривать как систему, состоящую из $\sim 10^{11}$ звезд примерно одинаковой массы, доля объема действия иррегулярных сил ничтожно мала (N велико, а второй множитель ≈ 1). Если бы существенная часть массы Галактики входила бы в облака и скопления с массами порядка 10^5 — 10^6 , — эта доля увеличилась бы на 2—3 порядка, так как различие в m даст второй множитель $\gg 1$. В некоторых образованиях, входящих в звездную систему (например, в кратных звездах или скоплениях), число объектов N много меньше числа звезд в галактиках. В таких системах объем поля иррегулярных сил сравним с объемом поля регулярных сил, а результаты действия иррегулярных сил существенно сказываются за промежутки времени, заведомо много меньшие возраста соответствующих объектов. Иррегулярные силы, обуславливая непрерывный переход от одного квазистационарного состояния к другому, являются важным фактором эволюции. С другой стороны, роль иррегулярных сил в системе может возрасти при наличии существенной дисперсии масс объектов в ней, так как при этом второй множитель в (40) может оказаться $\gg 1$.

34. Время релаксации

Звездная система, предоставленная сама себе (т. е. без внешних влияний), стремится к равновесному по отношению к регулярным силам состоянию. Время T достижения этого состояния по порядку величины сравнимо с «временем обращения» $\pi D/V_0$ или «временем пересечения» системы D/V_0 , где D — «характерный диаметр» системы, а V_0 — круговая скорость вблизи границы системы.

Одновременно, если продолжить аналогию с газовой системой, благодаря действию иррегулярных сил звездная система стремится к состоянию, равновесному и в отношении иррегулярных сил. Скорость этого стремления можно характеризовать, например, *временем релаксации* системы T_0 . Существует несколько различных определений этого понятия, приводящих, однако, к близким количественным оценкам. Мы подойдем к оценке T_0 , рассмотрев сначала взаимное влияние членов одной и той же звездной системы.

34.1. Эффект однократной встречи двух звезд. Изменение вектора относительной скорости V двух тел при одном сближении, вытекающее из классической «задачи двух тел», равно по абсолютной величине

$$\Delta V(b, V) = \frac{V}{\sqrt{1 + (b/B)^2}}, \quad (41)$$

где b — «прицельное расстояние», равное расстоянию возмущающей звезды m_1 от асимптоты гиперболы, описываемой возмущаемой звездой m_2 (рис. 36),

$B = \frac{G(m_1 + m_2)}{V^2}$. При $b^2 \gg B^2$ формула (41) становится еще проще:

$$\Delta V \approx \frac{B}{b} \cdot V.$$

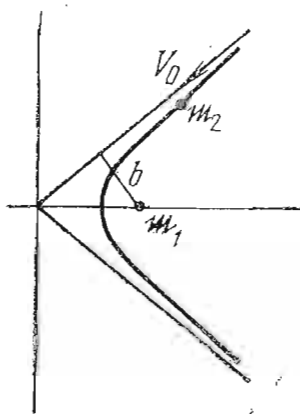


Рис. 36. «Прицельное расстояние» встречи двух звезд.

Из рис. 36 видно, что в итоге сближения *относительная* скорость звезд изменяет лишь направление, а не свою величину. Так, при $m_1 = m_2 = M_\odot$, $V_0 = 20$ км/с и $b \sim 40$ а. е. (радиус орбиты Плутона) имеем $\Delta V \cong 0,2V$. При $b = B$ отношение $\Delta V/V = 1/\sqrt{2}$, а поворот вектора (угол отклонения относительной скорости) составляет $\frac{\pi}{2}$.

В системе координат, связанной с центром масс *всей системы*, изменятся и направление, и величина скоростей звезд, испытывав-

ших сближение (соответствующая общая, довольно громоздкая формула выведена С. Чандрасекаром [XX, 57]). Относительное изменение абсолютной скорости оказывается существенно меньше, чем соответствующее изменение вектора относительной скорости по формуле (41).

34.2. Кумулятивный эффект многократных встреч звезд с другими звездами. Имея в виду вероятностный (случайный) характер звездных встреч (близких прохождений), можно принять, что модуль полного изменения скорости ΔV будет связан с изменениями при отдельных встречах ΔV_i соотношением

$$(\Delta V)^2 = \sum_i (\Delta V_i)^2.$$

Принимая во внимание (41) и суммируя изменения ΔV_i за время Δt , происходящие при сближениях с прицельными расстояниями в интервале $(b, b + db)$ и скоростями $(V, V + dV)$, получим

$$\sum_i \Delta V_i^2(b, V) = 2\pi b f(V) dV \frac{4V^2}{1 + (b/B)^2} V db \Delta t, \quad (42)$$

где $f(V) dV$ — пространственная плотность звезд, имеющих скорость в пределах V и $V + dV$, а $2\pi b db f(V) V dV \Delta t$ — число звездных сближений на расстояние от b до $b + db$ на протяжении интервала времени Δt .

Если ограничить b сверху некоторым разумным¹ значением b_{\max} , то, интегрируя (42) по b , имеем:

$$\begin{aligned} \sum_i [\Delta V_i(V)]^2 &= 8\pi f(V) V dV \Delta t V^2 \int_0^{b_{\max}} \frac{bdb}{1 + \frac{b^2}{B^2}} = \\ &= 4\pi G^2 (m_1 + m_2)^2 \Delta t \frac{1}{V} f(V) \ln \left(1 + \frac{b_{\max}^2}{B^2} \right). \end{aligned} \quad (43)$$

Производя интегрирование (43) по V (пренебрегая при этом слабой зависимостью логарифмического члена от V), имеем:

$$\sum_i (\Delta V_i)^2 = (\Delta V)^2 = 4\pi G^2 (m_1 + m_2)^2 D \left(\frac{1}{V} \right) \ln \left[1 + \left(\frac{b_{\max}}{B} \right)^2 \right] \Delta t,$$

где D — число звезд в единице объема.

¹ Строгое обоснование какого-либо определенного значения b_{\max} отсутствует в теории. Однако от конкретного значения b_{\max} (при конечности его) результат зависит слабо (как $\ln b_{\max}$). Кажется целесообразным принять за b_{\max} среднее расстояние между двумя соседними звездами в окрестностях Солнца. Но и принятие b_{\max} равным радиусу Галактики R_G изменит T_0 (см. ниже) всего на несколько десятков процентов.

При $m_1 = m_2 = m$ получим:

$$(\Delta V)^2 = 32\pi G^2 \Delta t m^2 D \left(\frac{1}{V} \right) \ln \frac{b_{\max}}{B}. \quad (44)$$

Это приближенное равенство выполняется при условии, что $(b_{\max}/B)^2 \gg 1$, что практически имеет место в любой звездной системе. Так, для звездно-звездных сближений в Галактике $(b_{\max}/B)^2 \approx 10^{10}$, для взаимодействия звезд со звездными скоплениями эта величина $\approx 10^4$, а в самом «невыгодном» случае взаимодействия звезд в звездном скоплении она все же составляет ~ 50 [36].

34.3. Сравнение эффекта действия иррегулярных и регулярных сил в изолированной системе. Если поставить условие, чтобы $\Delta V = V$, т. е. чтобы изменение скорости в итоге звездных сближений было равно среднему значению скорости, то можно получить значение промежутка времени Δt , в течение которого это условие выполнится:

$$\Delta t = \frac{(\bar{V})^2}{32\pi G^2 (\bar{M})^2 \ln \frac{b_{\max}}{B} \cdot D \cdot \left(\frac{1}{V} \right)}. \quad (45)$$

Ввиду различия масс объектов в системе вместо M^2 в формуле (45) поставлено $(\bar{M})^2$.

Этот промежуток времени $\Delta t = T_0$ и есть (по одному из определений) *время релаксации*. Оно характеризует также способность системы возвращаться в квазистационарное состояние после проявления какого-либо возмущения статистического равновесия. Для Галактики оценка T_0 приводит к значениям порядка 10^{14} лет, что много больше ее предполагаемого возраста.

В течение нескольких десятилетий значение времени релаксации, заведомо превосходящее возраст Галактики, казалось парадоксально большим, так как наблюдаемое распределение скоростей звезд в Галактике интерпретировалось как близкое к равновесному. Конкретно, наблюдаемое распределение скоростей звезд представлялось эллипсоидальным законом Шварцшильда. Его, в свою очередь, на основании ряда теоретических соображений, считали наиболее вероятным распределением скоростей в звездной системе, установившимся в процессе ее эволюции по истечении времени релаксации. В этих условиях отсутствие эффективного механизма релаксации, действительно, выглядело парадоксальным. Возникло подозрение, что такой механизм все же существует, но еще не найден.

С начала 60-х гг. к проблемам динамики Галактики стали применять идеи коллективного взаимодействия, заимствованные из физической теории плазмы. Высказывались надежды, что с их учетом значение времени релаксации может быть значительно понижено. Надежды эти, однако, не оправдались. Эффективный механизм, который мог бы понизить время релаксации звездных систем типа Галактики до 10^8 — 10^9 лет, так и не был найден. А сохранение практически в течение всей жизни Галактики (т. е. не менее $\sim 10^{10}$ лет) четкого различия кинематических и динамических свойств различных подсистем Галактики (из числа самых старых) вообще заставляет сомневаться в существовании такого механизма.

Для последующего сравнения действия иррегулярных сил с действием регулярных сил, которое в первую очередь проявляет себя в орбитальном движении звезд в звездной системе, а при упорядоченности этих движений — во вращении системы, например, во вращении Галактики, представляется весьма удобным определять T_0 как промежуток времени, по истечении которого кумулятивный эффект действия иррегулярных сил может изменить направление движения звезды на 90° . Оказывается, что в итоге однократного тесного сближения двух звезд такой поворот может произойти с каждой звездой в Галактике лишь раз в $\sim 3 \cdot 10^{15}$ лет; в итоге же накопления эффекта ряда звездных сближений — раз в $\sim 10^{14}$ лет. Если учесть, что галактическое вращение в среднем для звезд в окрестностях Солнца требует порядка 10^8 лет для изменения направления движения звезды на 90° (четверть полного оборота вокруг центра Галактики), то очевидно, что иррегулярные силы оказывают действие в $\sim 10^6$ раз меньше, чем регулярные.

Если бы существенная доля массы системы была заключена в крупных конденсациях, таких, как, например, звездные облака и облака диффузной материи, — время релаксации могло бы оказаться значительно меньше. Действительно, при массе объектов $\bar{m} = m$ в формуле (45) множитель $m^2 D = m \cdot m D = m \rho$ (где $\rho = m D = \text{const}$ — пространственная плотность, не зависящая от массы составляющих систему объектов), т. е. $T_0 \sim 1/m$.

Если система состоит из скоплений с массой $M = Nm$, то время релаксации в ней в N раз меньше, чем в системе, состоящей из отдельных звезд. Если в конденсации входит лишь доля α массы системы, время релаксации уменьшается не в N , а в αN раз, что при не слишком малых α все же могло бы обеспечить значительное уменьшение времени релаксации. Однако действительное число таких конденсаций в Галактике, видимо, слишком незначительно, чтобы обусловить уменьшение времени релаксации до значений, меньших ее возраста.

34.4. Общие тенденции эволюции звездной системы под действием иррегулярных сил. Эти тенденции легко усмотреть из анализа элементарного акта иррегулярного взаимодействия — парного сближения двух гравитирующих объектов. Примем во внимание то обстоятельство, что, например, галактические координаты испытывших сближение звезд за период их сближения практически не изменяются. Следовательно, потенциальная энергия испытывших сближение объектов может считаться постоянной.

Результатом сближения в энергетическом аспекте является лишь перераспределение кинетической (и, таким образом, полной, энергии между объектами (суммарное значение ее, конечно, тоже не изменяется).

Поэтому все объекты, испытывшие иррегулярное взаимодействие, можно разделить на два класса: увеличившие энергию и уменьшившие ее.

Уменьшившие энергию объекты переходят на орбиты меньших в среднем, размеров. Это означает необходимость *концентрации* части массы системы в результате иррегулярных взаимодействий.

Объекты, увеличившие свою энергию, разделяются на два «подкласса»: те, у которых энергия *не превзошла* энергию освобождения, и те, у которых полная энергия оказалась больше энергии освобождения. Первые остаются гравитационно связанными с системой, но переходят на орбиты большего, в среднем размера, чем имели до сближения. Это означает неизбежность *расширения*, увеличения размеров системы (вторая эволюционная тенденция). Вторые *диссипируют* из системы — это статистически неизбежная третья эволюционная тенденция в развитии системы с учетом иррегулярных сил.

35. Основные уравнения «бесстолкновительной» звездной динамики

Пренебрегая звездными сближениями, можно разработать звездную динамику, учитывающую пока лишь регулярные силы в системе. Такую динамику называют «бесстолкновительной».

Можно ввести *функцию распределения* ψ плотности звезд в шестимерном (фазовом) пространстве координат x, y, z и скоростей u, v, w в форме

$$\psi(x, y, z, u, v, w, t) dx dy dz du dv dw = dN,$$

где dN — число звезд в элементе фазового объема.

Фиксируя для некоторого момента t величины x, y, z и интегрируя ψ по u, v, w , получим число звезд в единичном объеме в этот момент, т. е. звездную плотность $D(x, y, z, t)$:

$$D = \iiint_{-\infty}^{+\infty} \psi(x, y, z, u, v, w, t) du dv dw.$$

По своему физическому смыслу функция ψ везде в системе больше нуля, но при $x, y, z \rightarrow \pm \infty$ функция ψ должна достаточно быстро стремиться к нулю, если масса системы предполагается конечной. Аналогично при $u, v, w \rightarrow \pm \infty$ функция $\psi \rightarrow 0$.

Пусть $\Phi(x, y, z, t)$ — гравитационный потенциал, т. е. потенциальная энергия звезды, рассчитанная на единицу ее массы в точке (x, y, z) в момент t и взятая со знаком минус. Движение любой свободной материальной точки в поле тяготения, определяемом функцией $\Phi(x, y, z, t)$, можно описать уравнениями:

$$\frac{du}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial x}; \quad \frac{dv}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial y}; \quad \frac{dw}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial z}. \quad (46)$$

Рассмотрим группу N_1 звезд в движущемся элементе фазового пространства. Так как число звезд N_1 не меняется, приравняем

значения $\psi(t)$ и $\psi(t + dt)$. Разложив $\psi(t + dt)$ в ряд Тейлора и ограничиваясь первыми степенями приращений, получим линейное однородное дифференциальное уравнение в частных производных первого порядка, которому должна удовлетворять функция ψ :

$$u \frac{\partial \psi}{\partial x} + v \frac{\partial \psi}{\partial y} + w \frac{\partial \psi}{\partial z} + \frac{\partial \psi}{\partial u} \cdot \frac{\partial \Phi}{\partial x} + \frac{\partial \psi}{\partial v} \cdot \frac{\partial \Phi}{\partial y} + \frac{\partial \psi}{\partial w} \cdot \frac{\partial \Phi}{\partial z} + \frac{\partial \psi}{\partial t} = 0. \quad (47)$$

Это уравнение является фундаментальным уравнением звездной динамики, когда тесные сближения («столкновения частиц») не играют роли. Решение этого уравнения в частных производных является произвольной функцией от независимых интегралов системы обыкновенных дифференциальных уравнений Лагранжа (метод Лагранжа):

$$\frac{dx}{u} = \frac{dy}{v} = \frac{dz}{w} = \frac{du}{\frac{\partial \Phi}{\partial x}} = \frac{dv}{\frac{\partial \Phi}{\partial y}} = \frac{dw}{\frac{\partial \Phi}{\partial z}} = \frac{dt}{1}. \quad (48)$$

Интегрируя систему обыкновенных дифференциальных уравнений, найдем 6 независимых интегралов I_1, I_2, \dots, I_6 . Общим решением уравнения (47) будет, следовательно, $\psi = \varphi(I_1, I_2, \dots, I_6)$, где φ — произвольная функция. Таким образом, чтобы дать общее решение, надо знать 6 интегралов¹, для чего необходимо располагать выражением для функции Φ . В полной мере она нам не известна, но, наложив на нее некоторые, вытекающие из наблюдений (например, из распределения скоростей и распределения звездной плотности) ограничения, можно получить несколько частных решений системы (48).

1. Так, например, если Φ (а также ψ) не зависит явно от времени ($\partial \psi / \partial t = 0$), т. е. если система *стационарна*, можно получить *интеграл энергии* (иначе, *интеграл живых сил*), как выражение постоянства полной энергии звезды. Для этого возьмем из (48)

$$u du = \frac{\partial \Phi}{\partial x} \cdot dx, \quad v dv = \frac{\partial \Phi}{\partial y} \cdot dy \quad \text{и} \quad w dw = \frac{\partial \Phi}{\partial z} \cdot dz,$$

сложим их и получим:

$$\frac{1}{2} d(u^2 + v^2 + w^2) = \frac{\partial \Phi}{\partial x} \cdot dx + \frac{\partial \Phi}{\partial y} \cdot dy + \frac{\partial \Phi}{\partial z} \cdot dz = d\Phi.$$

Интегрируя, получим

$$V^2 = 2\Phi + \text{const} \quad \text{или} \quad I_1 = V^2 - 2\Phi. \quad (49)$$

¹ Пять интегралов определяют элементы орбиты звезды в звездной системе, а шестой аналогичен «моменту прохождения перицентра» задачи двух тел. Часто в звездной динамике он не представляет интереса, и поэтому ограничиваются пятью интегралами движения.

Таким образом, если бы больше не существовало интегралов движения, а функция ψ зависела бы только от интеграла энергии $\psi = \psi(I_1) = \psi(V^2 - 2\Phi)$, то распределение скоростей было бы сферическим (чего в Галактике нет).

Примечание. Если $V^2 - 2\Phi > 0$, т. е. полная энергия звезды положительна, то $V > \sqrt{2\Phi}$ и звезда покинет систему. Условие $V = \sqrt{2\Phi}$ определяет *критическую скорость* или *скорость ускользания*, а $\Phi(x, y, z, t)$ за вычетом аддитивной постоянной интегрирования эквивалентна «работе выхода» единичной массы из точки (x, y, z) .

2. Если потенциал системы имеет сферическую симметрию, $\Phi = \Phi(\sqrt{x^2 + y^2 + z^2}) = \Phi(s)$, то кроме I_1 можно, комбинируя различным образом уравнения (48), получить еще три взаимонезависимых *интеграла площадей* (иначе, три *интеграла моментов*), выражающих постоянство угловых моментов относительно осей x, y, z :

$$I_2 = xv - yu = \text{const},$$

$$I_3 = yw - zv = \text{const},$$

$$I_4 = zu - xw = \text{const}.$$

Частное решение для ψ будет

$$\psi_1 = \psi(I_1, I_2, I_3, I_4).$$

В таких системах D и Φ являются функциями только $s = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$. Для некоторого момента t звездную плотность $D(x, y, z, t)$ получим интегрированием ψ по всем u, v, w . Чтобы ψ зависела от s , а не от x, y, z по отдельности, надо, чтобы I_2, I_3, I_4 входили бы в ψ в виде выражений, зависящих только от s , а это есть полный угловой момент

$$\begin{aligned} I_2^2 + I_3^2 + I_4^2 &= (x^2 + y^2 + z^2)(u^2 + v^2 + w^2) - (xu + yv + zw)^2 = \\ &= s^2 V^2 - s^2 \left(\frac{ds}{dt} \right)^2 = s^2 (V^2 - V_s^2), \end{aligned}$$

где V_s — компонент скорости по радиусу s .

Если разложить V на компоненты по осям s, θ и φ (рис. 37):

$$V^2 = V_s^2 + V_\theta^2 + V_\varphi^2,$$

тогда $I_2^2 + I_3^2 + I_4^2 = s^2 (V_\varphi^2 + V_\theta^2)$.

Функция распределения ψ будет иметь вид:

$$\psi = \psi [V^2 - 2\Phi, s^2 (V_\theta^2 + V_\varphi^2)]. \quad (50)$$

Распределение V_θ и V_φ одинаковое, но тело скоростей вытянуто или сплюснуто по оси s .

Такое решение может иметь место, например, для некоторых шаровых скоплений.

3. Если система не показывает сферической симметрии (п. 2), но симметрична относительно оси z (так называемая *круговая симметрия*), то кроме I_1 получим лишь один интеграл площадей

$$I_2 = xv - yu = \text{const.}$$

В галактоцентрических цилиндрических координатах R , θ и z (рис. 38) $I_2 = RV_\theta$. Новым частным решением основного уравнения (47) будет, следовательно,

$$\psi = \psi(V^2 - 2\Phi, RV_\theta). \quad (51)$$

При круговой симметрии распределения V_R и V_z симметричны.

Хотя Галактика в целом и обладает осевой симметрией (если пренебречь спиральной структурой и иррегулярностями в ее строении), однако полученное решение не представляет удовлетворительно наблюдаемое распределение скоростей. Ни в одном из перечисленных случаев нельзя получить все пять интегралов общего решения (в рамках теории стационарной Галактики). Ясно также, что общее решение нельзя получить без знания точного выражения для потенциала $\Phi(x, y, z, t)$, для определения которого необходимо конкретное представление о распределении масс в Галактике.

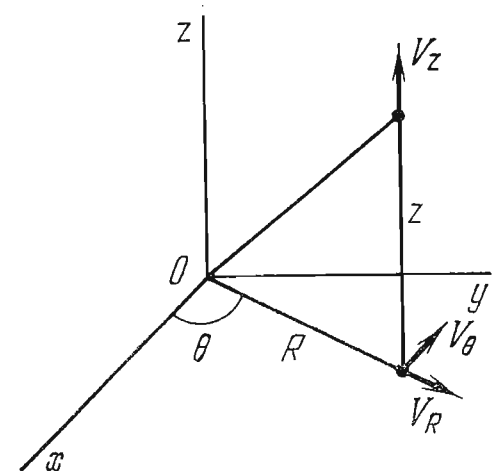


Рис. 38. Галактоцентрические цилиндрические координаты R , θ и z .

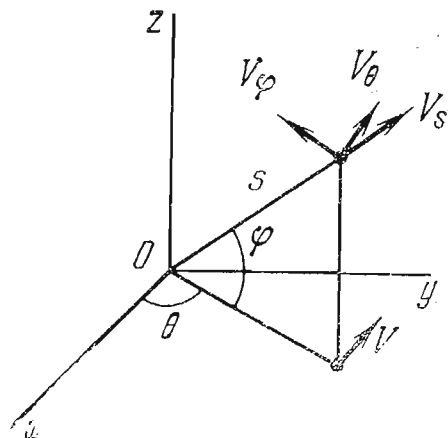


Рис. 37. Разложение V по осям s , θ и φ .

(распределение Шварцшильда), т. е. что функция ψ имеет в цилиндрической системе координат вид: $\psi = \psi_0 e^{-h^2 V_R^2 - k^2 (V_\theta - V_{\theta_0})^2 - l^2 V_z^2}$, где V_{θ_0} — скорость вращения центра рассматриваемой подсистемы вокруг оси симметрии Галактики. При этом получается $h^2 = l^2 = c_1$, $k^2 = c_1 + c_2 R^2$ и $V_{\theta_0} = c_3 R / (c_1 + c_2 R^2)$. (Подробное

рассмотрение этого вопроса см. в [1, § 61].) Здесь c_i — постоянные коэффициенты — могут быть различными для разных подсистем. Имеем также ряд решений, которые дают представление об отношении осей эллипсоида скоростей, о зависимости ω от R и выражения для постоянных Оорта A и B :

$$\frac{h^2}{k^2} = -\frac{B}{A-B}, \quad \omega = \frac{V_{\theta_0}}{R} = \frac{c_3}{c_1 + c_2 R^2},$$

$$A = \frac{c_2 c_3 R^2}{(c_1 + c_2 R^2)^2}, \quad B = A - \omega = \frac{c_1 c_3}{(c_1 + c_2 R^2)^2}.$$

Эти соотношения можно сравнить с данными наблюдений. Так, например, вычислив по функции Камма (стр. 89) величину угловой скорости ω , можно проверить линейность зависимости

$$\frac{1}{\omega} = \frac{R}{V_{\theta_0}} = \frac{c_1}{c_3} + \frac{c_2}{c_3} R^2.$$

П. П. Паренаго, применив формулу для V_{θ_0} к движению центроидов плоских подсистем, для которых скорость центроида практически равна круговой скорости, получил аналитическое выражение для гравитационного потенциала Φ как функции R в галактической плоскости в следующей форме:

$$\Phi = \frac{\Phi_c}{1 + \kappa R^2} + \text{const}, \quad (52)$$

где Φ_c — потенциал при $R = 0$, равный $c_3^2/2c_1c_2$, а $\kappa = c_2/c_1$. При этом было положено, что при $R = \infty$ потенциал $\Phi = 0$, т. е. постоянная в формуле (52) равна нулю.

Как было обнаружено впоследствии, неявно это приводило к отрицательности плотности за некоторой границей. Г. М. Идлис [37] показал, что устранение отрицательных масс приводит к значению $\text{const} \approx 0,1 \Phi_c$. Рассмотрев два предельных случая: плоской и сферической звездных систем с потенциалом Паренаго, он существенно расширил его результаты и устранил слабое место теории П. П. Паренаго — убывание $\Phi(R)$ при $R \rightarrow \infty$ как $\sim R^{-2}$ (что требовало бы $F \sim R^{-3}$, вместо реального $\sim R^{-2}$). Логически более последовательным было и его распространение потенциала Паренаго на области вне экваториальной плоскости звездной системы.

36. Динамика малых звездных ансамблей

36.1. Динамика систем кратных звезд или кратных галактик.

Согласно результатам, полученным в небесной механике, в изолированной двойной системе с отрицательным интегралом энергии (две звезды или две галактики) должно установиться периодическое движение по эллипсам вокруг общего центра масс с периодом P , на средних расстояниях a_1 и a_2 . Кинетическая энергия каждой звезды $mv^2/2$, потенциальная энергия — Gm_1m_2/R ,

где v — орбитальная скорость, R — взаимное расстояние. Условием устойчивости такой системы является отрицательность полной энергии для каждого компонента:

$$\frac{m_1 v_1^2}{2} - \frac{G m_1 m_2}{R} < 0, \quad \frac{m_2 v_2^2}{2} - \frac{G m_1 m_2}{R} < 0.$$

Если сумма кинетической и потенциальной энергий для одного из компонентов данной системы (или для одного из членов более сложной системы — кратной звезды или звездного скопления) станет положительной, то двойная распадется или этот компонент кратной покинет систему.

36.2. Динамика звездных скоплений. Их устойчивость. Определение массы скопления. Считая звездное скопление изолированной системой, можно оценить устойчивость скопления, применяя к нему известную *теорему о вириале*, доказанную для изолированной системы N точек массы m_i в 1913 г. А. Пуанкаре.

Момент инерции такой системы относительно центра масс

$$J = \sum_i^N m_i r_i^2 = \sum_i^N m_i (x_i^2 + y_i^2 + z_i^2),$$

где $i = 1, 2, \dots, N$, а r_i , x_i , y_i и z_i — расстояние и координаты относительно центра масс. Отыщем первую и вторую производную от J :

$$\begin{aligned} \frac{dJ}{dt} &= 2 \sum_i^N m_i (x_i \dot{x}_i + y_i \dot{y}_i + z_i \dot{z}_i), \\ \frac{1}{2} \frac{d^2 J}{dt^2} &= \sum_i^N m_i (\dot{x}_i^2 + \dot{y}_i^2 + \dot{z}_i^2) + \sum_i^N m_i (x_i \ddot{x}_i + y_i \ddot{y}_i + z_i \ddot{z}_i). \end{aligned} \quad (53)$$

Первый член правой части (53) равен $M \cdot V^2 = 2T$, т. е. удвоенной кинетической энергии системы. Второй член, именуемый *вириалом Клаузиуса*, равен потенциальной энергии, взятой с обратным знаком. Действительно, введем потенциальную энергию Ω , отражающую энергию взаимного притяжения членов системы. Уравнения движения в такой системе будут:

$$m_i \ddot{x}_i = - \frac{\partial \Omega}{\partial x_i}, \quad m_i \ddot{y}_i = - \frac{\partial \Omega}{\partial y_i}, \quad m_i \ddot{z}_i = - \frac{\partial \Omega}{\partial z_i}.$$

Потенциальная энергия равна $\Omega = -G \sum_{i,k} \frac{m_i m_k}{r_{ik}}$, или, считая массы членов системы одинаковыми, $\Omega = -G M^2 \sum_{i \neq k} \frac{1}{r_{i,k}}$. Вторым член

уравнения (53) окажется равным

$$-\sum \left(x_i \frac{\partial \Omega}{\partial x_i} + y_i \frac{\partial \Omega}{\partial y_i} + z_i \frac{\partial \Omega}{\partial z_i} \right) = -\Omega.$$

Равенство вириала самой потенциальной энергии, взятой с обратным знаком, вытекает из теоремы Эйлера об однородных функциях степени -1 .

Таким образом,

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 J}{dt^2} = 2T + \Omega. \quad (54)$$

Если система стационарна ($J = \text{const}$) или линейно нестационарна ($J = J_0 + J_1 \cdot t$), то $2T + \Omega = 0$, что выражается следующей теоремой о вириале: в стационарной или линейно нестационарной системе сумма удвоенной кинетической энергии и энергии потенциальной равна нулю. С другой стороны, сумма кинетической и потенциальной энергий равна полной энергии системы: $T + \Omega = H$. Отсюда следует, что для стационарной или линейно нестационарной системы $T = -H$, т. е. кинетическая энергия системы равна абсолютной величине полной энергии системы. Если $H < 0$, то система может быть устойчива (условие необходимое, но не достаточное); если же полная энергия положительна, то это значит, что J неограниченно растет со временем, взаимные расстояния членов системы также увеличиваются — она распадается.

Применяя к звездному скоплению теорему о вириале, А. Эддингтон в 1916 г. вывел следующее соотношение, соответствующее состоянию устойчивости этой системы:

$$\overline{V^2} = \frac{1}{2} G \frac{\mathfrak{M}}{\tilde{R}}, \quad (55)$$

где $\overline{V^2}$ — средняя квадратическая скорость относительно центра скопления, \tilde{R} — «эффективный радиус» скопления¹, \mathfrak{M} — масса скопления². Это соотношение дает возможность оценить \mathfrak{M} , зная \tilde{R} и $\overline{V^2}$. Справедливость этой формулы доказывают, например, данные о σ_V , полученные для движущегося скопления Гиады ($\mathfrak{M} = 320 \mathfrak{M}_\odot$, $\tilde{R} = 6$ пс): σ_V оказалась 0,21 км/с (из наблюдений 0,23 км/с). Совпадение говорит об его устойчивости.³

¹ $\frac{1}{\tilde{R}} \equiv \left(\frac{1}{R} \right) = \frac{2}{N(N-1)} \sum_{i,k} \frac{1}{r_{i,k}}$, где $r_{i,k}$ — расстояние между i -м

и k -м членами скопления. В зависимости от структуры системы $\tilde{R} \approx 0,4 \div 0,8 R$.

² Если \mathfrak{M} выразить в \mathfrak{M}_\odot , а \tilde{R} в пс, то $\sqrt{\overline{V^2}} = 0,0463 \sqrt{\mathfrak{M}/\tilde{R}}$ км/с.

СТРОЕНИЕ ГАЛАКТИКИ

37. Звездные подсчеты Гершелей

Чтобы раскрыть истинную природу нашей звездной системы и проверить суждение о том, что «Млечный Путь — эклиптика для звезд» (Кант), а Сириус — центральное тело, В. Гершель предпринял в 70-х гг. XVIII века звездные подсчеты в различных местах небесной сферы. Это применение «выборочного обследования», хорошо известного в статистике, получило название «метода звездных промеров» или «метода черпков». «Черпком» при этом служило поле зрения 46-сантиметрового рефлектора Гершеля, диаметр поля $15'4''$, площадь $1/833\ 000$ часть небесной сферы (или около $1/4$ диска Луны). В 1083 промерах, от $\delta = +45^\circ$ до $\delta = -30^\circ$, В. Гершель насчитал $\sim 117\ 600$ звезд до $14^m,5$ ¹. Джон Гершель позднее прибавил 2299 промеров на южном небе. Анализ подсчетов выявил *галактическую концентрацию*. В табл. 7 приведены сглаженные (осредненные по 10 полям) численности звезд в поле зрения телескопа по подсчетам Гершелей, отдельно для северного и южного галактических полушарий небесной сферы.

Таблица 7

b	$\pm 0^\circ$	$\pm 15^\circ$	$\pm 30^\circ$	$\pm 45^\circ$	$\pm 60^\circ$	$\pm 75^\circ$	$\pm 90^\circ$
n_N	82,0	51,0	23,5	14,5	7,7	5,0	2,5
n_S	82,0	59,0	26,7	13,5	9,6	6,6	0,0

Таблица приводит к двум выводам:

1) число звезд, приходящееся на одну и ту же площадку поверхности небесной сферы, резко убывает по мере удаления от галактического экватора;

2) южное полушарие богаче звездами.

Первый вывод говорит о галактической концентрации, т. е. об увеличении числа n с приближением к средней линии Млечного

¹ Не имея точной шкалы звездных величин, Гершель ошибочно полагал, что его телескопу доступны звезды 20-й звездной величины.

Пути, второй — о том, что плоскость симметрии распределения звезд не совпадает с галактическим экватором, т. е. Солнце, вероятно, не лежит в плоскости симметрии, а несколько возвышается над ней. Это подтвердилось многими другими данными (см. ниже).

38. Первая модель Галактики

В. Гершель пытался на основе подсчетов звезд получить представление об общем строении Галактики. Предположив, что: 1) все звезды одинаковы по своей светимости (т. е. $M = \text{const}$);

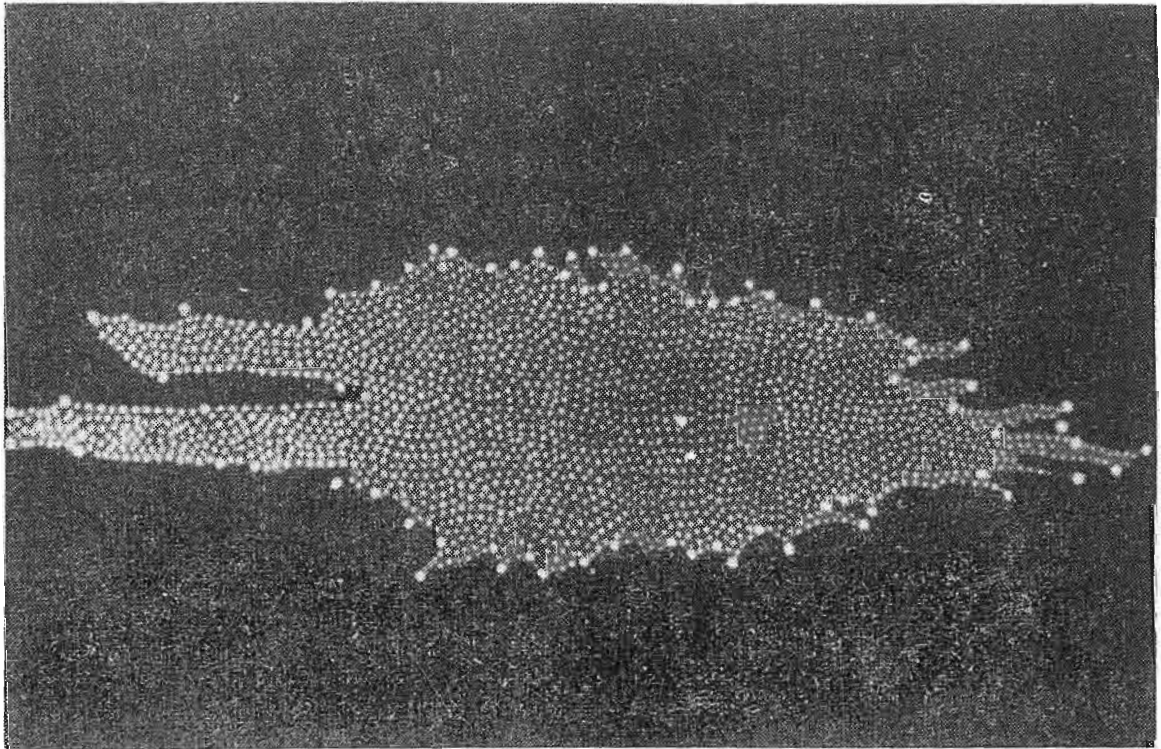


Рис. 39. Первая модель Галактики (В. Гершеля).

2) видимый блеск обратно пропорционален r^2 (т. е. в межзвездном пространстве нет поглощения света); 3) звезды распределены в пределах системы равномерно (поэтому, если в данном поле больше звезд, это значит, что в этом направлении система простирается дальше); 4) со своим телескопом он может достичь самых границ системы, В. Гершель получил первую в науке схематическую модель Галактики. Рис. 39 дает разрез модели Гершеля плоскостью, перпендикулярной к средней линии Млечного Пути. Темная полоса, так называемая «Вилка» Млечного Пути, идущая от созвездия Лебедя к созвездию Скорпиона, проявляется в этой модели в виде глубокой ниши в левой части рисунка. Солнце оказалось недалеко от центра. Размеры системы 800×150 единиц.

За единицу Гершель принимал среднее расстояние звезд первой звездной величины. Если принять современные нам оценки средних расстояний звезд первой величины, то размеры Галактики получатся всего лишь 1800×340 пс. В дальнейшем Гершель стал сомневаться в справедливости первого и третьего предположений, а позднее и в идеальной прозрачности звездного пространства.

39. Теорема Зеелигера

После Гершелей неоднократно проводились звездные подсчеты, причем стали определять не только интегральную функцию блеска, т. е. число $N(m)$ всех звезд ярче m -й величины, но и дифференциальную функцию блеска, т. е. число $A(m)$ звезд данной звездной величины, рассчитывая эти функции на квадратный градус. В число $A(m)$ включают звезды со звездной величиной от $m - 1/2$ до $m + 1/2$, т. е. $A(m) = N(m + 1/2) - N(m - 1/2)$. Из этих определений $A(m)$ и $N(m)$ следует, что с достаточной точностью

$$N(m) = \int_{-\infty}^m A(m) dm,$$

а $A(m) = dN(m)/dm$ — прирост числа звезд $N(m)$ при изменении m на единицу.

Предполагая, что пространство прозрачно (т. е. поглощения нет) и что звезды распределены в нем равномерно, Зеелигер (1889) доказал, что отношение $N(m + 1)/N(m) = 3,98$. В этом и состоит теорема Зеелигера. Можно показать, что и $A(m + 1)/A(m) = 3,98$.

Для доказательства теоремы Зеелигера возьмем сначала звезды какой-нибудь одной определенной светимости. До некоторого расстояния r все они будут ярче звезд величины m . Те, которые будут слабее на 1^m , должны быть дальше в $\sqrt{2,512} \approx 1,58$ раза. При сделанных предположениях число звезд должно увеличиваться прямо пропорционально объему пространства, т. е.

$$\frac{N(m + 1)}{N(m)} = \frac{\frac{4}{3} \pi (1,58r)^3}{\frac{4}{3} \pi r^3} \approx (1,58)^3 \approx 3,9811. \quad (56)$$

Это соотношение будет справедливо для звезд любой светимости, а следовательно, и для всей совокупности звезд.

Теорему Зеелигера применяли в дальнейшем также к галактикам, предполагая прозрачность межгалактического пространства и равномерное распределение галактик в нем.

Опираясь на подсчеты звезд до $13^m,5$, Зеелигер нашел, что во всех направлениях $N(m)$ возрастает медленнее, чем по его теореме, причем — тем медленнее, чем дальше от средней линии

Млечного Пути. Число слабых звезд вдали от него растет медленнее, чем число ярких звезд.

Не углубляясь в анализ этих фактов, Зеелигер (1920) построил свою модель «типической системы» — сфероид размером $14\,400 \times 3300$ пс с Солнцем в центре и с падением плотности до нуля к границам системы.

Я. Каптейн в 1922 г., считая функцию светимости нормальной кривой (см. 43) с центром $M = +7^m,69$ и средней квадратической ошибкой $\sigma = \pm 2^m,5$, получил для Галактики форму, напоминающую эллипсоид вращения диаметром 16 кпс, со сплюснутостью $1/5$, с Солнцем на расстоянии всего в 650 пс от центра. Вытекавший из этих исследований вывод о центральном или почти центральном положении Солнца в Галактике входил в противоречие с отличием внешнего вида полосы Млечного Пути, простирающейся в северном полушарии неба, от ее вида в южном полушарии — последний заметно ярче и богаче звездными облаками. Это внушало сомнение в справедливости описанных моделей Галактики.

Еще один аргумент против центрального положения Солнца в Галактике был получен в 1915—1918 гг. Х. Шапли, который при исследовании пространственного расположения 69 шаровых скоплений нашел, что Солнце находится далеко от центра системы шаровых скоплений, имевшей явно сферическую форму. Он оценил, что центр этой системы лежит в направлении созвездия Стрельца (рис. 22) на расстоянии порядка 12 кпс.

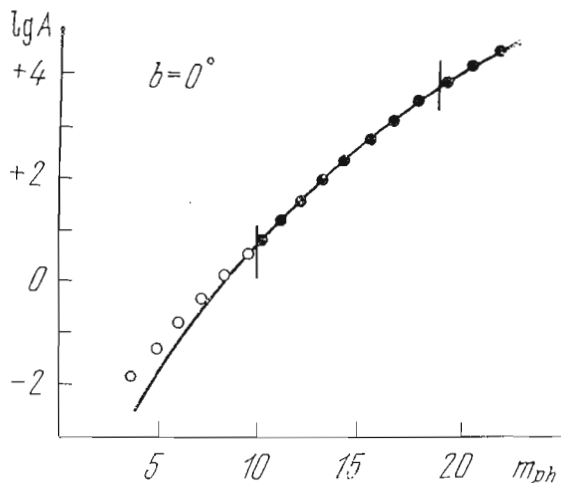


Рис. 40. Функция $\lg \frac{dN(m, b)}{dm}$ для $b = 0^\circ$. Вертикальными черточками отмечена область значений $\lg A(m)$, удовлетворяющая эмпирической формуле.

$\lg N(m, b)$, рассчитанные ими на 1 квадратный градус и экстраполированные до 21^m .

В дальнейшем выяснилось, что функция $N(m)$ хорошо представляется эмпирической формулой вида

$$\lg \frac{dN(m)}{dm} = \lg A(m) = a + bm - cm^2 \quad (57a)$$

40. Звездные подсчеты до $18^m,5$

Сирс и ван-Райн (1925) использовали громадный материал Астрографических каталогов «Карты неба» (CdC) для подсчетов звезд от 9^m до $13^m,5$ и каталогов «Избранных площадей» Каптейна (Selected Areas — SA) для продолжения этих подсчетов до $18^m,5$. В табл. 8 приведены сглаженные (осредненные по всем долготам l) значения

Таблица 8

 $\lg N(m, b)$ на квадратный градус¹

m	b							$\frac{N(m, 0^\circ)}{N(m, 90^\circ)}$
	0°	10°	20°	30°	50°	70°	90°	
m								
6,0	9,107	9,030	8,902	8,788	8,654	8,604	8,570	3,44
7,0	9,558	9,479	9,350	9,239	9,103	9,049	9,013	3,51
8,0	0,005	9,921	9,790	9,683	9,545	9,482	9,444	3,64
9,0	0,448	0,357	0,222	0,117	9,978	9,902	9,859	3,88
10,0	0,887	0,788	0,646	0,543	0,395	0,305	0,257	4,27
11,0	1,319	1,212	1,063	0,957	0,795	0,690	0,636	4,82
12,0	1,745	1,628	1,473	1,355	1,178	1,053	0,995	5,62
13,0	2,163	2,035	1,868	1,736	1,538	1,394	1,331	6,79
14,0	2,569	2,433	2,245	2,097	1,876	1,715	1,646	8,38
15,0	2,959	2,819	2,602	2,435	2,189	2,013	1,940	10,45
16,0	3,330	3,191	2,941	2,749	2,475	2,287	2,211	13,15
17,0	3,679	3,544	3,260	3,036	2,737	2,539	2,459	16,60
18,0	4,008	3,874	3,559	3,298	2,975	2,769	2,683	21,13
19,0	4,317	4,180	3,838	3,536	3,189	2,978	2,886	26,98
20,0	4,603	4,462	4,094	3,750	3,379	3,164	3,066	34,43
21,0	4,867	4,717	4,326	3,939	3,545	3,326	3,222	44,16

¹ Курсивом отмечены экстраполированные значения.

или

$$\frac{dN(m)}{dm} = A(m) = 10^{a+bm-cm^2}, \quad (576)$$

где значения a , b , c зависят от места на небе, т. е. в первую очередь от галактической широты b и от l . Их можно определить по данным подробных подсчетов. На рис. 40 в качестве примера приведены данные о $\lg [dN(m)/dm] = \lg A(m)$, вычисленные для $b = 0^\circ$ со значениями a , b и c , осредненными по всем значениям l .

Экстраполяция до $m = 21^m$ невелика и вполне оправдана плавным ходом кривой, а небольшие систематические отклонения отмечаются лишь для самых ярких звезд, что не имеет существенного значения, так как численности их очень малы. В последнем столбце табл. 8 дана характеристика галактической концентрации для звезд различного блеска.

41. Первые оценки полного числа звезд в Галактике

Исходя из формулы (576) для числа звезд m -й величины, можно попытаться оценить полное число звезд в Галактике. Для этого перепишем формулу в следующем виде:

$$N(m) = \int_{-\infty}^m e^{\frac{1}{\text{Mod}}(a+bm-cm^2)} dm, \quad (58)$$

где $\text{Mod} = 0,4343$.

Интеграл в правой части (58) можно преобразовать к интегралу Эйлера — Пуассона, известному в теории вероятностей,

$$\int_{-\infty}^{+\infty} e^{-x^2} dx = \sqrt{\pi}, \text{ следующим приемом.}$$

Преобразуем скобку в показателе подынтегрального выражения:

$$a + bm - cm^2 = a - c \left(m - \frac{b}{2c} \right)^2 + \frac{b^2}{4c}.$$

Введя вместо m новую переменную $x = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} \left(m - \frac{b}{2c} \right)$, откуда $dx = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} dm$, получим выражение (58) в форме

$$N(m) = e^{\frac{1}{\text{Mod}} \left(a + \frac{b^2}{4c} \right)} \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} \int_{-\infty}^{\left(m - \frac{b}{2c} \right)} e^{-x^2} dx \sqrt{\frac{\text{Mod}}{c}}.$$

Умножив и разделив на $\sqrt{\pi}$ и введя следующие обозначения:

$$A = \sqrt{\frac{\pi \text{Mod}}{c}} e^{\frac{1}{\text{Mod}} \left(a + \frac{b^2}{4c} \right)}, \quad B = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}}$$

и $C = b/2c$, получим

$$N(m) = \frac{A}{\sqrt{\pi}} \int_{-\infty}^{B(m-C)} e^{-x^2} dx. \quad (59)$$

Значения величин A и C легко найти, положив в первом случае $m = +\infty$, а во втором $m = C$:

$$N(\infty) = \frac{A}{\sqrt{\pi}} \int_{-\infty}^{+\infty} e^{-x^2} dx = \frac{A}{\sqrt{\pi}} \cdot \sqrt{\pi} = A,$$

т. е. A есть полное число звезд Галактики в данной площадке неба. Если $m = C$, то $N(C) = A/2$. Число звезд более ярких, чем C , равно числу звезд слабее C , т. е. C — это медиана распределения звезд по m .

Разделив все небо на зоны по галактическим широтам и определив для каждой зоны среднее значение a , b , c , можно вычислить по ним полное число звезд в зоне (вплоть до самых слабых). Умножив $N(\infty)$, рассчитанное на 1 квадратный градус, на соответствующую площадь каждой зоны в квадратных градусах, Сирс и Ван-Райн получили следующие значения $N(\infty)$ для трех зон: $(0^\circ \pm 20^\circ)$, $(\pm 20^\circ \pm 40^\circ)$, $(\pm 40^\circ \pm 90^\circ)$ (см. табл. 9). Суммируя их, получим полное число звезд для всего неба. В последнем столбце табл. 9 даны N в процентах к общему числу звезд на всем небе.

Таблица 9

Зона по b	\bar{a}	\bar{b}	\bar{c}	$N(\infty)$ в зонах	N в %
$0^\circ \pm 20^\circ$	-5,520	+0,744	+0,0128	$2,84 \cdot 10^{10}$	95,3 %
$\pm 20^\circ \pm 40^\circ$	-5,185	+0,704	+0,0135	$0,12 \cdot 10^{10}$	4,0
$\pm 40^\circ \pm 90^\circ$	-5,303	+0,706	+0,0147	$0,02 \cdot 10^{10}$	0,7
Все небо				$\sim 3 \cdot 10^{10}$	100 %

Выявляется громадная концентрация звезд в зоне, охватывающей галактический экватор.

Подавляющее большинство звезд находится в полосе шириной в 40° (до $b = \pm 20^\circ$). Переопределение $N(\infty)$ с учетом межзвездного поглощения света дало для полного числа звезд величину порядка $1,5 \cdot 10^{11}$, что близко к современной оценке ($2 \cdot 10^{11}$ звезд).

42. Области повышенной видимой плотности звезд

От величин $N(m, b)$, сглаженных по l (табл. 8), перейдем к рассмотрению распределения по небу величин $N(m, l, b)$. Уклонения $N(m, l, b)$ от сглаженных значений $N(m, b)$ показали ряд областей повышенной или пониженной звездной плотности (образец на рис. 41 для $m = 16^m$). Среди них особо выделяется область центра Галактики (там расположены самые яркие облака Млечного Пути, а также облака ярких В-звезд в Стрельце и Кентавре), темные пятна в Млечном Пути, объяснить которые можно наличием поглощающих свет облаков, и еще ряд аномальных мест, заслуживающих особого исследования. В среднем же, за исключением этих аномальных мест, отличие $N(m, l, b)$ от $\bar{N}(m, b)$ для звезд $16-18^m$ оказалось не больше чем в полтора раза.

Яркие звезды (ярче $\sim 4^m$) распределились достаточно симметрично относительно некоторого большого круга, наклоненного на $15-17^\circ$ к галактическому экватору (пояс Гулда, 1879)¹. Концентрацию к этому большому кругу обнаруживают близкие к нам О — В звезды, диффузные туманности² и облака нейтрального водорода, близкие темные туманности, ассоциации Ori I, Per II, поток Sco — Cen и некоторые другие звезды. Все они входят в так называемую *Местную систему*, изучению которой посвящено много работ. Ее размеры порядка 200×500 пс, центр на

¹ На эту особенность распределения ярких звезд впервые обратил внимание Д. Гершель (1847 г.).

² Часть диффузных туманностей показывает концентрацию к галактическому экватору.

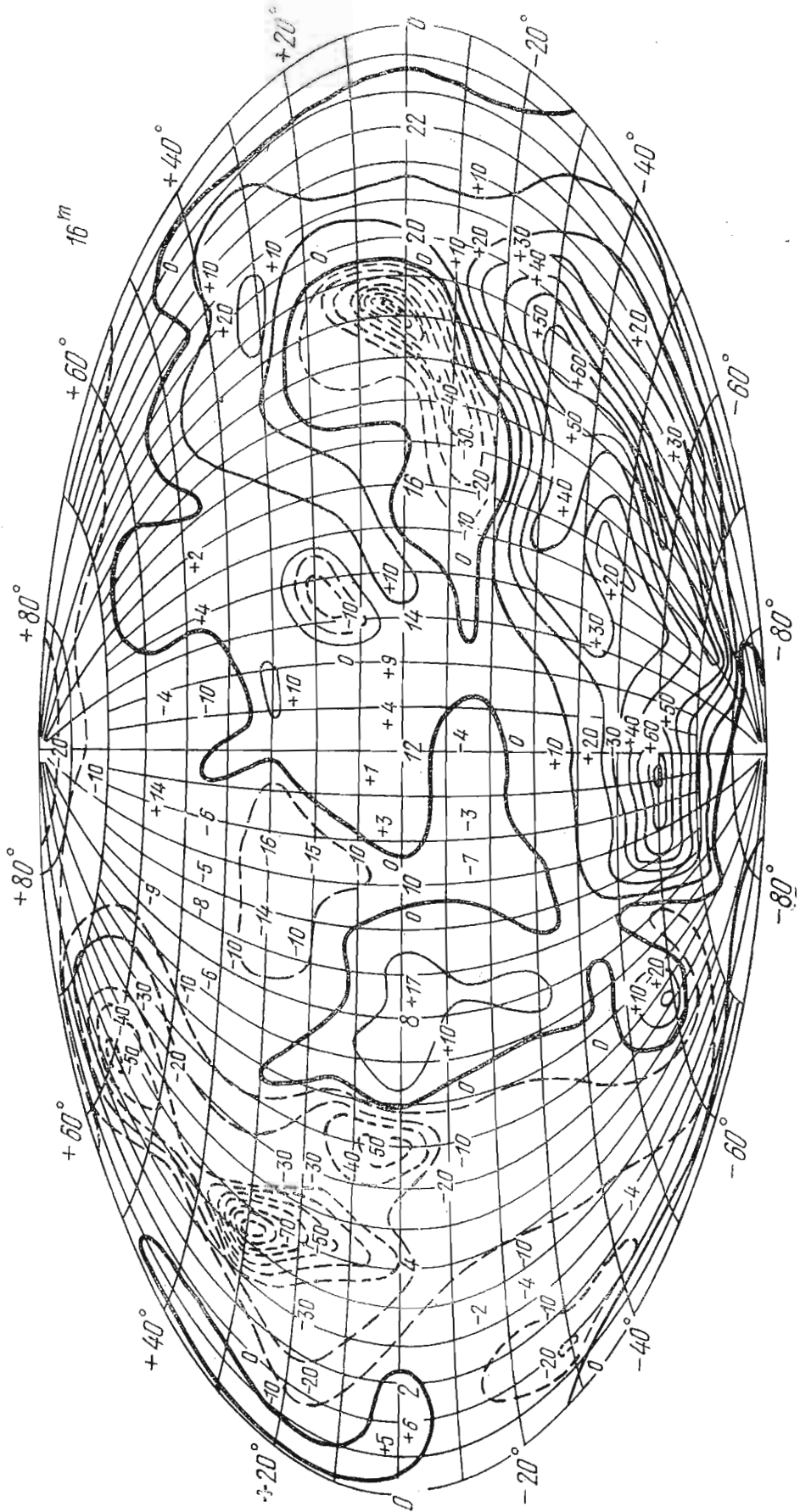


Рис. 41. Изоденсы звезд 16^m. Экваториальная система координат.

расстоянии 100—150 пс от Солнца в направлении $l = 275^\circ$, $b = -12^\circ$.

Есть указания на то, что Местная система имеет свое собственное вращение, направленное в ту же сторону, что и вращение всей Галактики, но с угловой скоростью, в 2—3 раза большей. Однако некоторые сомневаются в реальности самого существования Местной системы. Нужны дальнейшие исследования этого вопроса.

Прежде чем изучать распределение звездной плотности в различных направлениях в Галактике, надо определить функцию светимости $\varphi(M)$, исследовать отдельные выделяющиеся на звездном фоне звездные скопления (рассеянные и шаровые) и распределение в Галактике поглощающей свет материи. Этому посвящены следующие разделы.

43. Функция светимости

Функция светимости¹ — общая, $\varphi(M)$, или для определенных спектральных классов, $\varphi(M, Sp)$, — дает распределение звезд по абсолютным величинам или, иначе, долю общего числа звезд, приходящуюся на единичный интервал ΔM^2 , либо на интервалы ΔM и ΔSp . $\varphi(M)$ считают неизменной в пределах изучаемой области пространства.

Иногда определяют абсолютные числа звезд со светимостью от M до $M + dM$ в каком-нибудь определенном объеме пространства, например, в сфере объемом в 10^3 пс³. Очевидно, что это число будет равно произведению звездной плотности $D(r)$ на $\varphi(M)$ и на объем: $D(r) \cdot \varphi(M) \cdot V$. При этом считаем $D(r)$ в пределах этого объема постоянной величиной.

43.1. Определение $\varphi(M)$ по данным о звездах: 1) до некоторого расстояния r и 2) до некоторой звездной величины m . Очевидно, что только в самых ближайших окрестностях Солнца можно обнаружить звезды малых светимостей. Но в этом объеме не будут представлены звезды самых высоких светимостей, и понадобятся иные методы, кроме определения M на основе тригонометрических параллаксов, чтобы составить себе представление о $\varphi(M)$ во всем диапазоне известных нам M .

При обзоре даже ближайших окрестностей Солнца приходится считаться с тем, что неполнота статистики быстро растет с удале-

¹ Хотя общепринятым является термин функции светимости, обычно рассматривают распределение звезд по абсолютным звездным величинам M .

² Иначе говоря, $\varphi(M)$ является нормированной функцией, определяемой условием:

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \varphi(M) dM = 1.$$

нием от Солнца. Рис. 73, дающий для определения околосолнечной плотности подсчет всех известных звезд до определенного расстояния, показывает видимое уменьшение звездной плотности с удалением от Солнца даже до расстояния 10,5 пс — явный эффект наблюдательного характера, влияющий также и на наши представления о ходе функции светимости $\varphi(M)$.

Таблица 10

$M_{\text{виз}}$	$\varphi(M)$ в %	$M_{\text{виз}}$	$\varphi(M)$ в %	$M_{\text{виз}}$	$\varphi(M)$ в %
-7^m	0,00002	$+2^m$	0,8533	$+10^m$	9,1363
-6	0,00005	$+3$	1,4047	$+11$	9,5241
-5	0,0001	$+4$	2,1945	$+12$	9,4754
-4	0,0005	$+5$	3,6394	$+13$	10,5347
-3	0,0017	$+6$	4,4557	$+14$	10,5542
-2	0,0091	$+7$	4,7560	$+15$	10,5461
-1	0,0680	$+8$	3,8008	$+16$	8,2822
0	0,1727	$+9$	3,3886	$+17$	6,7780
$+1$	0,4311	$+10$	9,1363		
$+2$	0,8533				$\Sigma \sim 100$

Во втором случае — при подсчете звезд до данной предельной видимой величины, — при оценке числа звезд какой-либо светимости, приходящегося на единицу объема, надо определить объем, соответствующий радиусу такой сферы, внутри которой можно было бы полагать статистику достаточно полной, и затем приводить полученные численности к одному и тому же объему.

Комбинируя оба эти случая, Г. А. Старикова [38] проанализировала весь имеющийся материал о звездах, светимость которых заключена в пределах от $M = -7^m$ до $M = +17^m$, основываясь на данных обо всех звездах ярче 6^m и всех известных звездах до расстояния в 20 пс. Функция $\varphi(M)$, приведенная к галактической плоскости, показана в табл. 10. Функция $\varphi(M)$, построенная по этим материалам с использованием метода сглаживания путем осреднения по каждому трем соседним значениям (метод «скользящего среднего»¹), показана на рис. 42, а.

43.2. Функция светимости по данным о собственных движениях звезд. Одним из широко применяемых, хотя и косвенных методов определения $\varphi(M)$, является использование обнаруженной по материалам обзоров μ статистической связи между μ , m и μ , которая позволяет определить M , а, следовательно, уточнить

¹ Три последовательных значения $\varphi(M)$ осреднялись, и полученное значение приписывалось среднему значению M . Сместившись на одну строку, из следующих трех последовательных значений $\varphi(M)$ образуем новое среднее значение и т. д. Это и названо нами «скользящим средним».

$\varphi(M)$. Так, например, Каптейн и ван Райн (1920) нашли следующую статистическую зависимость:

$$\lg \pi(m, \mu) = -0,690 - 0,0713m + 0,645 \lg \mu$$

или в общем виде

$$\lg \pi(m, \mu) = a + bm + c \lg \mu.$$

Подставив это значение $\lg \pi$ в формулу $M = m + 5 + 5 \lg \pi$, можно получить связь между M и так называемым *приведённым*

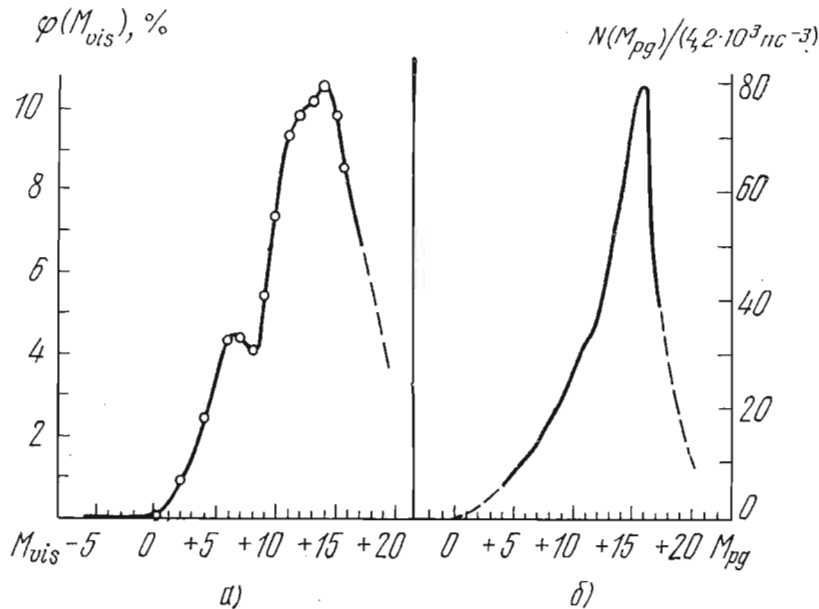


Рис. 42. Функция светимости: *a* — по исследованию Г. А. Стариковой, *b* — по исследованию В. Лейтена.

собственным движением H , вводимым при помощи формулы $H = m + 5 + 5 \lg \mu$:

$$\bar{M} = -x + y \cdot H, \quad (60)$$

где

$$x = 5(1 + a - c), \quad a \quad y = c.$$

При выводе этой формулы мы пренебрегли малым слагаемым

$$(1 + 5b - c) \cdot m = -0,0015 m.$$

На основе анализа своего громадного материала по определению собственных движений звезд В. Лейтен, используя статистическую формулу (60), получил $\varphi(M)$. Построив функцию распределения $\Phi(H)$, Лейтен затем перешел к $\varphi(M)$, пользуясь соотношением вида

$$\varphi(M) = \Phi\left(\frac{\bar{M} + x}{y}\right), \quad (61)$$

т. е. подставляя в функцию распределения H ее значения, выраженные через M , x и y по формуле (60).

В 1968 г., используя более 4000 звезд с $\mu > 0^m,5$, Лейтен [39] нашел $\varphi(M)$, которая дает значения среднего числа $N(M)$ звезд в пределах от M до $M + 1$ в объеме сферы с радиусом 10 пс вокруг Солнца (см. табл. 11 и рис. 42, б). Для сравнения в таблице приведены данные Лейтена 1938 года [40].

Таблица 11

$M_{\text{фот}}$	$N(M)$ 1968	$N(M)$ 1938	$M_{\text{фот}}$	$N(M)$ 1968	$N(M)$ 1938	$M_{\text{фот}}$	$N(M)$ 1968	$N(M)$ 1938
-1^m	0,05	0,2	$+8^m$	20,0	21,8	$+17^m$	37	25,3
0	0,52	1,0	+9	24,5	26,4	+18	23	13,8
+1	1,3	2,5	+10	30,0	31,4	+19	13	5:
+2	3,2	3,9	+11	35,0	36,0	+20	8	1:
+3	4,8	5,5	+12	42	40,3	+21	4	
+4	7,0	7,7	+13	54	44,0	+22	2,5	
+5	9,5	10,6	+14	67	45,6	+23	0,3	
+6	12,9	13,8	+15	80	43,0	+24	0,03	
+7	16,1	17,6	+16	60	36,0	+25		
+8			+17					

Полученное из анализа данных 1968 года положение максимума $\varphi(M)$ зависит от предельной звездной величины m наших каталогов. В дальнейшем $\varphi(M)$ может претерпеть еще некоторые изменения по мере увеличения данных о слабых звездах. Однако вряд ли максимум кривой $\varphi(M)$ сможет заметно сместиться в сторону абсолютно слабых звезд.

Некоторое различие двух $\varphi(M)$ (табл. 10 и 11, рис. 42, а и б) определяется не только различием диапазона длин волн (визуальный и фотографический), но и различием методов определения $\varphi(M)$. Так, например функция $\varphi(M_{\text{фот}})$, выведенная по μ , не охватывает большинства абсолютно ярких звезд, входящих в $\varphi(M_{\text{виз}})$.

Несомненно, $\varphi(M)$ зависит от галактоцентрических координат: она, по-видимому, различна в центральных областях Галактики и на периферии.

Изучение интегрального спектра Млечного Пути, проведенное Е. Б. Костяковой [41], показало, что спектр плавно меняется по мере приближения к направлению на центр Галактики, становясь

все более поздним. Это свидетельствует об отличии звездного состава центральной области от остальной Галактики, а, следовательно, о различии $\varphi(M)$. Функция светимости меняется также по мере перехода от плоскости Галактики ($z = 0$) к большим z -координатам (рис. 43).

Таким образом, $\varphi(M)$, полученную для окрестностей Солнца, надо с осторожностью применять в других местах Галактики.

Приблизительно можно считать, что на 10^7 звезд Главной Последовательности приходится 10^4 субкарликов, 10^3 гигантов, 1 сверхгигант и, может быть, до 10^6 белых карликов (последнее число нуждается в проверке).

44. Звездные скопления

Звездные скопления представляют собой сгущения звезд в пространстве (от нескольких десятков и сотен звезд до нескольких сот тысяч и даже миллионов), которые в проекции на картинную плоскость дают видимую плотность, превышающую плотность звезд фона и ее естественные флуктуации (рис. 44). Изучение скоплений важно как для исследования структуры Галактики, так и для проверки теорий происхождения и эволюции звезд, так как звезды — члены скопления, находясь близко друг к другу в пространстве, имеют общее происхождение и примерно одинаковый возраст.

Сравнительно яркие звездные скопления часто обозначают номерами одного из каталогов, объединяющих скопления, туманности и галактики, т. е. все объекты, которые выглядели как размытые пятна, по своему внешнему виду отличающиеся от звезд: М (Мессье), NGC и др. (П 2.1).

Звездные скопления делятся, в первую очередь по их внешнему виду, на *рассеянные* (иногда их неудачно называют открытыми) и *шаровые*. Эти две группы скоплений отличаются числом членов («богатством»), своими диаграммами «видимая величина — цвет», отражающими звездный состав, наличием разных типов переменных звезд, различным характером распределения в Галактике, и, наконец, возрастом. Напомним, что большинство рассеянных скоплений находится в поясе $\pm 15^\circ$ относительно галактического экватора (рис. 45). Лишь самые близкие к нам скопления могут иметь большие b . Шаровые скопления встречаются на всех галактических широтах, но их особенно много в области, окружающей центр Галактики (см. рис. 22). Характерной особенностью шаровых скоплений является наличие в них переменных

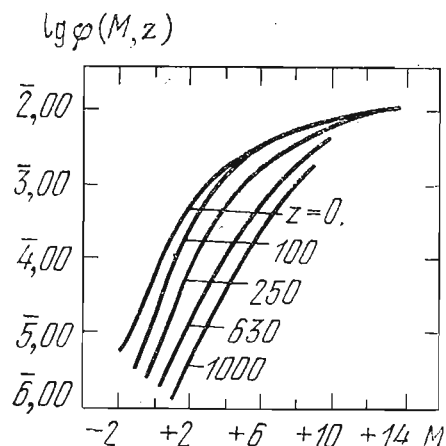


Рис. 43. Функция светимости на разных z -координатах, т. е. $\varphi(M, z)$.

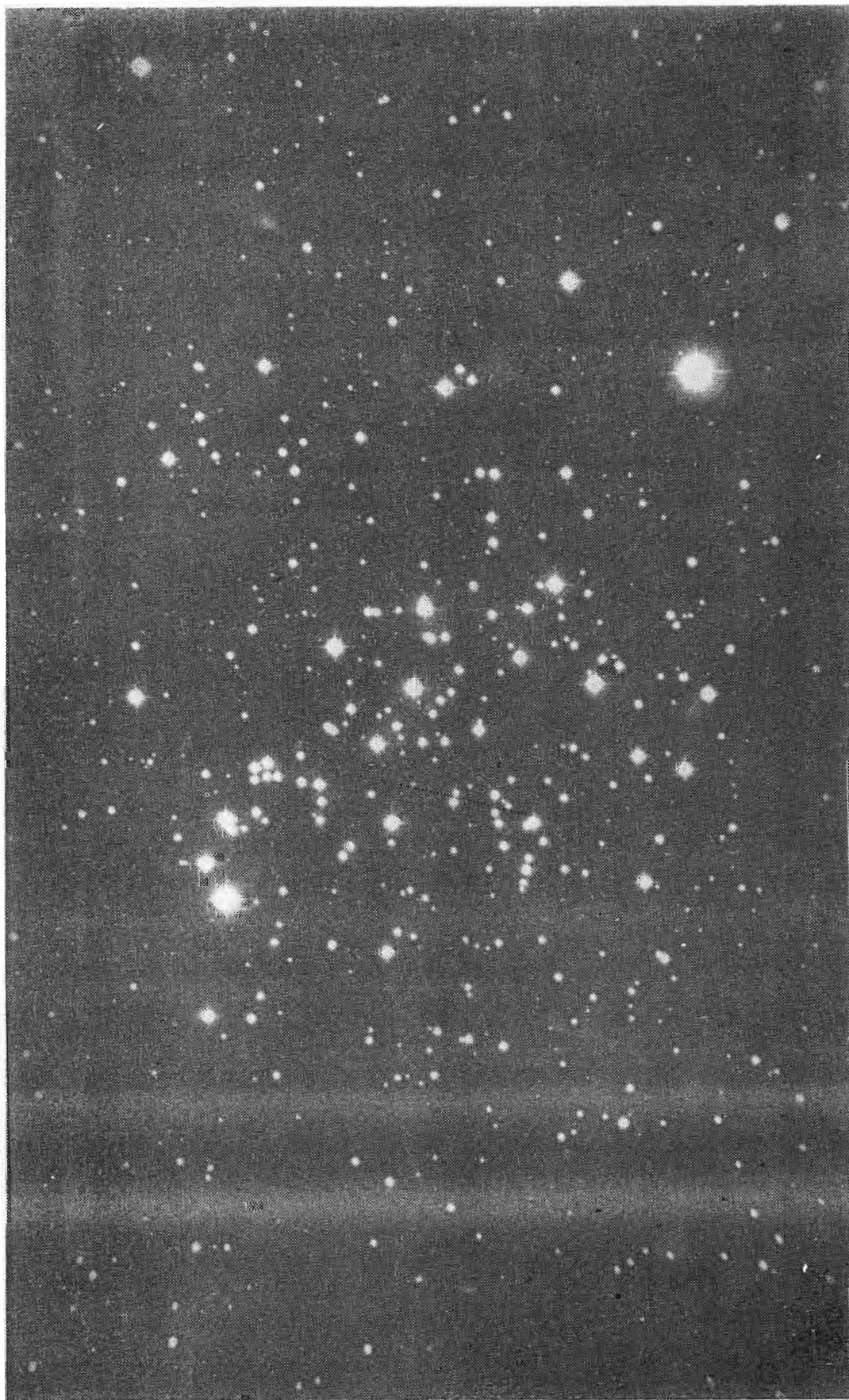


Рис. 44. Рассеянное звездное скопление М 67 = NGC 2682.

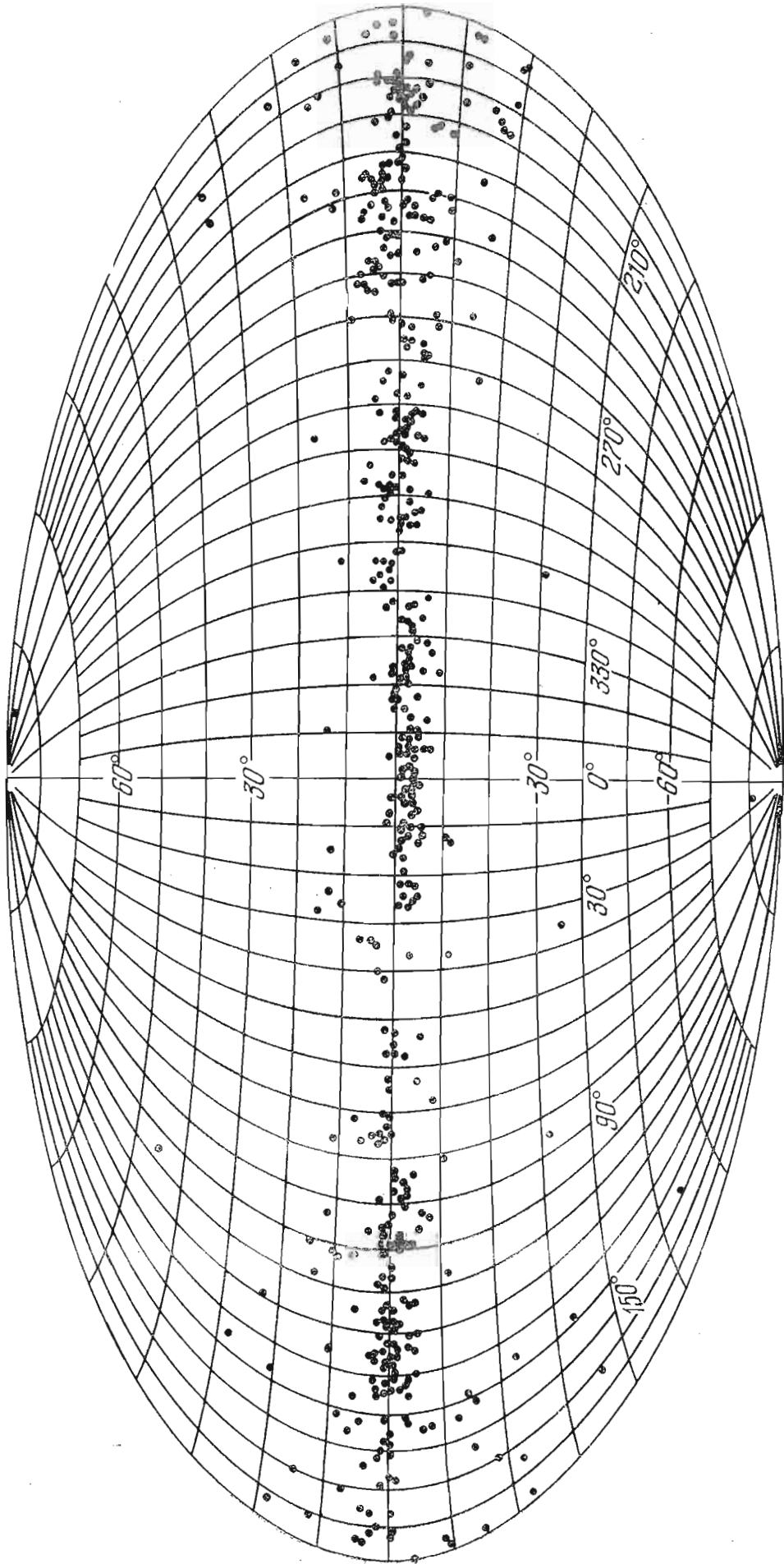


Рис. 45. Видимое распределение рассеянных звездных скоплений. Галактическая система координат.

звезд типа RR Lyr, а также небольшого числа цефеид типа CW. В рассеянных скоплениях они отсутствуют, — встречаются переменные некоторых других типов. В некоторых случаях непросто по внешнему виду определить тип скопления, поэтому и приходится обращаться к другим признакам и характеристикам, например, к диаграмме «спектр — светимость» или ее аналогам (47).

45. Выделение членов скопления

На видимую площадь неба, занимаемую скоплением, проецируются звезды фона, находящиеся как перед, так и за скоплением. Отделение членов скопления от звезд фона представляет собой непростую задачу. Надежнее всего члены скопления выделяются в том случае, если звезды скопления обладают заметными общими μ ; меньшие μ потеряются среди небольших в среднем и случайно направленных μ звезд фона (рис. 46).

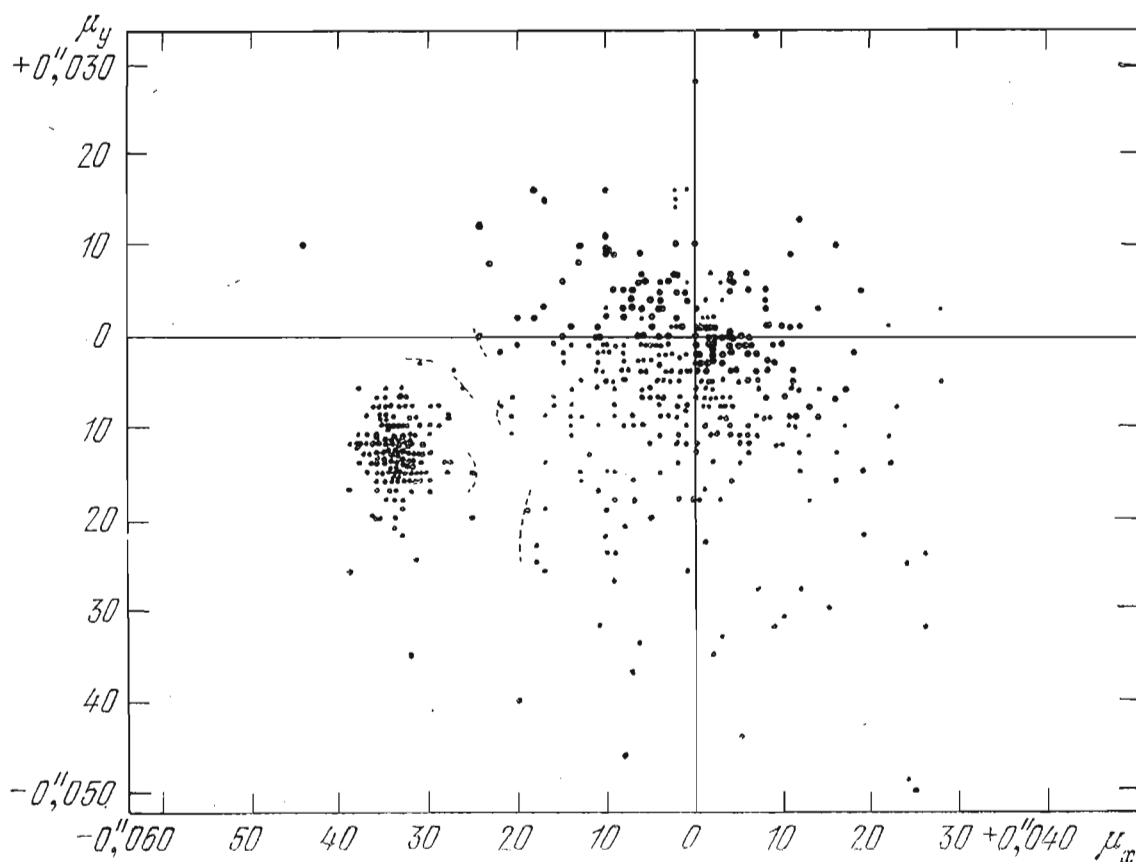


Рис. 46. Выделение членов скопления по μ . График μ_x , μ_y для скопления Яси обнаруживает группу звезд, значительно отличающихся от остальных. Пунктирные дуги отделяют на этом графике звезды скопления от звезд фона.

К выделению звезд — членов скоплений иногда применяют вероятностный критерий Эббигхаузена [42], основанный на анализе μ , если известны средние квадратические ошибки σ_μ .

На такой же диаграмме (μ_x, μ_y) , куда нанесены точки, соответствующие всем измеренным в области скопления звездам, надо начертить окружности с центром в $\bar{\mu}_x, \bar{\mu}_y$ и радиусами $r_1 = \sqrt{2}\sigma_\mu$, $r_2 = 2\sigma_\mu$ и $r_3 = 2\sqrt{2}\sigma_\mu$. Те звезды, которые попадут в окружность с $r_1 = \sqrt{2}\sigma_\mu$ — вероятнее всего члены скопления; из каждых 100 звезд — членов скопления 63 попадут внутрь этой окружности, 23 — в кольцо между r_2 и r_1 и еще 12 — между r_3 и r_2 . Таким образом, если ограничить этот критерий величиной $r_3 = 2\sqrt{2}\sigma_\mu$ — мы можем потерять лишь 2% членов скопления [43, 44].

Иногда можно установить общность лучевых скоростей членов скопления; очень редко звезды скопления могут быть выделены по одинаковым μ_{tr} . Положение на диаграммах $m - Sp$ или $m - CI$ (где CI — показатель цвета), которые являются аналогами диаграммы $\Gamma - P$, может служить дополнительным критерием принадлежности той или иной звезды к скоплению.

Как правило, на этих диаграммах рассеяние точек Главной Последовательности меньше, чем на общей диаграмме $\Gamma - P$, построенной для всех звезд с известными μ_{tr} . Помимо общего для всех скоплений отклонения вверх и вправо самой яркой части Главной Последовательности, которое отражает эволюцию звезд наибольших в данном скоплении светимостей и масс, некоторые звезды могут отклоняться вверх от общего среднего хода, иногда даже до 0^m7 . Специальные испытания их на двойственность показали, что многие из таких звезд действительно являются двойными (тесными визуально-двойными, либо спектрально-двойными). Это позволяет предположить, что большинство таких отклоняющихся вверх звезд — двойные.

Надо подчеркнуть, что даже у близких к нам скоплений мы еще не знаем их наиболее слабых членов.

46. Движущиеся скопления

Среди близких к нам рассеянных скоплений имеется около десятка так называемых *движущихся*. Направления μ членов таких скоплений пересекаются в точке *радианта*. Это известно из теории перспективы схождение параллельных линий очень четко показывают метеоры, принадлежащие одному метеорному потоку. Продолженные назад их видимые пути пересекаются в точке *радианта* метеорного потока. В нашем случае радиант есть точка пересечения больших кругов¹, проведенных через звезды в направлении их μ (рис. 47). Если известны координаты радианта и V_r ,

¹ Из-за ошибок μ и из-за пекулярных скоростей можно говорить не о точке пересечения, а о небольшой области на небе, где происходит пересечение больших кругов. Центр этой области принимается за искомый радиант.

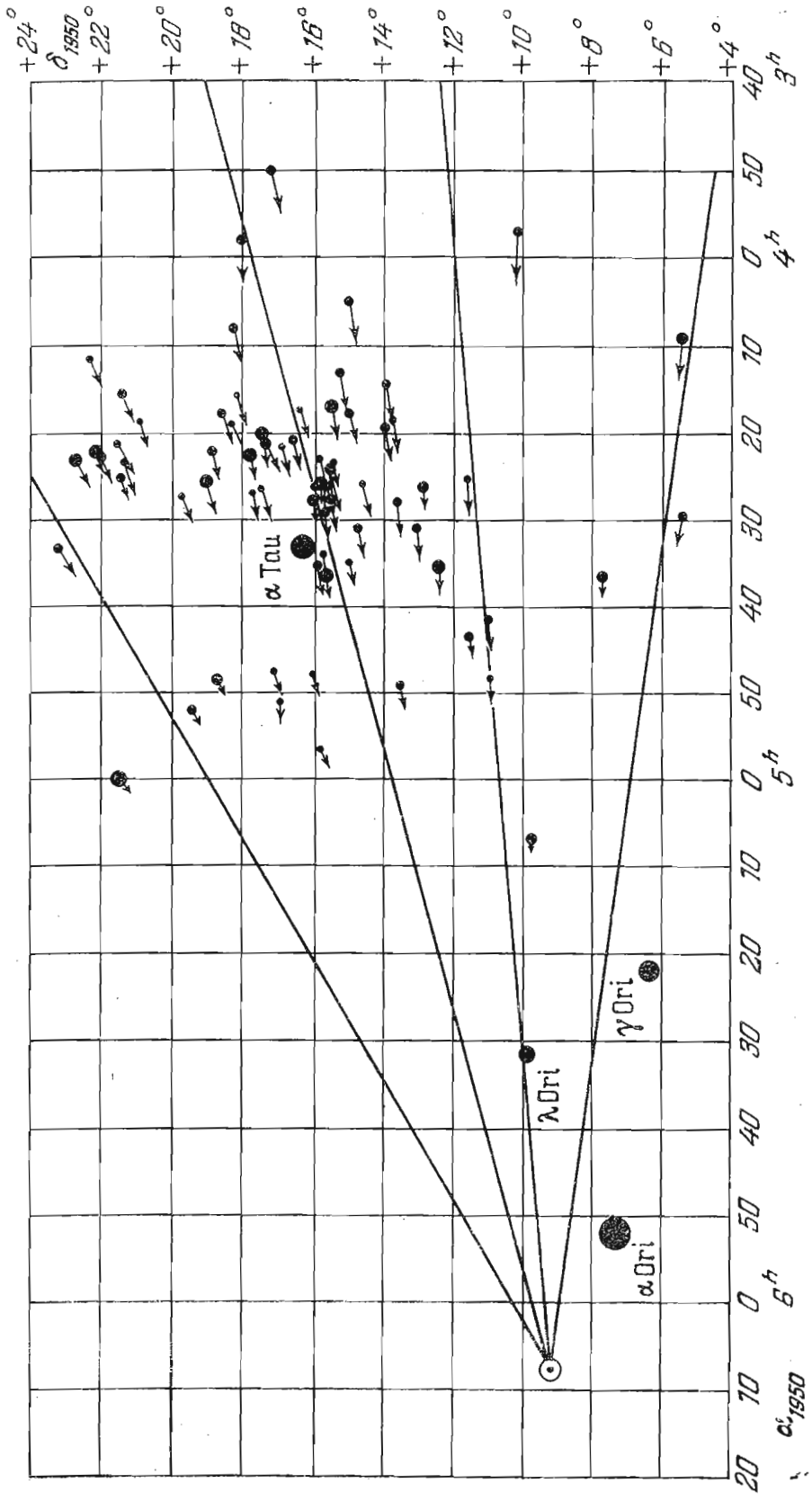


Рис. 47. Движущееся скопление Гиады.

хотя бы нескольких звезд скопления, можно очень надежно определить индивидуальные параллаксы всех звезд — членов движущегося скопления.

46.1. Определение координат A, D радианта движущегося скопления¹. Пусть звезды — члены скопления имеют координаты α_i, δ_i и компоненты μ_i : $\mu_{\alpha_i}^s$ и μ_{δ_i}'' , определенные с вероятными ошибками $\varepsilon(\mu_\alpha)$ и $\varepsilon(\mu_\delta)$ в "/год. Как известно, $\mu = \sqrt{(15\mu_\alpha^s \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2}$, а позиционный угол θ

$$\operatorname{tg} \theta = \frac{15\mu_\alpha^s \cos \delta}{\mu_\delta}. \quad (62)$$

Вероятная ошибка определения θ :

$$\varepsilon(\theta) = \frac{\sqrt{\varepsilon(\mu_\alpha)^2 \cos^2 \theta + \varepsilon(\mu_\delta)^2 \sin^2 \theta}}{\mu}.$$

Если (как это обычно бывает) $\varepsilon(\mu_\alpha) \approx \varepsilon(\mu_\delta)$, то $\varepsilon(\theta) = \varepsilon(\mu_\delta)/\mu$.

Пусть A, D — координаты радианта скопления (рис. 48). Позиционный угол θ_c большого круга, проходящего через точки (α_i, δ_i) и (A, D) , определится уравнением:

$$\sin(A - \alpha_i) \operatorname{ctg} \theta_c = \operatorname{tg} D \cos \delta_i - \sin \delta_i \cos(A - \alpha_i). \quad (63)$$

Если из (62) определить $\operatorname{ctg} \theta_i$ и считать его приближенно равным $\operatorname{ctg} \theta_c$, то в (63) неизвестными останутся лишь A и D , которые можно определить из этих условных уравнений, преобразовав их, разумеется, к удобному виду и назначив веса, обратно пропорциональные величинам $\varepsilon(\theta)$.

Однако лучше, приняв некоторые предварительные, приближенные значения A_0, D_0 , по (63) вычислить соответствующие каждой звезде θ_c , образовать разности $\Delta\theta = \theta_i - \theta_c$, где θ_i вычислены по (62) и, обозначив $A - A_0 = \Delta A$ и $D - D_0 = \Delta D$, получить приближенное уравнение $\Delta\theta = \frac{\partial\theta_c}{\partial A} \Delta A + \frac{\partial\theta_c}{\partial D} \Delta D$, которое и дает условное уравнение для определения ΔA и ΔD :

$$[\operatorname{ctg}(A_0 - \alpha_i) \cos \theta_c \sin \theta_c - \sin \delta_i \sin^2 \theta_c] \Delta A - \sec^2 D_0 \cos \delta_i \operatorname{cosec}(A_0 - \alpha_i) \sin^2 \theta_c \cdot \Delta D = \Delta\theta. \quad (64)$$

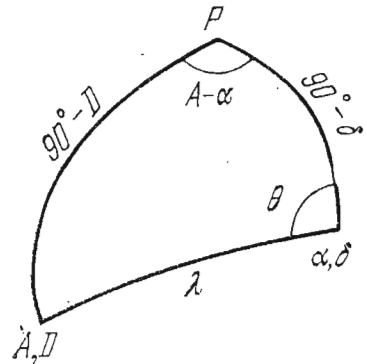


Рис. 48. К определению координат радианта движущегося скопления.

¹ Один из методов, изложенный в [45].

Каждое уравнение (64) умножаем на вес $w = \varepsilon_0^2/\varepsilon^2(\theta)$, где $\varepsilon_0 = 1$ рад/57,3 $\approx 1^\circ$.

Полученные методом наименьших квадратов значения ΔA и ΔD дадут искомые координаты радианта как суммы:

$$A_0 + \Delta A = A, \quad D_0 + \Delta D = D.$$

46.2. Определение пространственной скорости V движущегося скопления и параллакс его членов. Предполагая, что величина дисперсии σ_{V_r} измеренных V_r звезд — членов скопления невелика¹, можно определить V , а затем и π звезд — членов скопления.

Зная координаты радианта A и D , можно определить угловое расстояние λ_i каждой звезды — члена скопления от радианта по формуле:

$$\cos \lambda_i = \sin \delta_i \sin D + \cos \delta_i \cos D \cos (\alpha_i - A). \quad (65)$$

Из рис. 49 видно, что $V_r = V \cos \lambda$. Измерив V_r для нескольких звезд скопления, можно получить V по способу наименьших квадратов. Каждое условное уравнение надо умножить на соответствующий вес w , обратно пропорциональный квадрату ошибки определения V_r . Решение получим в виде

$$\bar{V} = \frac{[V_r \cos \lambda \cdot w]}{[\cos^2 \lambda \cdot w]}.$$

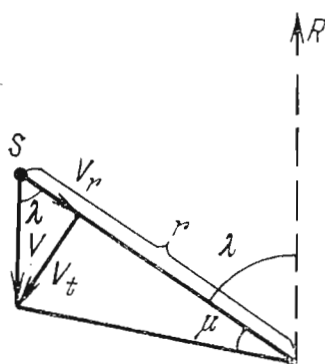


Рис. 49. К определению параллакс звезд — членов движущегося скопления.

Тангенциальная скорость

$$V_{ti} = 4,74 \frac{\mu_i}{\pi_i} = V_{ri} \operatorname{tg} \lambda_i,$$

откуда $\pi_i = 4,74 \mu_i / V_{ri} \operatorname{tg} \lambda_i$. Если вместо V_{ri} подставить $\bar{V} \cos \lambda_i$, то параллакс каждой звезды — члена скопления выразится формулой

$$\pi_i = \frac{4,74 \mu_i}{\bar{V} \sin \lambda_i}.$$

Пренебрегая ошибкой в определении \bar{V} по сравнению с ошибками μ_i , можно считать, что ошибка параллакса

$$\varepsilon(\pi_i) = \frac{4,74}{\bar{V} \sin \lambda_i} \varepsilon(\mu_i),$$

где $\varepsilon(\mu_i)$ — ошибка определения μ_i . Как правило, параллаксы членов движущихся скоплений определяются очень надежно.

¹ Она равна, например, всего $\pm 0,23$ км/с для Гиад.

47. Рассеянные скопления

Число известных рассеянных скоплений больше 1000, оценка занимаемого ими объема пространства приводит к выводу, что полное их число в Галактике гораздо больше (может быть больше 20 000). Многие из них очень далеки, другие скрыты от нас поглощающей свет темной материей и областью галактического центра.

Х. Уивер и А. Сеттедукати [46] на снимках Паломарского атласа обнаружили более 100 новых звездных скоплений, зачастую почти незаметных на обычных снимках, но выделяющихся на снимках в красных лучах, которые меньше поглощаются межзвездной пылью.

В 1970 г. вышло 2-е издание карточного каталога звездных скоплений и ассоциаций, составленного группой астрономов в Праге. На больших карточках (20 × 15 см) он содержит обширную библиографию и сводку данных, накопленных в мировой литературе по каждому объекту. На те же карточки можно заносить новые сведения из литературы.

Далеко не все известные рассеянные звездные скопления изучены достаточно хорошо. Предстоит еще большая работа по выявлению слабых членов скоплений, по накоплению надежных данных о характеристиках звезд — членов скоплений, по изучению диаграмм «цвет — звездная величина», определению подлинных размеров, структуры и других интегральных характеристик скоплений.

47.1. Классификация рассеянных звездных скоплений. Несколько предложенных Р. Тремплером в разное время классификаций рассеянных скоплений учитывали концентрацию членов скопления к его центру (от самой большой — I до наименьшей — IV) и богатство скопления звездами. В 1930 г. Р. Тремплер разработал классификацию, основанную на виде диаграммы «видимая звездная величина — показатель цвета». Он различал три основных типа этих диаграмм: 1 — диаграмма, состоящая только из звезд главной последовательности; 2 — Г. П. плюс красные и желтые гиганты; 3 — самые яркие звезды скопления — желтые и красные гиганты (F — K), к которым добавлены звездкарлики поздних спектральных классов (F — G). К этим арабским цифрам добавлялись малые буквы, отмечавшие спектр самых ярких звезд Г. П., например, 1b, 2a, 2f и т. д. (рис. 50).

Б. Е. Маркарян [47] в связи с изучением звездных ассоциаций (см. 54) предложил следующую классификацию звездных скоплений, содержащих звезды ранних спектральных классов:

О-скопления (самые яркие звезды классов O — B0),

В-скопления (B1 — B5) и А-скопления (B6 — A3). Подстрочные индексы α , γ , ρ и N отмечали наличие в скоплении ярко выраженного ядра, звездных цепочек, расщепленности скопления, либо наличие газовой туманности (подобно большой туманности в Орионе).

47.2. Диаграмма «цвет — видимая звездная величина» и определение по ней расстояния до рассеянного скопления. Для определения расстояний рассеянных скоплений могут быть использованы

перечисленные выше методы определения [параллакса] входящих в их состав звезд. Однако лишь для нескольких ближайших скоплений эти параллаксы дадут более точные расстояния, чем

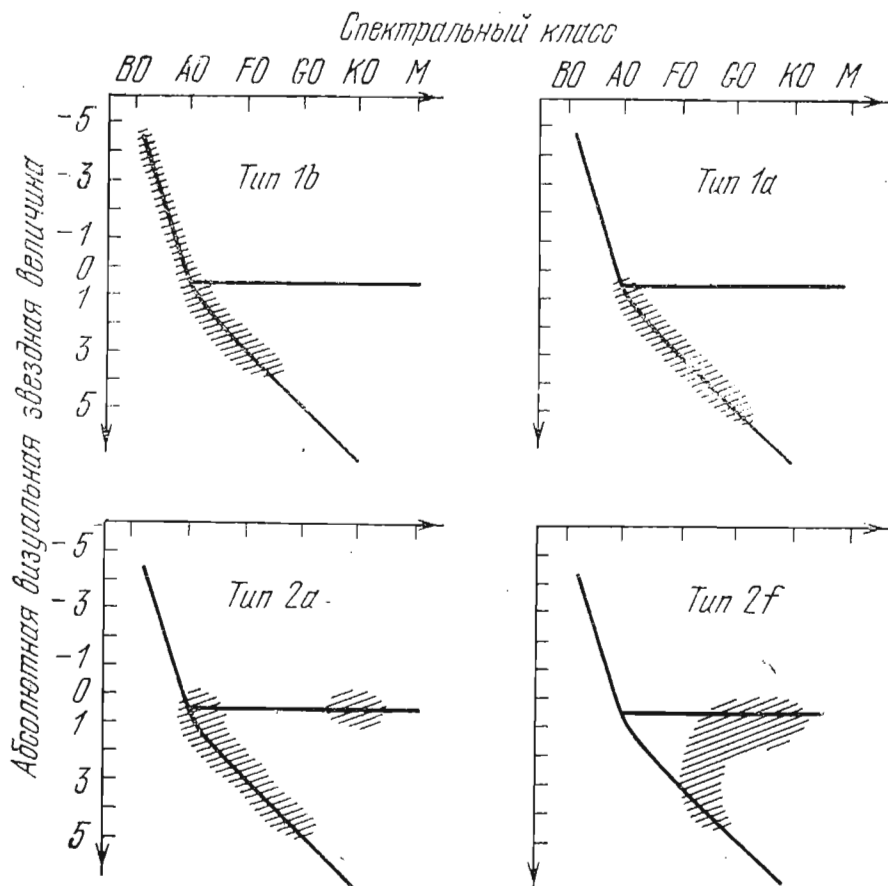


Рис. 50. Классификация рассеянных скоплений Р. Тремплера. Линиями схематически обозначены Г. П. и ветвь гигантов. Заштрихованы области диаграммы, занятые звездами скоплений данного типа.

метод] совмещения (путем сдвига по вертикали) главных последовательностей (Г. П.) диаграммы «цвет — видимая величина» скоплений со стандартной начальной главной последовательностью (Н. Г. П.) диаграммы «цвет — абсолютная звездная величина». Разность показаний шкал (V и M_V) даст модуль расстояния $V - M_V$. При этом, разумеется, всё должно быть исправлено за межзвездное поглощение.

На Н. Г. П. находятся звезды, у которых, после окончания гравитационного сжатия, только началось «горение» водорода в ядерной области. Оно уводит звезду на диаграмме вправо вверх от Н. Г. П. тем быстрее, чем больше масса звезды и ее светимость. Это и объясняет уклонение вправо верхних концов Г. П. скоплений на сводной диаграмме «цвет — светимость» (рис. 51). Н. Г. П., является, таким образом, нижней (левой) огибающей Г. П., которая для звезд поля (звезд разного возраста представляет собой довольно

широкую полосу. Правая (верхняя) граница этой полосы определяется началом быстрой эволюции массивных звезд, «перескакивающих» затем (после выгорания водорода в ядре) в область красных сверхгигантов.

При совмещении Г. П. скоплений с Н. Г. П. приходится отбрасывать левые верхние их концы, где находятся уже проэволюционировавшие от Н. Г. П. ярчайшие звезды (диапазон отбрасываемой

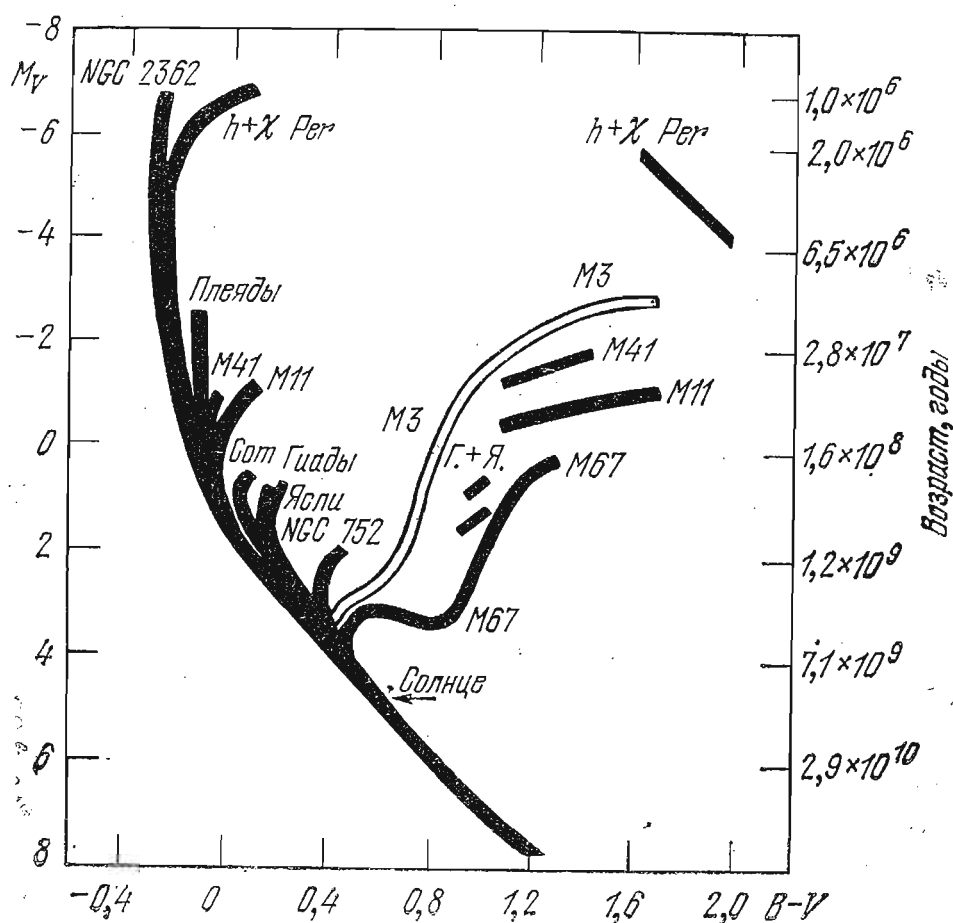


Рис. 51. Составная диаграмма Г—Р для 11 рассеянных скоплений. Для сравнения приведена ветвь гигантов диаграммы шарового скопления М 3.

части Г. П. иногда достигает 3^m). Предполагается, что Н. Г. П. одинакова для всех скоплений, хотя накапливаются указания на то, что при данном показателе цвета светимости звезд Н. Г. П. несколько зависят от химического состава, особенно от содержания тяжелых элементов. Вызванная этим ошибка в модуле расстояния может достигать в предельных случаях $0^m,3—0^m,5$.

Само положение Н. Г. П. определяется обычно путем последовательного совмещения с Г. П. ближайшего скопления Гиады — представителя двинувшихся скоплений (см. 46) — отрезков Г. П. молодых скоплений. Такая составная или сводная диаграмма изображена на рис. 51.

Метод совмещения диаграмм рассеянных скоплений с $H. G. P.$ позволяет получать расстояния и очень далеких скоплений и, следовательно, определять светимости входящих в их состав звезд. Поскольку среди них есть цефеиды, метод совмещения диаграмм является исходным способом построения шкалы межгалактических расстояний.

Таким образом, звездные скопления не только оказываются удобными объектами для определения больших расстояний, но и служат для проверки эволюционных теорий и выводимых из них эволюционных треков (путей эволюции) звезд на диаграмме $H. G. P.$ При этом выяснилось, что сама $H. G. P.$ не является таким треком. Для звездного скопления — это место расположения звезд разной массы, но одинакового возраста — своего рода *изохрона*.

Наряду с очень молодыми звездными скоплениями, как, например, NGC 2362, NGC 6611 или NGC 2264, у которого слабые звезды еще не вышли на $H. G. P.$ и образуют так называемую T -полосу

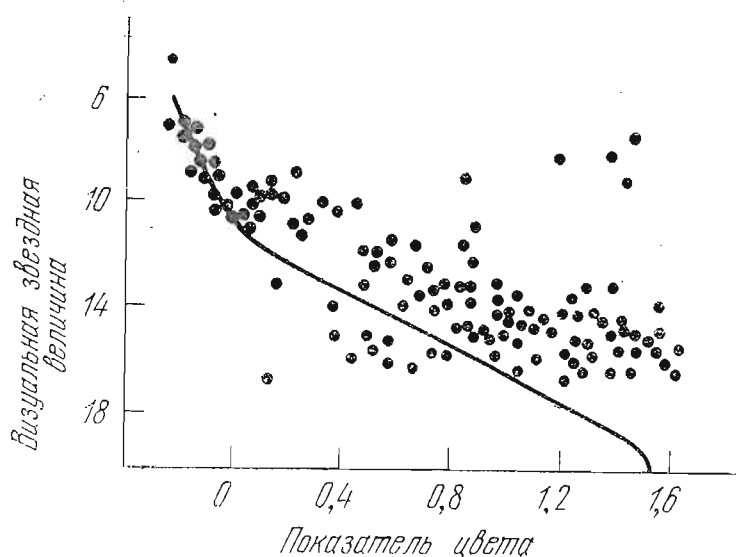


Рис. 52. Диаграмма «видимая звездная величина — показатель цвета» молодого рассеянного скопления NGC 2264.

(рис. 52), состоящую в основном из переменных звезд типа T Тау (возраст всех этих скоплений порядка 10^6 лет), имеются очень старые рассеянные скопления, у которых диаграмма показывает черты сходства с диаграммами шаровых скоплений (таковы, например, NGC 188, NGC 7142 или M 67 — возраст более 10^9 лет).

47.3. Функция светимости для звезд рассеянных скоплений. Функция светимости $\phi(M)$ для рассеянных скоплений прослежена лишь до $M = +13^m$. Она показывает повышенное по сравнению с общей $\phi(M)$ число абсолютно ярких звезд и значительно более медленный рост с увеличением M (рис. 53, на котором для нагляд-

ности уравниены численности для $M = +5^m,0$). Это вполне согласуется с выводами современной теории звездной эволюции.

Сводная диаграмма Г — Р дает материал для составления так называемой начальной функции светимости $\psi(M)$. Используя для этого самые молодые скопления и ассоциации, для которых известны оценки их возрастов, и опираясь на теоретические треки эволюции звезд различных масс, можно из наблюдаемой $\phi(M)$, возвращая каждую звезду назад по шкале времени, реконструировать $\psi(M)$. При этом учитывается, что звезды высокой светимости уже ушли от Главной Последовательности, а самые массивные, вероятно, уже превратились в белые карлики, пройдя весь путь эволюции (см. монографию И. С. Шкловского «Звезды: их рождение, жизнь и смерть», «Наука», 1975, 368 стр.).

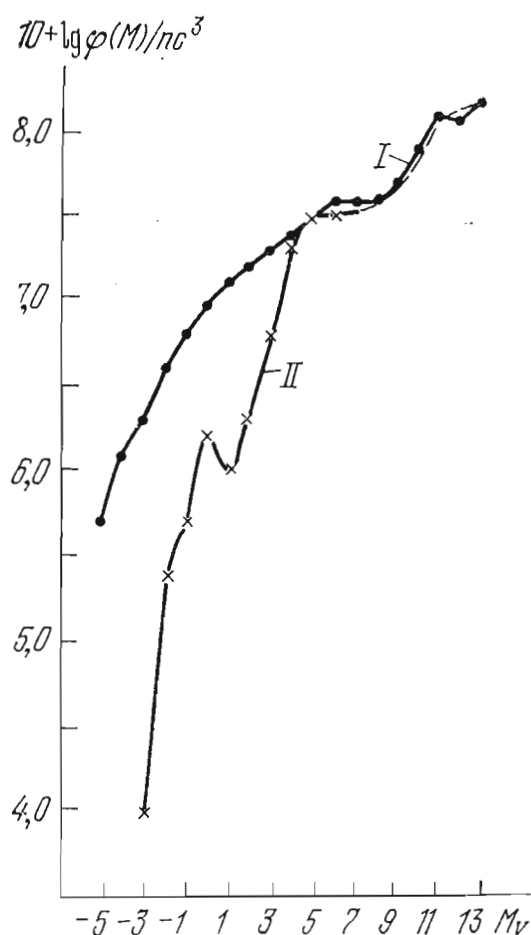


Рис. 53. Функция светимости для молодых рассеянных скоплений (I) по сравнению с общей функцией светимости (II). Для удобства сравнения кривые совмещены для $M = +5^m$.

47.4. Функция интегральной светимости рассеянных скоплений. Оценка полного их числа. По данным о 220 скоплениях,

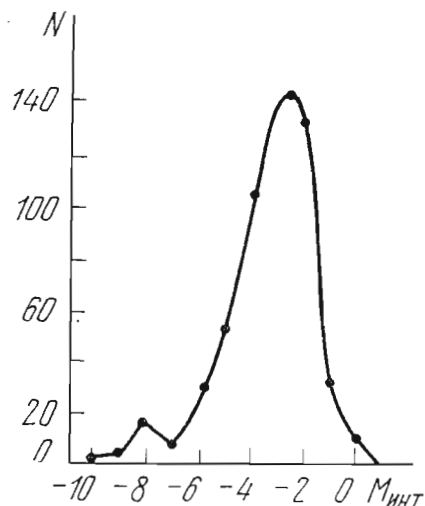


Рис. 54. Функция интегральной светимости для рассеянных скоплений.

собранных в каталоге В. Баскома [48], Г. А. Старикова [49] построила $\phi(M_{\text{инт}})$, представленную на рис. 54. До расстояния в 1 кпс известно 122 скопления. Учитывая, что почти все они находятся близко к галактической плоскости, Г. А. Старикова подтвердила оценку полного их числа в Галактике $\sim 20\,000$.

48. Шаровые скопления

Для шаровых скоплений характерна сферическая или несколько сплюснутая форма и бросающаяся в глаза многочисленность (10^4 — 10^6) звезд. Самое яркое скопление ω Cen = NGC 5139 имеет интегральную видимую звездную величину $V = +3^m.6$. Его интегральная абсолютная звездная величина M_V около -10^m . Одно

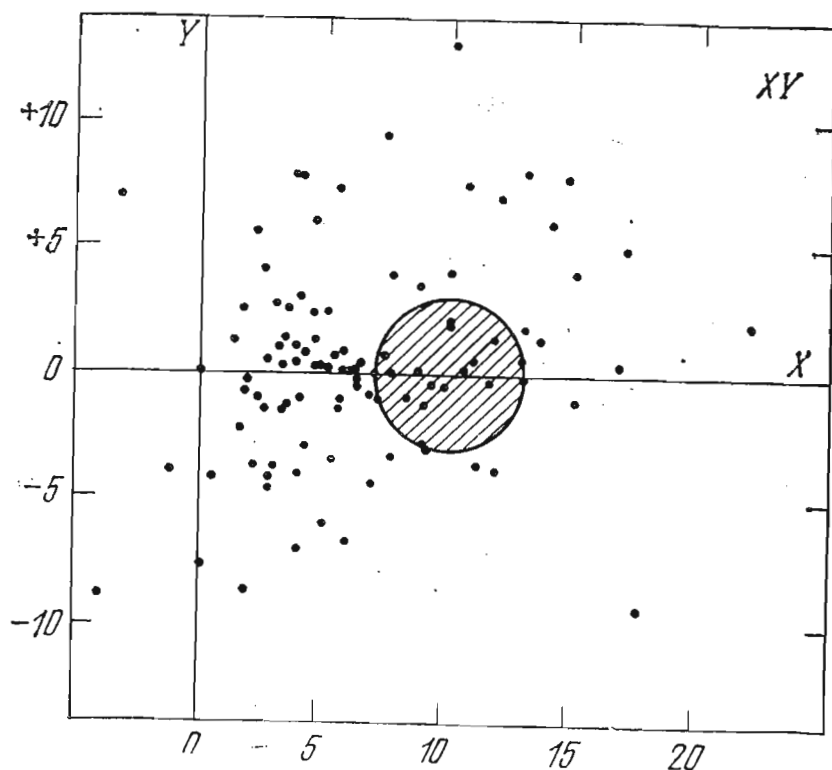


Рис. 55. Распределение шаровых скоплений в плоскости XY (по А. С. Шарову). Солнце в начале координат. Заштрихована центральная область Галактики. Координаты X и Y даны в кпс.

из самых абсолютно слабых NGC 6366 имеет $M_v \cong -5^m$. На фотографиях, снятых с оптимальными экспозициями¹, у многих скоплений близ центра нельзя различить отдельных звезд. Существуют, однако, бедные звездами шаровые скопления, для которых лишь диаграмма «цвет — видимая звездная величина» определяет их принадлежность к классу шаровых скоплений.

Шаровых скоплений в Галактике известно сейчас более 130. На рис. 22 было представлено их распределение на небесной сфере. Примерно для половины скоплений угловое расстояние от видимого центра Галактики не превышает 30° ($\sim 7\%$ поверхности небес-

¹ При оптимальной экспозиции еще невелико свечение ночного неба и достигается максимально возможная предельная звездная величина. Впрочем, при более строгом определении предельной звездной величины надо указывать метод регистрации звездных изображений и учитывать флуктуации яркости фона неба в области скопления.

ной сферы). Рис. 55 показывает проекцию пространственного распределения шаровых скоплений на плоскость XU . Учет условий видимости дал А. С. Шарову основание оценить полное число шаровых скоплений в Галактике от 400 до 600 [87].

Некоторые шаровые скопления находятся так далеко от центра Галактики (NGC 2419, 100 кпс, Palomar 3 [50], 80 кпс, Pal 4, 73 кпс), что их скорее надо отнести к межгалактическим. Шаровые

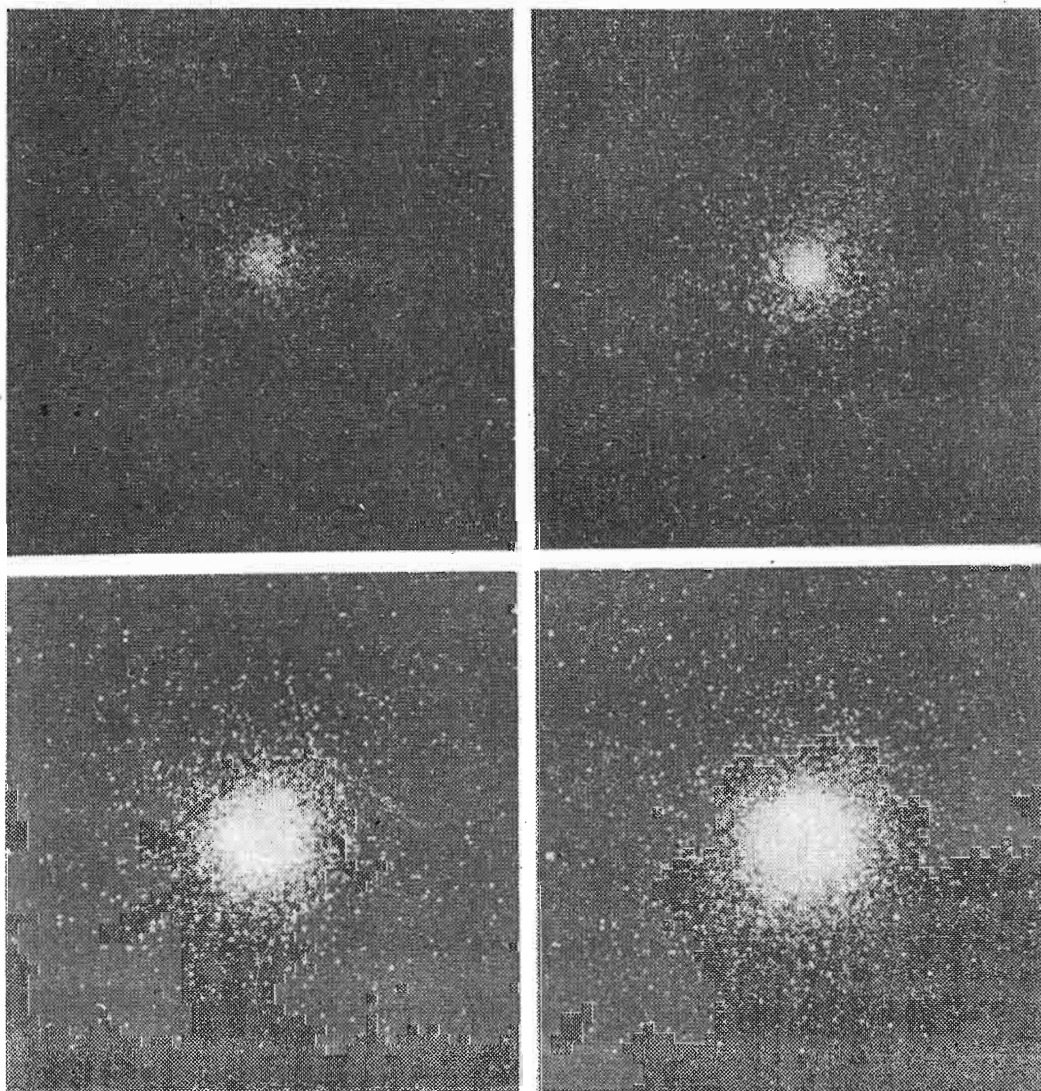


Рис. 56. Изменение внешнего вида и размеров шарового скопления M13 на фотографии при увеличении экспозиции.

скопления имеются в других галактиках (например, в Магеллановых Облаках, в M 31, M 87 и др.).

Внешний вид и размер изображения какого-нибудь скопления зависят от условий фотографирования. Рис. 56 показывает увеличение видимого диаметра шарового скопления по мере возрастания экспозиции.

48.1. Форма, концентрация, диаграмма «цвет — видимая звездная величина» шаровых скоплений. Шаровые скопления отличаются друг от друга своей формой и степенью концентрации звезд в них. Видимая форма характеризуется величиной *сплюснутости*, за которую принимают отношение $(a - b)/a$, где a и b — большой и малый диаметры изображения скопления. Большинство скоплений имеет сплюснутость от 0,1 до 0,2. В Галактике есть лишь одно скопление (NGC 6273) со сплюснутостью 0,4. Надо иметь в виду, однако, что истинная сплюснутость может быть только больше видимой. Сплюснутость, по-видимому, является следствием вращения скопления, а ось вращения может быть расположена в пространстве произвольным образом.

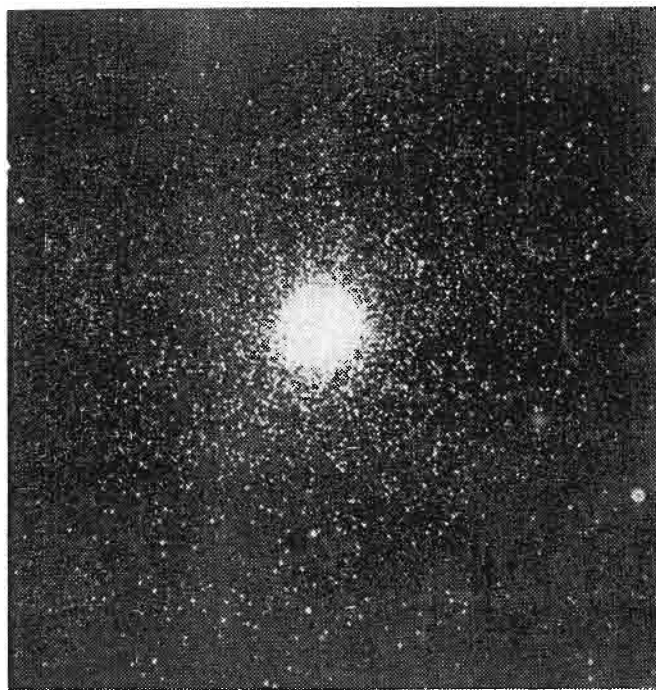


Рис. 57. Шаровые скопления с различной величиной C , характеризующей концентрацию: NGC 104 (47 Tuc), $C = 2,0$ и NGC 5053, $C = 0,8$ (внизу).

Методы изучения структуры скоплений подробно рассмотрены ниже. В свое время Шапли по внешнему виду разделил шаровые скопления на 12 классов — от наиболее концентрированных (класс I) до скоплений с наименьшей концентрацией (класс XII). Объективной оценкой концентрации звезд шарового скопления является величина C — логарифм отношения *приливного* (или *предельного*) *радиуса* к так называемому *радиусу ядра*.

Приливной радиус (RT) определяется тем расстоянием от центра скопления, при котором звезда, вышедшая за его пределы даже с нулевой

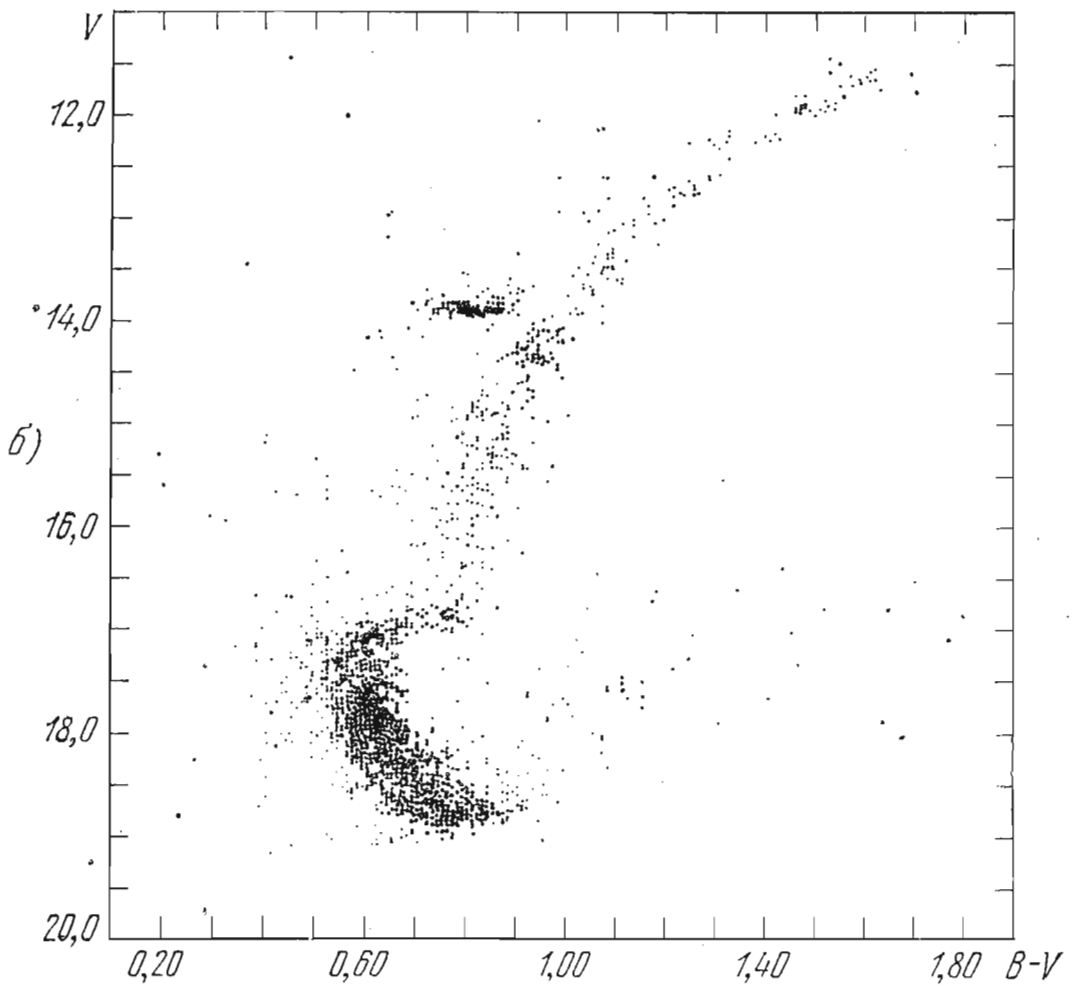
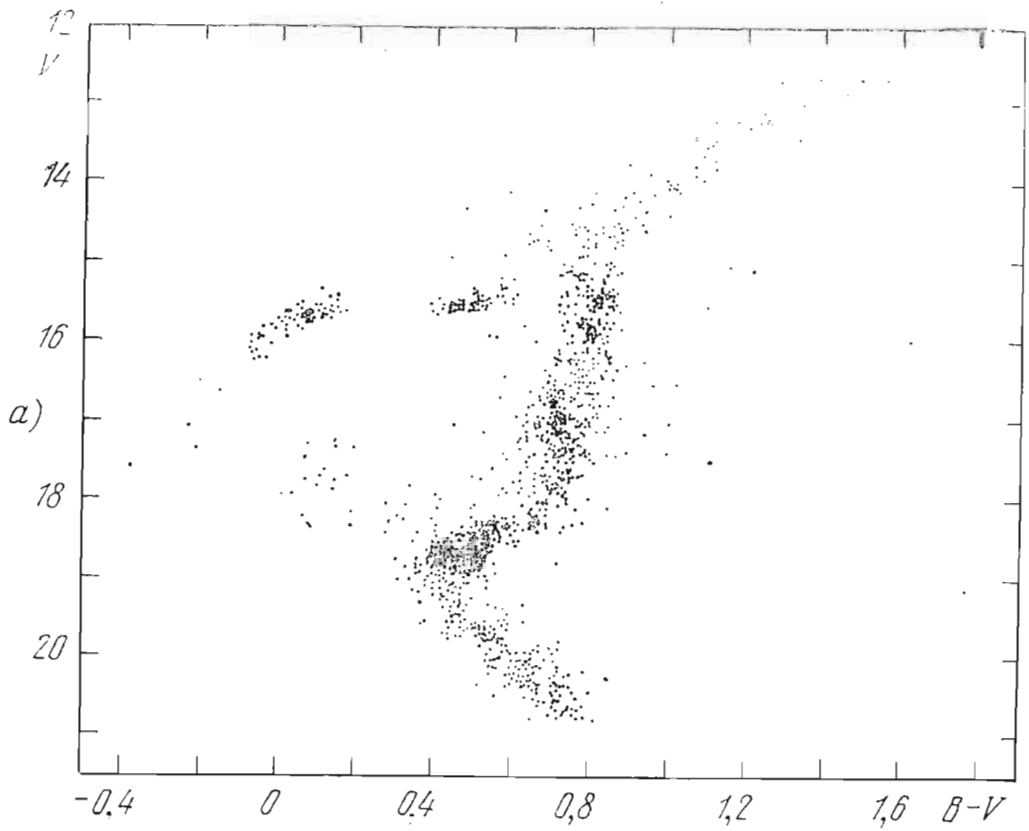


Рис. 58. Диаграмма «видимая величина — цвет»: а) для скопления М 3, б) для скопления NGC 104 (47 Тус).

скоростью, покинет скопление под влиянием гравитационных сил Галактики. Радиус ядра (RC) — понятие более или менее условное; так, например, И. Кинг [51] считает границей ядра тот радиус, при котором видимая плотность $F(r)$ уменьшается примерно вдвое по сравнению с центральной плотностью¹. Приняв RC по Кингу, мы получим, например, для скопления NGC 5053 $C = 0,8$ (значение $\lg RT = 1,15$, $\lg RC = +0,33$), а для NGC 104 = 47 Tuc $C = 2,0$ ($\lg RT = 1,68$, $\lg RC = -0,30$). Они представлены на рис. 57.

Диаграммы «цвет — величина» (обычно $V - (B - V)$) составлены уже для 70 скоплений. Они непохожи на диаграммы подавляющего большинства рассеянных скоплений и имеют весьма характерную форму (рис. 16 и рис. 58а и 58б) с их особым изгибом ветви гигантов и субгигантов и поворотом на главную последовательность (в среднем у $M_V = +4^m,0$) и с горизонтальной ветвью (в среднем при $M_V = +0^m,6$). У многих диаграмм имеется участок горизонтальной ветви шириной всего $\sim 0^m,2$ вдоль оси $B - V$ (от $+0^m,18$ до $+0^m,40$, — исправлено за поглощение!), где находятся

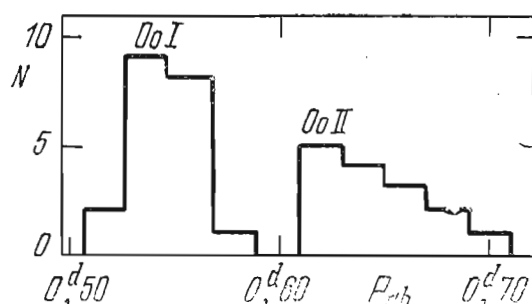


Рис. 59. Две группы шаровых скоплений по Оостергофу. P_{ab} — средний период звезд подтипа RRab в скоплении.

только короткопериодические переменные типа RR Lyr (если они имеются в данном скоплении!). Это так называемый *пробел М. Шварцшильда*.

В 1939 г. П. Оостергоф [53] обратил внимание на разделение шаровых скоплений на два класса по величинам среднего периода переменных подтипа RRab² (рис. 59). Скопления класса OoI имеют $\bar{P}_{ab} \sim 0^d,54$ (от $0^d,51$ до $0^d,59$), для

OoII $\bar{P}_{ab} \sim 0^d,65$ (от $0^d,61$ до $0^d,71$). Имеется явное отсутствие средних периодов около $0^d,60$.

В 1973 г. Т. ван Альбада и Н. Бейкер [54] пытались связать это разделение с представлением о различии в направлении звездной эволюции, которая может происходить с повышением T_{eff} (класс OoI), либо с понижением T_{eff} — класс OoII.

В 1974 г. А. В. Мионов и Н. Н. Самусь [55] нашли резкую границу значений индекса $[m/H]$, определяющего содержание тяжелых элементов³, между двумя классами Оостергофа. Эта граница соответствует значению $[m/H] = -1,5$, причем все скопления с $[m/H] < -1,5$ имеют \bar{P}_{ab} от $0^d,60$ до $0^d,70$

¹ Крон [52] принимает за радиус ядра такой, внутри которого сосредоточена 0,1 всего излучения шарового скопления. Подробнее о структуре скоплений см. раздел 50.

² Обозначения RRa, RRb и RRab объединяют переменные с асимметричными кривыми блеска; RRc обозначает синусоидальную кривую блеска.

³ $[m/H] = [\lg(Z/X)_* - \lg(Z/X)_\odot]$. Для Солнца $Z_\odot = 2 \cdot 10^{-2}$, а относительное содержание водорода X_\odot равно $\sim 0,75$.

(класс OoII), а остальные имеют $\bar{P}_{ab} = 0,54$ (класс OoI) с разбросом значений в пределах $\pm 0,02$. Современные эволюционные теории не указывают на возможность резкого изменения направления эволюции, связанного с изменениями значений металличности $[m/H]$. Предстоят дальнейшие поиски исчерпывающего объяснения разделения Оостергофа и помеченных корреляций (см. также [56]).

Горизонтальную ветвь (а вместе с нею и само скопление) можно характеризовать отношением числа звезд (R) справа от пробела Шварцшильда (более красных) к числу более голубых (B) — слева от пробела. Иногда используют как морфологический параметр индекс $\alpha = B/(B + R)$. Были предложены и другие характеристики горизонтальной ветви, например, среднее значение цвета *всех* звезд горизонтальной ветви.

Специальные исследования интегральных спектров скоплений и в некоторых случаях спектров отдельных звезд ряда шаровых скоплений показали, что они бедны металлами (точнее — элементами тяжелее водорода и гелия), хотя и в разной степени для разных скоплений. Некоторые особенности диаграммы Г — Р, а также индекс α оказались тесно связанными с величиной $[m/H]$. В частности, при изменении $[m/H]$ от -2 до 0 индекс α изменяется от 1 до 0 .

48.2. Видимые диаметры шаровых скоплений. Основываясь на подсчетах звезд — членов шаровых скоплений, многие исследователи определяли видимые угловые диаметры шаровых скоплений теми границами, где кончалось стремительное падение видимой звездной плотности. Однако мы уже видели, что лишь одно увеличение экспозиции при фотографировании меняет измеряемый диаметр шарового скопления (рис. 56). В разделах 49 и 50 будет проведен подробный анализ этих подсчетов.

Б. В. Кукаркин [57] провел тщательное сравнение всех определений видимых диаметров шаровых скоплений и убедился, что они весьма чувствительны к межзвездному поглощению, а также к атмосферной экстинкции. Все определения радиусов скоплений (по подсчетам звезд, по глазомерным оценкам фотографических изображений и т. д.) он привел к единой системе, опирающейся в конечном счете на величины упомянутых выше приливных радиусов, с которыми оказались в линейной зависимости глазомерные оценки по фотографиям, а также фотометрические определения тех радиусов, внутри которых заключено $0,9$ всего потока излучения скопления.

48.3. Определение расстояний до шаровых скоплений. Расстояние до шарового скопления может быть определено одним из следующих способов.

1. По средней видимой звездной величине некоторого (выбранного по тем или иным соображениям) числа самых ярких звезд ветви гигантов, имея в виду, что их средняя абсолютная звездная

(класс $OoII$), а остальные имеют $\bar{P}_{ab} = 0,54$ (класс OoI) с разбросом значений в пределах $\pm 0,02$. Современные эволюционные теории не указывают на возможность резкого изменения направления эволюции, связанного с изменениями значений металличности $[m/H]$. Предстоят дальнейшие поиски исчерпывающего объяснения разделения Оостергофа и подмеченных корреляций (см. также [56]).

Горизонтальную ветвь (а вместе с нею и само скопление) можно характеризовать отношением числа звезд (R) справа от пробела Шварцшильда (более красных) к числу более голубых (B) — слева от пробела. Иногда используют как морфологический параметр индекс $\alpha = B/(B + R)$. Были предложены и другие характеристики горизонтальной ветви, например, среднее значение цвета *всех* звезд горизонтальной ветви.

Специальные исследования интегральных спектров скоплений и в некоторых случаях спектров отдельных звезд ряда шаровых скоплений показали, что они бедны металлами (точнее — элементами тяжелее водорода и гелия), хотя и в разной степени для разных скоплений. Некоторые особенности диаграммы $\Gamma - P$, а также индекс α оказались тесно связанными с величиной $[m/H]$. В частности, при изменении $[m/H]$ от -2 до 0 индекс α изменяется от 1 до 0 .

48.2. Видимые диаметры шаровых скоплений. Основываясь на подсчетах звезд — членов шаровых скоплений, многие исследователи определяли видимые угловые диаметры шаровых скоплений теми границами, где кончалось стремительное падение видимой звездной плотности. Однако мы уже видели, что лишь одно увеличение экспозиции при фотографировании меняет измеряемый диаметр шарового скопления (рис. 56). В разделах 49 и 50 будет проведен подробный анализ этих подсчетов.

Б. В. Кукаркин [57] провел тщательное сравнение всех определений видимых диаметров шаровых скоплений и убедился, что они весьма чувствительны к межзвездному поглощению, а также к атмосферной экстинкции. Все определения радиусов скоплений (по подсчетам звезд, по глазомерным оценкам фотографических изображений и т. д.) он привел к единой системе, опирающейся в конечном счете на величины упомянутых выше приливных радиусов, с которыми оказались в линейной зависимости глазомерные оценки по фотографиям, а также фотометрические определения тех радиусов, внутри которых заключено $0,9$ всего потока излучения скопления.

48.3. Определение расстояний до шаровых скоплений. Расстояние до шарового скопления может быть определено одним из следующих способов.

1. По средней видимой звездной величине некоторого (выбранного по тем или иным соображениям) числа самых ярких звезд ветви гигантов, имея в виду, что их средняя абсолютная звездная

величина коррелирует с величиной $[m/H]$, что дает возможность, если известно $[m/H]$, найти M .

2. По диаграмме «цвет — звездная величина», имея в виду, что в среднем область пробела Шварцшильда горизонтальной ветви имеет $M_V = +0^m,6$. Этот метод аналогичен методу определения r по диаграмме «цвет — видимая звездная величина» рассеянных скоплений.

M_V горизонтальной ветви можно определить по звездам типа RR Lyr. Иногда принимают во внимание, что \bar{M}_{RR}^1 коррелирует с величиной $[m/H]$.

Абсолютная величина переменных звезд RR Lyr M_{RR} показывает реальную дисперсию значений даже для переменных одного скопления, а разные скопления могут иметь несколько различные средние значения M_{RR} .

3. По немногочисленным долгопериодическим цефеидам типа CW (которые в среднем на $1^m,5$ слабее, чем классические цефеиды Сд тех же периодов). Можно использовать и другие типы физических переменных и даже новые звезды, изредка встречающиеся в шаровых скоплениях.

4. Для некоторых типов шаровых скоплений модуль расстояния $V - M_V$ можно также определить по видимой интегральной звездной величине $V_{\text{инт}}$, имея в виду, что параметр концентрации C коррелирует с $M_{V \text{ инт}}$:

$$M_V = -2^m,61 \cdot C - 3^m,29,$$

как это было получено по данным для 101 скопления в [56].

5. Истинный модуль расстояния Mod_0 можно определить по видимому диаметру d с учетом M_V , $[m/H]$, а также зависимости линейных диаметров скоплений от расстояния от галактической плоскости (от z -координаты).

В [57] выведена формула для Mod_0 , учитывающая эти факторы:

$$\text{Mod}_0 = a + b \lg d + c M_V + d \cdot \left[\frac{m}{H} \right] + e \lg |z|.$$

По данным о 47 скоплениях была получена следующая формула:

$$\text{Mod}_0 = 15,17 - 3,52 \lg d - 0,26 M_V - 0,28 \left[\frac{m}{H} \right] + 1,52 \lg |z|.$$

$$\pm 0,32 \quad \pm 0,05 \quad \pm 0,14 \quad \pm 0,13$$

Везде указаны средние квадратичные ошибки.

¹ Имеются в виду средние M_{RR} за период, усредненные затем для всех переменных скопления.

49. Методы определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении

49.1. Аналитические методы. Звездная плотность как функция расстояния r от центра скопления $f(r)$ может быть определена на основе звездных подсчетов. В случае сферически-симметричного скопления проблема перехода от функции $F(r)$ видимого распределения звездной плотности к $f(r)$ была решена в 1908 г. Г. Цейпелем¹. В 1949 г. П. Н. Холопов [58] обобщил аналитический метод Цейпеля на случай сфероидального скопления, какими являются многие как шаровые, так и рассеянные скопления. Он разработал свою методику проведения звездных подсчетов и, применив ее затем к ряду скоплений, подтвердил различный ход $F(r)$ для звезд разного блеска (что эквивалентно различию в распределении звезд разной светимости). В итоге большого цикла работ Холопов выявил три структурные зоны у каждого скопления: ядро, промежуточную зону и обширную корону. Исследование корон, сначала у шаровых, а позднее и у рассеянных скоплений, открыло новую эпоху в изучении этих важных составных частей Галактики.

Рассмотрим переход от функции $F(r)$ к функции $f(r)$ для случая сферически-симметричного скопления.

Рис. 60 показывает, что результат подсчета звезд в пределах некоторой малой площадки вокруг точки A , находящейся на видимом расстоянии r от центра скопления, получится интегрированием функции пространственной плотности всех звезд на пути AB :

$$F(r) = \int_{-\sqrt{R^2-r^2}}^{\sqrt{R^2-r^2}} f(\rho) dz = 2 \int_0^{\sqrt{R^2-r^2}} f(\rho) dz, \quad \text{где } \rho^2 = r^2 + z^2.$$

Рассмотрим точку C на луче зрения AB и на расстоянии ρ от центра, $DC = z$, причем z будем считать положительным на отрезке DB и отрицательным — на DA . Перейдем теперь от переменной z к ρ , имея в виду, что $dz = \rho d\rho / \sqrt{\rho^2 - r^2}$. Тогда

$$F(r) = 2 \int_r^R f(\rho) \frac{\rho d\rho}{\sqrt{\rho^2 - r^2}}. \quad (66)$$

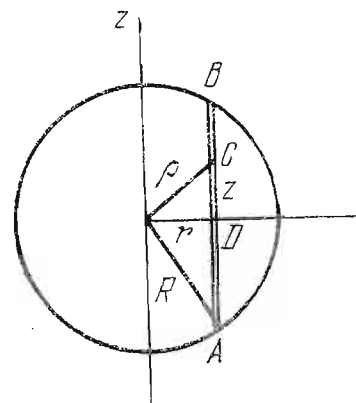


Рис. 60. К подсчетам звезд в звездном скоплении. Координата z направлена вдоль луча зрения.

¹ Цейпель рассмотрел задачу о диффузном объекте с градиентом плотности к его центру, а затем применил свой метод к звездному скоплению.

Это интегральное уравнение связывает полученную из подсчетов звезд функцию видимой звездной плотности $F(r)$ с искомой функцией истинной звездной плотности $f(r)$ в скоплении. Решение этого уравнения (66) может быть проведено следующим образом.

1) Вычислим интеграл (66) по частям, принимая (что вполне естественно), что $f(R) = 0$:

$$F(r) = -2 \int_r^R \sqrt{\rho^2 - r^2} f'(\rho) d\rho.$$

2) Продифференцируем $F(r)$ по параметру r :

$$F'(r) = 2r \int_r^R f'(\rho) d\rho / (\rho^2 - r^2)^{1/2}.$$

3) Умножим $F'(r)$ на $dr (r^2 - r_1^2)^{-1/2}$, где $r_1 < R$, и проинтегрируем от r_1 до R :

$$\int_{r_1}^R \frac{F'(r) dr}{(r^2 - r_1^2)^{1/2}} = 2 \int_{r_1}^R \frac{r dr}{(r^2 - r_1^2)^{1/2}} \int_r^R \frac{f'(\rho) d\rho}{(\rho^2 - r^2)^{1/2}}.$$

4) Изменим порядок интегрирования (при этом должны измениться и пределы интегрирования):

$$\int_{r_1}^R \frac{F'(r) dr}{(r^2 - r_1^2)^{1/2}} = \int_{r_1}^R f'(\rho) d\rho \int_{r_1}^{\rho} \frac{2r dr}{(\rho^2 - r^2)^{1/2} (r^2 - r_1^2)^{1/2}}.$$

5) Интегрирование второго множителя в правой части последнего уравнения дает π , так что:

$$\int_{r_1}^R \frac{F'(r) dr}{(r^2 - r_1^2)^{1/2}} = \pi \int_{r_1}^R f'(\rho) d\rho = -\pi f(r_1).$$

Заменяя r на ρ , а r_1 на r , получим искомую функцию $f(r)$ как

$$f(r) = -\frac{1}{\pi} \int_r^R \frac{F'(\rho) d\rho}{(\rho^2 - r^2)^{1/2}} = -\frac{1}{\pi} \int_0^{(R^2 - r^2)^{1/2}} \frac{F'(r^2 + z^2)^{1/2} dz}{(r^2 + z^2)^{1/2}}.$$

Решение исходного интегрального уравнения можно записать в форме:

$$f(r) = \frac{1}{\pi} \int_0^{(R^2 - r^2)^{1/2}} \Phi(r^2 + z^2)^{1/2} dz, \quad (67)$$

где функция $\Phi(r)$ есть обозначение выражения $-\frac{1}{r} \frac{dF(r)}{dr}$. Таким образом, по наблюдаемой кривой $F(r)$ сначала определяют

значения $F'(r)$. При этом нет надобности заранее учитывать влияние звездного фона, если он постоянен, так как в формулу (67) входит не сама функция $F(r)$ видимого распределения числа звезд, а лишь ее производная $dF(r)/dr$, которая одна и та же для $F(r) + C$ при любом C . Звезды фона можно считать распределенными равномерно по всей видимой площади, занимаемой скоплением. Их число войдет в величину C . Таким образом, при определении $f(r)$ используются непосредственные подсчеты звезд, по которым можно вычислить значения функции $\Phi(r)$ и, наконец, численным интегрированием найти $f(r)$. Практически подсчеты ведутся в концентрических кольцах, и по ним вычисляется среднее значение видимой звездной плотности, рассчитанное на единицу площади.

Г. Пламмер [59] использовал подсчеты звезд в параллельных полосках, пересекающих все скопление. Пусть $F(r)$ определяет среднюю видимую плотность в полосках шириной dr (между линиями, соответствующими r и $r + dr$). Пространственная плотность получается как $f(r) = -F'(r)/2\pi r$.

49.2. Численные методы. Метод численного определения хода плотности был предложен А. Валленквистом [60] для сферических скоплений и обобщен позднее П. Н. Холоповым [61] на случай сфероидальных скоплений.

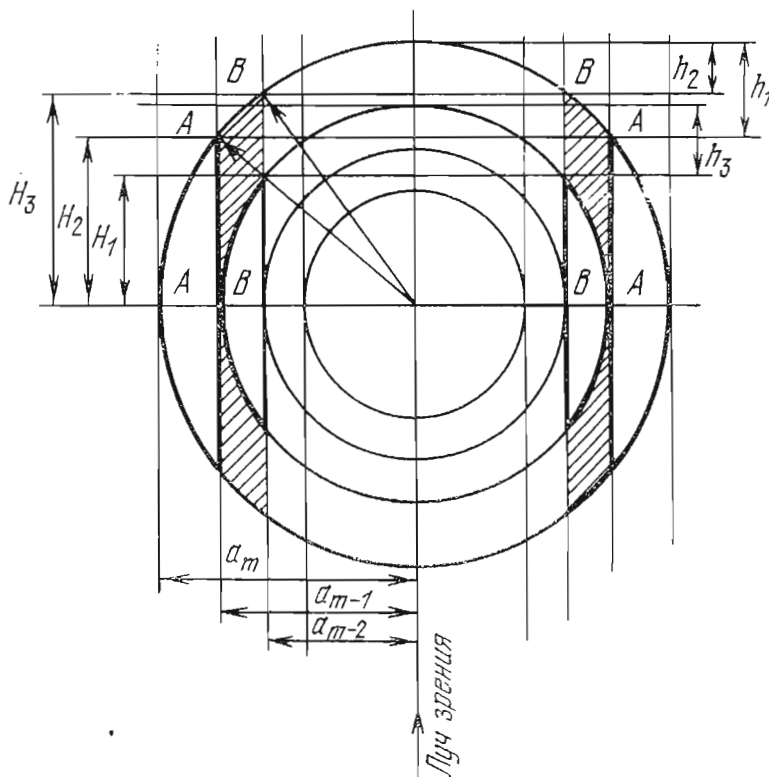


Рис. 61. К методу численного определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении.

Рассмотрим сферическое скопление. На рис. 61, плоскость которого включает луч зрения, изображены линии пересечения этой

плоскостью концентрических сферических слоев, которые мы будем считать слоями однородной плотности (чем больше будет таких слоев, тем детальнее получится картина распределения пространственной плотности в скоплении). Там же изображены линии пересечения плоскостью чертежа цилиндров, охватывающих эти концентрические сферические слои.

На основе подсчетов звезд в кольцевых зонах в картинной плоскости можно определить ход пространственной звездной плотности от периферии к центру следующим образом.

Подсчет звезд во всем внешнем кольце A , деленный на объем этого кольца, очевидно, даст среднюю пространственную плотность звезд в нем. Объем кольцевой зоны A равен: объему шара радиуса a_m минус объем цилиндра радиуса a_{m-1} и высотой $2H_2$, минус объем двух полярных шапок радиуса a_{m-1} и высотой h_1 , причем $H_2 + h_1 = a_m$. Звезды фона можно предположить распределенными равномерно по всей видимой площади скопления и его непосредственных окрестностей и по подсчетам в соседних площадках определить их видимую плотность и учесть ее влияние на подсчеты звезд в пределах с а м о г о скопления.

В подсчет звезд в более близкой к центру зоне B войдут не только звезды, расположенные в ней самой, но и звезды внешней зоны, проецирующиеся на нее (соответствующие объемы пространства заштрихованы на рис. 61). Объем этой части внешней зоны можно определить как объем шара радиуса a_m минус объем цилиндра радиуса a_{m-2} и высотой $2H_3$, минус объемы кольцевых слоев, соответствующих внешней зоне A и самой зоне B , и минус объемы двух полярных шапок радиуса a_{m-2} и высотой h_2 . Полученная ранее плотность внешней зоны, умноженная на объем заштрихованных областей, даст число звезд, которое надо вычесть из подсчета звезд в кольцевой зоне B . Остаток, деленный на объем кольцевого слоя B , т. е. на объем шара радиуса a_{m-1} , минус объем цилиндра радиуса a_{m-2} с высотой $2H_1$ и минус объем двух полярных шапок радиуса a_{m-2} и высотой h_3 , даст звездную плотность во втором сферическом слое. При этом $H_3 + h_2 = a_m$, а $H_1 + h_3 = a_{m-1}$. Переходя таким образом от одного слоя к другому, можно последовательно определить их звездную плотность. И так вплоть до того внутреннего слоя, в котором еще можно проводить звездные подсчеты.

Если скопление обнаруживает сплюснутость η , где η — отношение малой оси эллипса к большой, т. е. если скопление имеет сфероидальную форму, то к нему можно, как это предложил А. С. Шаров [62], применить теорию аффинных преобразований, что делает решение проблемы весьма простым и изящным, так как позволяет воспользоваться описанной выше более простой схемой решения для случая сферического скопления. Подсчеты в этом случае надо вести в эллиптических концентрических зонах.

А затем, считая их кольцами с радиусами, равными большому полуосям последовательности эллипсов, начиная от самого внешнего, определять их объемы в приведенной выше схеме сферического скопления. Аффинные преобразования¹ (при переходе от сфер к сфероидам) изменяют объемы в отношении η независимо от угла между малой осью скопления и лучом зрения. Это значительно упрощает расчеты для сфероидального случая.

50. Структура звездного скопления

Используя подсчеты звезд в концентрических кольцах (круговых или эллиптических), П. Н. Холопов получил сглаженный ход функции $f(r)$, осредненной по разным направлениям (рис. 62). Выявилось наличие следующих зон с различными градиентами пространственной плотности: *ядро*, *промежуточная зона* и *корона* скопления. Звезды, составляющие корону, не являются продуктами диссипации, т. е. звездами, которые, получив скорости больше критической, покидают скопление², — они образовались одновременно со всем скоплением и составляют с ним одно целое.

Величина r_1 , соответствующая границе ядра, принималась раньше за радиус всего скопления. Радиус r_2 , до которого теперь можно проследить корону, в 2—10 раз больше r_1 . Чем массивнее скопление, тем больше радиус ядра и размеры короны. Отношение r_2/r_1 , т. е. отношение радиуса короны к радиусу ядра, коррелирует с массой скопления — у бедных скоплений с малой интегральной массой это отношение 2—3, у богатых скоплений — 4—10. Для большинства скопле-

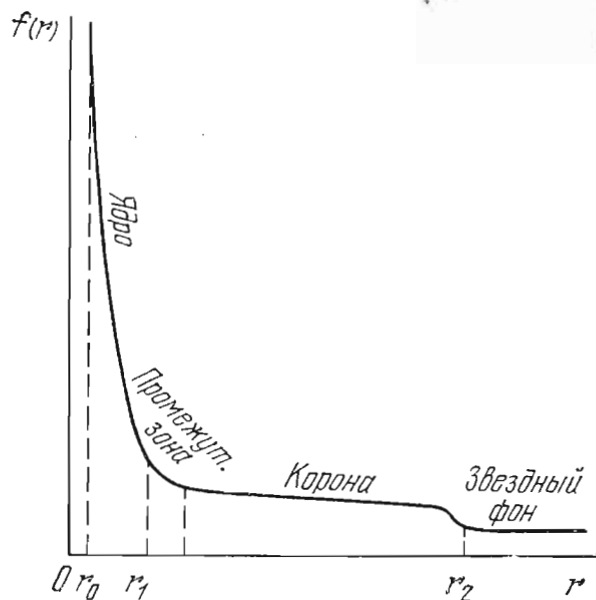


Рис. 62. Схематический чертеж кривой $f(r)$ для звездного скопления сферической формы, выявляющий наличие ядра, промежуточной зоны и обширной короны. До r_0 подсчеты невозможны.

¹ Аффинные преобразования при переходе от одной плоскости проекции к другой сохраняют неизменными параллельность прямых, отношение площадей (в пространстве — отношение объемов), прямые переходят в прямые, эллипсы в эллипсы (или в окружность, так как эти две кривые являются «аффинно-родственными»), параболы в параболы, и т. д.

² Некоторое количество звезд, диссипировавших из скопления, располагается, вероятно, за пределами короны.

ний даже при очень малой плотности короны число звезд в ней сравнимо с числом звезд во внутренних частях скопления.

В шаровых скоплениях звезды разной светимости иногда образуют эллипсоиды вращения, эксцентриситеты и расположение осей которых различны. Иначе говоря, поверхности равной звездной плотности не всегда подобны и подобно расположены. Различие в ориентировке осей доходит до $20-30^\circ$, в редких случаях до 70° . Более массивные звезды в среднем образуют внутренние области скоплений, а менее массивные в среднем — внешние.

Подытоживая сказанное о проблеме перехода от распределения видимой плотности скопления к истинному ее распределению, надо отметить, что ошибки звездных подсчетов, связанные с трудностями счета в центральных зонах и с влиянием флуктуаций фона в периферических зонах, могут вызвать определенную неуверенность в численных значениях соответствующих параметров искомого распределения плотности.

Любопытно отметить, что при совершенно ином масштабе явлений такие объекты, как карликовые галактики, эллиптические галактики и даже скопления галактик, обнаруживают сходную структуру — деление на ядерную область и обширную корону, которую также отделяет от ядра промежуточная зона. И здесь может наблюдаться различие в ориентировке эллипсоидов внешних и внутренних областей этих объектов.

51. Функция светимости для звезд шаровых скоплений

Для нескольких шаровых скоплений построена функция светимости $\varphi(M)$. Ее не удается пока проследить далеко в область

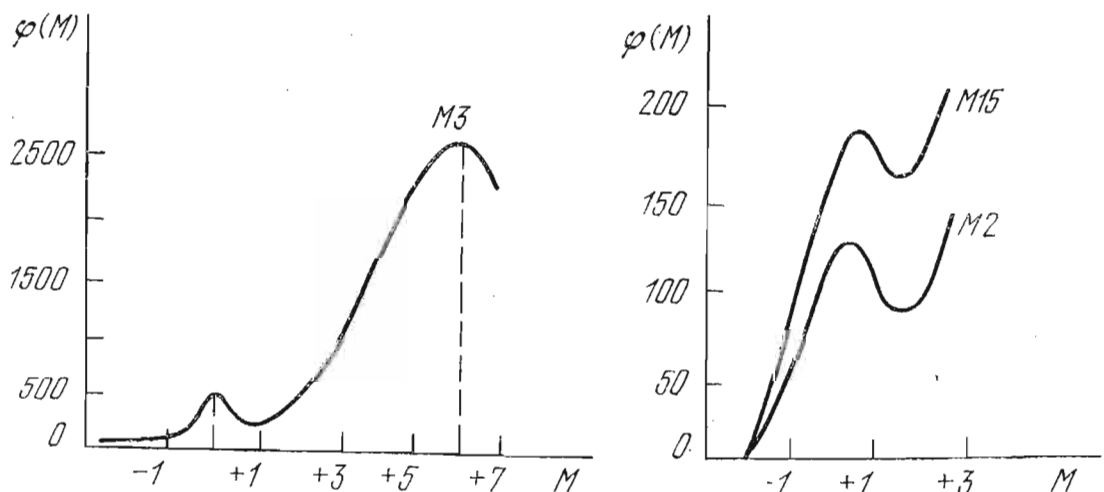


Рис. 63. Функции светимости звезд шаровых скоплений М 3, М 15 и М 2.

слабых звезд, но уже обнаружен ряд любопытных особенностей (например, максимум около $M = 0^m$). На рис. 63 помещены $\varphi(M)$

для М 3, М 2 и М 15. По 44 500 звездам скопления М 3, подсчитанным до $m = 22^m,5$, А. Сэндидж [63] нашел, что 90% светового потока скопления дают звезды я р ч е $M = +4^m,0$, а привлечение зависимости «масса — светимость» показало, что 93% массы приходится на звезды с л а б е е $M = +4^m,0$! По его подсчетам, вероятно, белые карлики дают 0,285 общей массы скопления, т. е. их число должно быть 48 500! Это, может быть, является косвенным аргументом в пользу предположения об их многочисленности в нашей Галактике.

52. Функция интегральной светимости шаровых скоплений

По материалам каталога шаровых скоплений Б. В. Кукаркина [57] была построена функция интегральных светимостей этих скоплений, которая показывает несколько асимметричное распределение с модой около $M_{\text{инт}} = -7^m,0$ (рис. 64).

53. Возраст звездных скоплений и их положение в Галактике

Самые молодые рассеянные скопления (не старше 10^7 лет) ассоциированы со спиральными ветвями Галактики. Скопления промежуточного возраста связаны с диском Галактики и слабее концентрируются к галактической плоскости.

Шаровые скопления (оценка их возраста дает $\sim 10^{10}$ лет) можно подразделить на две группы. Скопления с интегральным спектром, более ранним, чем F 8,5, образуют сферическую подсистему, причем, по-видимому, самые бедные металлами (и, вероятно, наиболее старые) располагаются на периферии, тогда как более богатые металлами — ближе к центру. Другая группа — шаровые скопления в основном спектральных классов F 8,5 — G — имеют меньшие z-координаты и образуют некую сплюснутую систему, окружающую центральную область Галактики и распространяющуюся до $R = \sim 10$ кпс (рис. 65). Таким образом, шаровые скопления этой группы образуют подсистему промежуточной составляющей и заполняют

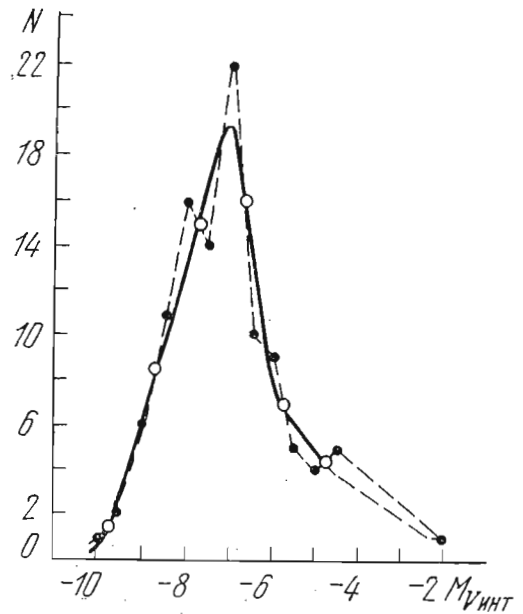


Рис. 64. Функция интегральной светимости для шаровых скоплений. Точки и штриховая линия — данные подсчетов N в интервалах $M_{\text{инт}} = \pm 0^m,5$, кружки и сплошная линия — результат осреднений двух соседних значений N .

ограниченный объем, отмеченный редкой штриховкой. Густой штриховкой отмечена центральная область Галактики радиусом ~ 3 кпс.

Наличие шаровых скоплений в таких несхожих меж собой звездных системах, как эллиптическая галактика $M 87 = NGC 4486 =$ радиоисточник Vir A, спиральная галактика $M 31 = NGC 224$ (большая туманность Андромеды) и Магеллановы Облака, заставляет предполагать, что образование шаровых скоплений происходило на ранних этапах формирования (иначе — получение окончательной формы) самих галактик.

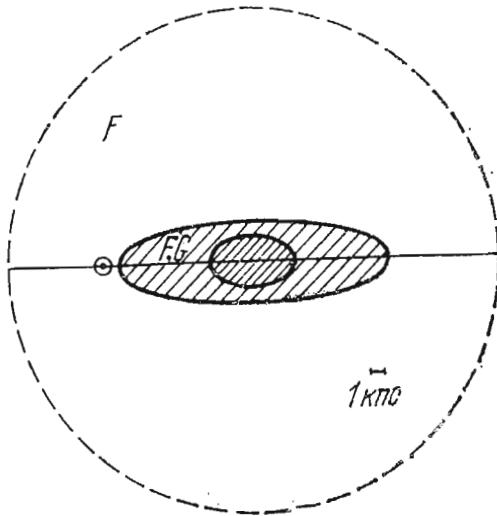


Рис. 65. Две группы шаровых скоплений в Галактике (по А. С. Шарову).

Возрасты отдельных шаровых скоплений можно оценить по некоторым особенностям их диаграмм. Так, например, одной из характеристик возраста шарового скопления может служить значение абсолютной звездной величины (исправленное за межзвездное поглощение) *точки поворота* на Главную Последовательность.

Полная дисперсия возрастов шаровых скоплений, вероятно, соответствует различию возраста сферической составляющей Галактики (ее гало) и плоской составляющей.

В других галактиках встречаются молодые шаровые скопления, о чем можно судить по их голубому цвету и наличию в них классических цефеид. Так, в Магеллановых Облаках 40% шаровых скоплений голубые, в галактике $M 31$ (And) $\sim 4\%$ являются молодыми. В галактике $M 33$ (Tri) $\sim 60\%$ голубых скоплений, вероятно, это тоже шаровые скопления. В нашей Галактике, по-видимому, имеется лишь одно (что составляет меньше 1%) голубое скопление — это богатый комплекс, известный под названием $Cyg\ OB\ II = Cyg\ II$.

54. Звездные ассоциации

Тенденцию В-звезд образовывать группировки впервые заметили Я. Каптейн и А. Эддингтон еще в 1914 г. Такими группировками оказались яркие В-звезды в созвездиях Sco — Cen, а также В-звезды, связанные с большой туманностью Ориона. С другой стороны, еще в 1857 г. О. В. Струве отметил группу неправильных переменных (впоследствии названных орионовыми переменными), связанных с туманностью Ориона. К 1904 г. в этой группе насчитывалось уже 70 членов. Это первая известная Т-ассоциация. В 1924 г. М. Вольф обнаружил подобную группу в скоплении NGC 2264, оказавшемся, как это выяснилось в последние годы, одним из самых молодых скоплений.

В 1947 г. В. А. Амбарцумян и Б. Е. Маркарян обратили внимание на то, что некоторые группировки горячих звезд высокой

светимости спектральных классов О и ранних В, получивших впоследствии название ОВ-ассоциаций, должны быть сравнительно молодыми ($10^5 - 10^7$ лет). Число ОВ-звезд в ассоциациях достигает ста. В такие ассоциации иногда входят звезды типа Вольфа — Райе (WR), которые в этом состоянии могут существовать не более 10^6 лет. В 1947 г. считалось, что средняя звездная плотность членов ассоциации $\sim 3 \cdot 10^{-5} - 8 \cdot 10^{-4}$ звезды/пс³, тогда как вблизи Солнца звездная плотность составляет $\sim 0,1$ звезды/пс³. Эта небольшая добавка к средней звездной плотности звезд поля не могла обеспечить ассоциациям динамической устойчивости против приливных сил Галактики, устойчивости, которой обладают рассеянные и, в особенности, шаровые скопления. Создавалось впечатление, что ассоциации не просто состоят из молодых звезд, но и сами молоды. В те годы возникло предположение, что звезды, входящие в ассоциацию, разлетаются из того места, где все они не так давно образовались. Однако точность измерения μ далеких ОВ-звезд пока недостаточна, чтобы подтвердить или опровергнуть предположение об их разлете.

Кроме ОВ-ассоциаций были обнаружены, как было сказано, группировки переменных звезд типа Т Тельца: Т-ассоциации. Кажется, что пространственная плотность Т-ассоциаций также представляет собой лишь небольшую добавку к средней звездной плотности. Число звезд типа Т Тау в Т-ассоциациях от одного десятка до нескольких десятков. Лишь большая и самая близкая из известных Т-ассоциаций (ассоциация в Орионе) насчитывает больше 500 переменных.

Принимая во внимание молодость членов звездных ассоциаций и предполагая эти системы неустойчивыми, распадающимися, В. А. Амбарцумян сделал вывод о продолжающемся процессе звездообразования в Галактике. Это послужило стимулом дальнейших многочисленных исследований и оказало большое влияние на последующее развитие звездной космогонии.

В дальнейшем выяснилось, что в объеме пространства, занимаемом ОВ-ассоциацией, помимо звезд поля и звезд ассоциации, имеется большое количество слабых звезд других спектральных классов, вплоть до класса М, а также неправильные переменные звезды низкой светимости спектральных классов F5e — Me, характерные для Т-ассоциаций, т. е. такие ОВ-ассоциации являются одновременно и Т-ассоциациями. Если ОВ-ассоциация находится далеко от нас, в ней не видны звезды низкой светимости. Кроме того, большие массы водорода, обнаруженного в звездных ассоциациях радиоастрономическими методами, а также наличие в них пылевой материи, увеличили еще больше общую массу, повысили среднюю плотность, поставили под сомнение вопрос о динамической неустойчивости и стерли границу между рассеянными скоплениями и ассоциациями. Таким образом, в настоящее время о

возрасте членов звездной ассоциации надо говорить, опираясь в основном на астрофизические данные о самих звездах и исходя из современных представлений об эволюции звезд разной массы. Сами же ассоциации представляют собой звездные скопления (или группы скоплений), вероятно, еще формирующиеся из газопылевой материи [64, 65].

В ядрах ассоциаций встречаются кратные звезды типа трапеции Ориона, которые также считались динамически неустойчивыми и поэтому, следовательно, молодыми. Однако исследование устойчивости трапеций с учетом влияния всех членов ассоциации (или скопления) приводит к пересмотру вывода об их неустойчивости. Специальные исследования 42 систем типа трапеции Ориона на основе точных наблюдений в течение 77 лет [66] вообще не показали расширения этих систем (см. также [67]).

Характерные размеры звездных ассоциаций — от 30 до 200 пс для ОВ-ассоциаций и от нескольких пс до десятков пс для Т-ассоциаций. Ассоциации показывают заметную галактическую концентрацию и вместе с областями Н II, облаками поглощающей свет пылевой материи и молодыми звездными скоплениями, вероятно, располагаются вдоль спиральных ветвей Галактики (см. рис. 80). Общее число известных ОВ-ассоциаций около 100 на расстояниях до 3,5 кпс, причем половина из них расположена ближе 1,5 кпс. Это дает основание предположить, что полное их число в Галактике около 4000. Т-ассоциаций известно около 40 на расстояниях меньше 0,5 кпс. Поэтому полное число их может быть много больше, чем число ОВ-ассоциаций.

Звездные ассоциации обнаружены и в других галактиках, где они определенно входят в состав спиральных ветвей, либо в состав звездных облаков неправильных галактик. В некоторых галактиках обнаружены *сверхассоциации* — большие комплексы горячих гигантов и газовых туманностей. Их размеры около 600 пс, а интегральная абсолютная звездная величина M_V от -14^m до -16^m . При исследовании 139 галактик по снимкам POSS найдена 21 сверхассоциация в галактиках типов Sb — Sc и Irr. Знаменитая 30 Dor в Большом Магеллановом Облаке является сверхассоциацией (скопление горячих гигантов и туманности Тарантул) с $M = -15^m,0$ и диаметром ~ 600 пс. На расстоянии 10 Мпс сверхассоциация в галактике выглядит как звезда, тогда как на этом расстоянии нельзя увидеть даже сверхгигант; заметить можно было бы лишь сверхновую звезду в максимуме ее блеска.

55. Поглощение света в межзвездном пространстве

55.1. Межзвездная материя и поглощение света. Как уже было сказано, кроме звезд в Галактике имеется межзвездная материя, в том числе газовые, газопылевые или пылевые облака, поглощающие и отражающие свет или побуждаемые к свечению излучением соседних горячих звезд; межзвездная материя составляет несколько процентов общей массы системы (около 3—5% в сред-

нем по всей Галактике и, может быть, до 10—15% в ветвях). Сюда относятся: газовые галактические туманности (включая планетарные туманности и остатки вспышек сверхновых звезд), твердые частицы и их облака, образующие темные туманности, если рядом нет освещающей их звезды (в противном случае они становятся светлыми туманностями), свободные молекулы (иногда довольно сложные, как, например, формамид, ацетальдегид, формальдегид и др.¹), атомы, ионы и элементарные частицы, которые могут проявлять себя в межзвездных линиях поглощения или излучения как в оптическом, так и в радиодиапазонах спектра электромагнитных колебаний. Плотность межзвездной материи 10^{-20} — 10^{-25} г/см³. Средняя плотность 10^{-23} г/см³.

Еще в XVIII в. Ж. Шезо и В. Гершель высказывали смутные догадки о возможном поглощении света звезд. Более определенно об этом писал В. Я. Струве, который в 1847 г. даже оценил среднюю величину поглощения.

В 1930 г. Р. Тремплер нашел неопровержимые свидетельства поглощения света при изучении рассеянных скоплений. Он обнаружил, что линейные диаметры рассеянных скоплений, вычисленные по r , а также их избытки цвета CE возрастают с расстоянием r (рис. 66, а и б).

Если сделать естественное предположение, что размеры рассеянных скоплений одного и того же типа везде в Галактике приблизительно одинаковы, то кажущееся возрастание линейного диаметра скопления с расстоянием r можно объяснить наличием межзвездного поглощения. Чтобы устранить обнаруженную зависимость размеров скоплений от их расстояния от нас, Тремплер

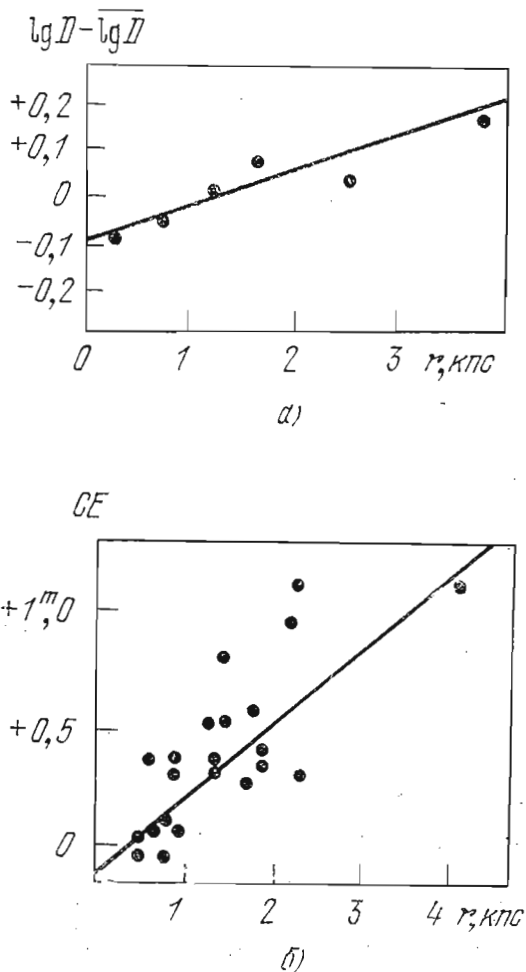


Рис. 66. Линейные диаметры (а) и избытки цвета (б) рассеянных скоплений показали увеличение с расстоянием (Р. Тремплер).

¹ К 1977 г. обнаружено около тридцати пяти видов сложных молекул в межзвездном пространстве [29]. Каждый год приносит открытия новых видов межзвездных молекул.

предположил, что на протяжении 1 кпс поглощение в среднем равно $0^m,67$ в фотографических лучах. На самом деле, конечно, каждое скопление, т. е. каждое направление, требует своего собственного определения величины поглощения.

Поглощение света звезд сопровождается их покраснением (рис. 66, б), т. е. поглощение света межзвездной средой носит



Рис. 67. Темная туманность «Конская голова» в созвездии Ориона.

с е л е к т и в н ы й характер, иначе говоря, зависит от длины волны регистрируемого излучения (см. 55.3). Обнаружение селективности поглощения было окончательным доказательством существования в Галактике диффузной поглощающей свет материи.

Поглощающая свет материя иногда образует отчетливо выделяющиеся на фоне ярких облаков Млечного Пути темные пятна неправильной формы и различных угловых размеров (рис. 18 и 67). Они хорошо видны на листах фотографического «Атласа Млечного Пути» Э. Барнарда [68] (см. также [69]). В 1947 г. Б. Бок

и Э. Рейли [70] обнаружили на фоне эмиссионных диффузных туманностей (NGC 2237 Mon и NGC 6611 Sct) небольшие круглые черные пятна, названные *глобулами*. Оптическая толща их до 5^m , размеры от 10 000 до 50 000 а. е. Их массы порядка 0,002—0,1 M_{\odot} . По-видимому, существуют также глобулы с диаметрами в сотни раз больше. Их массы оцениваются в 10—100 M_{\odot} . Глобулы интерпретируются как возможные *протозвезды*.

В 1922 г. М. Вольф предложил метод изучения темных туманностей путем подсчета числа звезд $A'(m)$ в пределах туманности и в контрольных областях по соседству с ней $A(m)$. Этот метод лег в основу других, более совершенных. Рис. 68 показывает, как в методе Вольфа по расстоянию вдоль оси m между двумя кривыми на участке их параллельности определяется оптическая толща облака ϵ . Попытки найти из этих подсчетов линейные размеры пылевых облаков путем оценки разности средних расстояний звезд видимых величин m_1 и m_2 , соответствующих началу туманности и дальнему от нас краю туманности, не привели к удовлетворительным результатам, так как при этом игнорировались различия в светимостях звезд, входивших в подсчеты, и все облака получались сильно вытянутыми вдоль луча зрения.

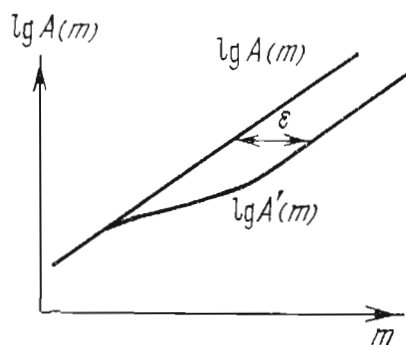


Рис. 68. К методу Вольфа определения оптической толщи туманности.

Существует ряд методов, существенно улучшающих метод Вольфа и дающих возможность точно определить не только оптическую толщу темной туманности, но и другие ее параметры (изложение их см. [VII, стр. 138—161]).

55.2. Закон поглощения света. Размер поглощающих свет частиц. Межзвездная материя, рассеянная внутри Галактики как некоторый непрерывный фон, образует также облака. Эти облака, поглощающие свет более далеких объектов (звезд, галактик), вызывают не только ослабление их блеска (*общее поглощение*), но и изменение цвета — покраснение (*селективное поглощение*). Как известно, поглощение в земной атмосфере (подчиняющееся закону Релея λ^{-4}) также сопровождается покраснением (особенно заметным близ горизонта). Сопоставление данных о поглощении и о покраснении позволяет решить вопрос о среднем размере поглощающих свет частиц. Для этого надо вначале определить форму зависимости поглощения от длины волны. Изучению поглощения A_{λ} как функции длины волны, где $A_{\lambda} = m_{\lambda} - m_{0\lambda}$ — разность искаженной поглощением и неискаженной звездных величин в данном диапазоне волн, посвящено много исследований.

Для отыскания зависимости поглощения от длины волны рассмотрим две звезды одного и того же спектрального класса, для которых измерена разность блеска $\Delta m_\lambda = m_\lambda(2) - m_\lambda(1)$. Приписывая звездам одну и ту же абсолютную звездную величину M_λ , мы можем из уравнения связи M и m : $M_\lambda = m_\lambda + 5 - 5 \lg r + A_\lambda(r)$ получить

$$\Delta m_\lambda = 5 \lg \frac{r(2)}{r(1)} - A_\lambda(2) + A_\lambda(1),$$

т. е. разность видимых величин складывается из влияния различия в расстояниях и в величинах межзвездного поглощения в данном диапазоне длин волн λ .

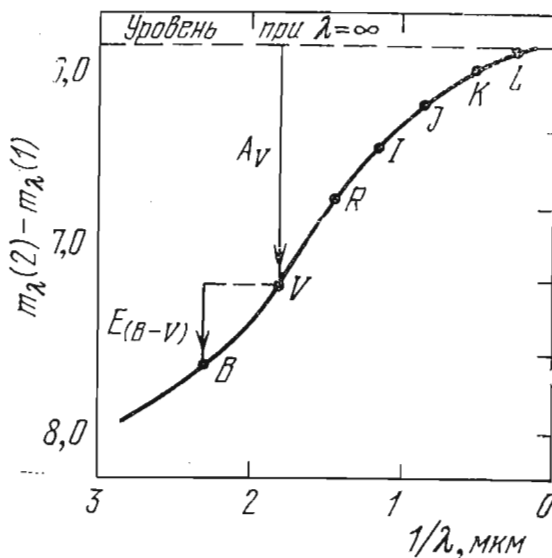


Рис. 69. К определению закона поглощения света в межзвездном пространстве.

Проведя фотометрию наших двух звезд в различных диапазонах длин волн, мы получим зависимость разности поглощения от длины волны или, как это бывает удобнее, от частоты $\nu = 1/\lambda$. Рис. 69 показывает изменение Δm_λ в функции частоты $1/\lambda$. Когда $1/\lambda \rightarrow 0$, поглощение также стремится к нулю, а разность Δm_λ — к некоторому пределу, равному $5 \lg \frac{r(2)}{r(1)}$. Для значительной части кривой (за исключением ее «крыльев») поглощение изменяется пропорционально $1/\lambda$ (так называемый закон λ^{-1}).

Если первая звезда достаточно близка к нам, чтобы можно было пренебречь межзвездным поглощением на пути до нее, т. е. $A_\lambda(1) = 0$, то получим сразу $A_\lambda(2)$.

Установленный закон λ^{-1} дает представление о размере частиц, вызывающих поглощение. Это не могут быть частицы атомных или молекулярных размеров, которые рассеивают свет по закону Релея ($\sim \lambda^{-4}$). Межзвездное поглощение вызывают твердые частицы, т. е. пылинки, имеющие размеры от $2 \cdot 10^{-9}$ до $2 \cdot 10^{-6}$ см, т. е. в среднем по порядку величины равные $10^{-4} - 10^{-5}$ см.

Эти твердые частицы могут быть различного вида льдами из смеси воды, аммиака, метана и других газов, могут быть зернами графита или, возможно, металлов (например, Fe или Ni), окруженными ледяной «мантией». Частицы больших размеров ($10^{-1} - 10^{-3}$ см) должны были бы вызывать «серое» поглощение, т. е. не зависящее от λ . Причем, если бы частицы имели размеры 10^{-3} см, они вызывали бы дифракционные явления, и звезда, просвечиваю-

щая сквозь облака таких частиц, имела бы вид туманного пятнышка из-за дифракционных колец, размытых турбуленцией в земной атмосфере. Предположение о том, что поглощение вызвано рассеянием света на электронах, требует громадной плотности межзвездного «электронного газа» ($2 \cdot 10^{-21}$ г/см³); предположение рассеяния на газовых молекулах, например, широко распространенного водорода, приводит к необходимости допустить существование огромной суммарной массы ($6,5 \cdot 10^{14} M_{\odot}$!) межзвездного газа, значительно превышающей современную оценку суммарной массы Галактики.

Как это было сказано выше, в некоторых направлениях в Галактике обнаружено отличие от закона λ^{-1} . Это может быть объяснено тем, что дипольные частицы несферической, удлинненной формы одинаково ориентированы магнитными межзвездными полями Галактики. Существование таких полей проявляется в изменении плоскости поляризации света звезд (так называемое фарадеевское вращение плоскости поляризации в магнитном поле [X, 327]).

Пылевые оболочки вокруг некоторых звезд могут вызывать поляризацию и изменение закона поглощения света.

55.3. Влияние межзвездного поглощения света на видимый блеск звезд. Вызывая ослабление блеска звезд, межзвездное поглощение искажает наше представление о расстояниях до звезд и, следовательно, искажает картину структуры Галактики.

Формула связи абсолютной звездной величины M , видимой m и искаженного поглощением расстояния r' : $M = m + 5 - 5 \lg r'$ — должна теперь быть записана в виде:

$$M = m + 5 - 5 \lg r - A(r),$$

где r — истинное расстояние, $A(r)$ — поглощение до расстояния r . Из этих формул получается следующее соотношение между r' и r : $\lg r' = \lg r + 0,2 A(r)$ или $r' = r \cdot 10^{0,2A(r)}$.

В однородной поглощающей среде поглощение света будет пропорционально расстоянию, а фактором пропорциональности будет величина поглощения на единицу расстояния a , т. е. $A(r) = ar$. Важность учета поглощения при определении r иллюстрирует табл. 12, рассчитанная для поглощения в 1^m на кпс

Таблица 12

r , пс	10	100	200	500	800	1000	4000
$A(r)$	m 0,01	m 0,10	m 0,20	m 0,50	m 0,80	m 1,00	m 4,00
r' , пс	10	105	219	630	1155	1580	25 800

при условии, что поглощение строго пропорционально расстоянию. В неоднородной среде, когда a зависит от r ,

$$m - m_0 = A(r) = \int_0^r a(r) dr,$$

где $a(r)$ требует специальных определений в данном направлении и для данного расстояния r .

56. Определение полного поглощения по избытку цвета звезды

Межзвездное поглощение, как было сказано, подчиняется закону λ^{-1} . Отношение полного поглощения в лучах λ_1 $A(\lambda_1)$ к избытку цвета $E(\lambda_1, \lambda_2)$ дает постоянную величину $\lambda_2/(\lambda_2 - \lambda_1)^1$ (которую обозначают R или γ), так как поглощение $A(\lambda)$ пропорционально λ^{-1} , а избыток цвета $E(\lambda_1, \lambda_2) = A(\lambda_1) - A(\lambda_2)$ будет пропорционален разности $(\lambda_1^{-1} - \lambda_2^{-1})$. Если $\lambda_1 = V$, а $\lambda_2 = B$, то связь A_V с избытком цвета $E_{(B-V)}$ можно выразить формулой

$$A_V = R \cdot E_{B-V}, \quad (68)$$

где R равно 3,0 с ошибкой $\pm 0,1-0,2$. Для A_B коэффициент R получается близким к 4,0². Иной выбор длин волн даст иное значение R . В направлениях, отмеченных заметной поляризацией света звезд, этот коэффициент для тех же длин волн может быть значительно больше [71, 72]. Пропорциональность полного поглощения покраснению дает возможность по данным фотометрии в двух-трех лучах легко и надежно определять полное поглощение на всем протяжении до звезды, не задаваясь заранее расстоянием до нее и не выясняя распределение поглощающей свет материи на пути луча света. Мерой покраснения является избыток цвета — разность наблюдаемого и нормальных показателей цвета. По близким к нам звездам можно определить их нормальные цвета и сопоставить со спектральным классом. Таким образом были составлены таблицы нормальных цветов для звезд различных спектральных классов и классов светимости (П 2.8). Но если нет возможности провести детальную спектральную классификацию и узнать класс светимости по спектру, то, чтобы узнать нор-

$$^1 \frac{\lambda_1^{-1}}{\lambda_1^{-1} - \lambda_2^{-1}} = \frac{1}{\lambda_1 \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right)} = \frac{1}{\lambda_1} \frac{\lambda_1 \lambda_2}{(\lambda_2 - \lambda_1)} = \frac{\lambda_2}{\lambda_2 - \lambda_1}.$$

² По данным BV -фотометрии можно получить $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$ или $E_{B-V} = (B - B_0) - (V - V_0) = A_B - A_V$, т. е. $A_B/E_{B-V} = R + 1$. Таким образом, коэффициент R для получения A_B равен 4.

мальный цвет звезды и, сравнивая его с наблюдаемым, получить избыток цвета и общее поглощение, можно, предполагая, что звезда принадлежит самому многочисленному V классу светимости, использовать UBV -фотометрию следующим образом. Определив цвета звезды $U - B$ и $B - V$, наметить положение звезды на двухцветной диаграмме с нанесенной заранее кривой нормальных цветов и линиями нарастающего покраснения (рис. 9а), а затем, дойдя по линии нарастающего покраснения налево до линии нормальных цветов, на которую можно заранее нанести шкалу спектральных классов, оценить спектральный класс, а также получить E_{B-V} для исследуемой звезды. Если есть основание считать звезду иного класса светимости, чем V (напр., по характеру линий), то надо пользоваться иными кривыми нормальных цветов (рис. 9б). Расстояние r , вычисленное с учетом межзвездного поглощения, равно

$$\lg r = 0,2 [(m - M) - 3,0 \cdot E_{B-V}] + 1. \quad (69)$$

Когда невозможно измерить E_{B-V} , можно использовать следующий статистический метод, имея в виду, что межзвездное поглощение является функцией не только расстояния r , но и галактических координат l и b .

57. Статистический метод П. П. Паренаго учета поглощения света. Карта А. С. Шарова

Статистический метод учета поглощения был предложен в 1940—44 гг. П. П. Паренаго [73] и весьма подробно описан им в [74]. Метод опирается на предположение о том, что плотность поглощающей материи, по крайней мере в окрестностях Солнца, зависит лишь от z -координаты.

Анализ распределения звезд по z -координате показывает, что убывание звездной плотности $D(z)$ с возрастанием расстояния z от плоскости симметрии Галактики приближенно может быть представлено формулой

$$D(z) = D(0) \cdot e^{-\frac{|z|}{\beta}}, \quad (70)$$

где $D(0)$ — звездная плотность в самой плоскости. Параметр β есть такое расстояние от галактической плоскости, на котором плотность убывает в e раз.

П. П. Паренаго предположил, что поглощение в параллельных галактической плоскости слоях темной материи (рис. 70) убывает по такому же закону:

$$a(z) = a_0 e^{-\frac{|z|}{\beta}}.$$

Поглощение $A(r, b)$ на всем луче в направлении галактической широты b до расстояния r получим интегрированием от нуля до r

выражения для $a(z)$, в котором заменим $|z|$ на $r|\sin b|$:

$$A(r, b) = \frac{a_0\beta}{|\sin b|} \left[1 - e^{-\frac{r|\sin b|}{\beta}} \right]. \quad (71)$$

Положив в этой формуле Паренаго $b = 0^\circ$ и раскрыв получающуюся неопределенность, найдем

$$A(r, 0^\circ) = a_0 r,$$

т. е. параметр формулы Паренаго (71) a_0 есть поглощение на 1 кпс. Положив $r = \infty$, получим

$$A(\infty, b) = \frac{a_0\beta}{|\sin b|} = a_0\beta |\operatorname{cosec} b|,$$

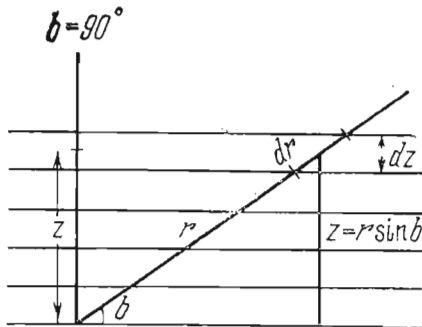


Рис. 70. К методу П. П. Паренаго учета межзвездного поглощения.

так называемый закон косеканса, при помощи которого оценивают поглощение для внегалактических объектов. Наконец, положив $r = \infty$, $b = 90^\circ$,

получим следующую формулу:

$$A(\infty, 90^\circ) = a_0\beta.$$

Отсюда видно, что β есть полутолщина однородного слоя поглощающей материи с плотностью a_0 (для земной атмосферы, которая простирается на десятки тысяч километров, аналогичная величина — «высота однородной атмосферы» — равна всего 8 км).

Очевидно, что полная толщина слоя галактической поглощающей материи вдвое больше, так как рис. 70 показывает слои лишь над галактической плоскостью.

Совокупность всех известных измерений избытков цвета позволяет определить средние значения параметра a_0 для площадок различной величины, на которые можно разделить¹ всю небесную сферу, считая в пределах каждой площадки a_0 одним и тем же. Значение параметра a_0 в площадке вычисляется по всем звездам с известными E_{B-V} на ней.

Подробная карта распределения a_0 , составленная А. С. Шаровым [75], основана на измерениях избытков цвета более чем 5200 звезд (рис. 71). Все небо было разделено на 118 площадок со значениями $a_0(B)$ в среднем от $0^m,4$ до $4^m,7$ (максимальное значение $a_0(B) = 6^m,3$). Для северного полушария $\beta = 106$ пс, для южного — 116 пс, что отражает ранее уже отмеченное небольшое возвышение Солнца над галактической плоскостью. На рис. 71 для каждой площадки указан ее номер, а под ним значение a_0 .

¹ Линиями, параллельными галактическому экватору, и кругами галактических широт b .

Эта карта заменила собой первоначальную, менее подробную карту Паренаго, при составлении которой, помимо немногочисленных в ту пору избытков цвета, Паренаго использовал также флуктуации числа галактик 20-й звездной величины как показатель межзвездного поглощения (так называемый *метод Хаббла*, см.

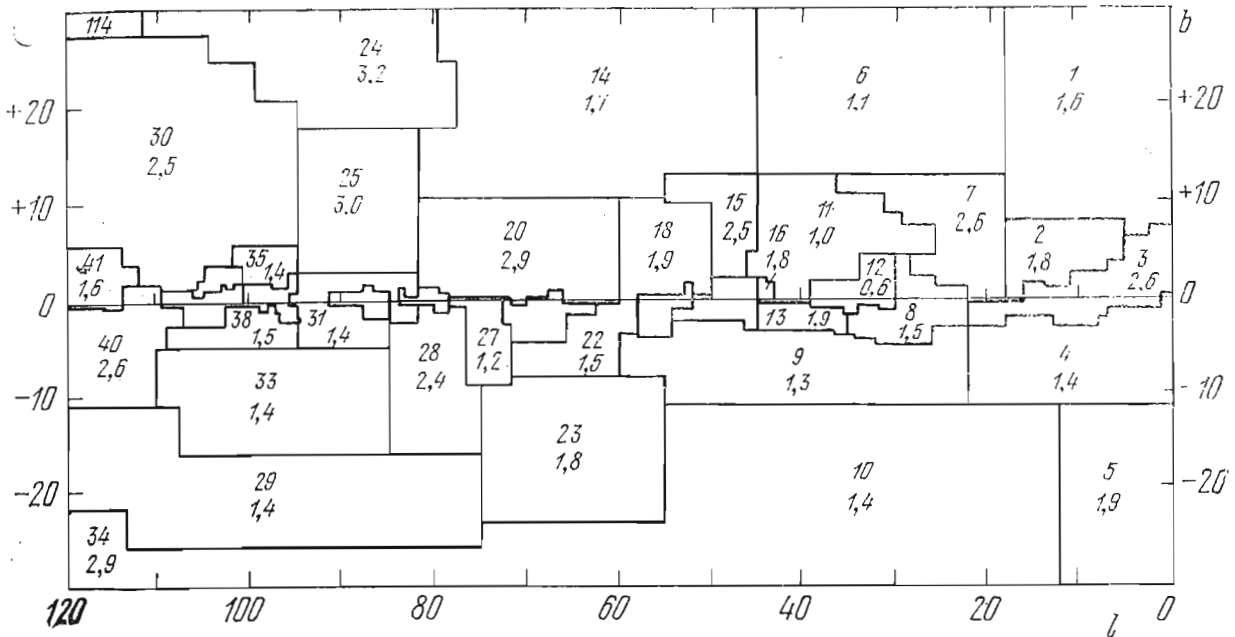


Рис. 71. Образец карты А. С. Шарова распределения значений a_0 .

стр. 170). Пересмотренные А. С. Шаровым средние значения постоянных формулы Паренаго (71) для лучей B и V оказались следующими:

$$\bar{a}_0(B) = 2^m, 2/\text{кпс}, \quad \bar{a}_0(V) = 1^m, 6/\text{кпс}, \quad \bar{\beta} = 114 \text{ пс.}$$

Зная величину a_0 , взятую с карты Шарова, и величину b , можно от видимого модуля расстояния $m - M$ перейти к истинному, т. е. исправленному за поглощение:

$$m_0 - M = (m - M) - a_0 r', \tag{72}$$

где

$$r' = r \left[\frac{1 - e^{-\frac{-r|\sin b|}{\beta}}}{\frac{r|\sin b|}{\beta}} \right].$$

Величины r' табулированы П. П. Паренаго [74] как функция r и b ; на основе этой таблицы можно построить номограммы для перехода от $m - M$ к $m_0 - M$. Каждая номограмма составляется для определенного значения a_0 (см. рис. 72 — образец номограммы для $a_0 = 2^m, 0$) и представляет собой семейство кривых. Эти номограммы

особенно выгодны, когда учет поглощения проводится часто и для большого числа объектов.

Увеличение числа звезд с измеренными E_{B-V} позволит в дальнейшем уменьшить размер площадок и увеличить точность учета поглощения этим методом.

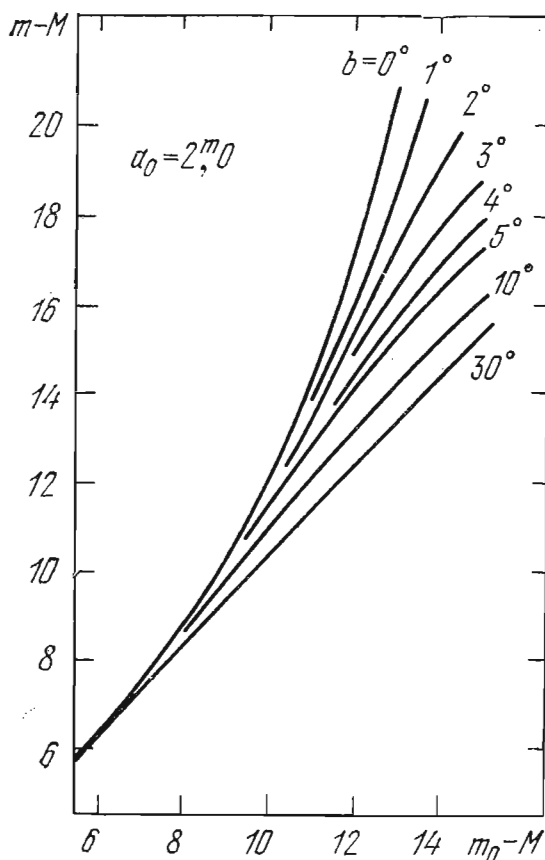


Рис. 72. Образец номограммы для исправления модуля расстояния за межзвездное поглощение.

ностей при $z = 0$, а $D(z) = D(0) e^{-z/\beta}$, т. е. пространственная плотность туманностей меняется по тому же экспоненциальному закону. Были оценены характеристики дискретных облаков темной материи. Средний радиус оказался порядка нескольких пс, средняя оптическая толщина $\bar{\epsilon} \sim 0,25^m_1$. Общее число поглощающих свет облаков в Галактике оценивалось $\sim 5 \times 10^7$, а полная масса $10^8 M_{\odot}$, т. е. около 0,001 массы Галактики.

58. Функция звездной плотности

58.1. Функция блеска. Эмпирические формулы, представляющие функцию блеска $A(m)$, как мы видели (стр. 112), дали возможность, не привлекая данных о различиях в светимостях звезд и о поглощении света в межзвездном пространстве, оценить полное

¹ Однако встречаются облака с ϵ до $1,6^m$ и диаметром до 70 пс.

число звезд в Галактике и подметить ряд аномальных областей в ней (см. рис. 41). Рассмотрим подробнее, что собой представляют результаты подсчетов $A(m)$.

Для получения $A(m)$ необходимо провести подсчет всех звезд в интервалах от $m - 1/2$ до $m + 1/2$ в данном направлении. Элементарный объем в пространстве в пределах телесного угла ω на расстоянии r будет равен $\omega r^2 dr$. Число всех звезд в этом элементарном объеме равно произведению звездной плотности $D(r)$ на сам объем: $D(r) \omega r^2 dr$. Из всех этих звезд в подсчеты $A(m)$ войдут только те, для которых M будет равно $m + 5 - 5 \lg r$ (на время пренебрежем поглощением света). Число таких звезд среди всех звезд в этом объеме определяется функцией светимости $\varphi(M)$. Таким образом, в $A(m)$ войдет из этого элементарного объема $\omega D(r) \varphi(M) r^2 dr$ звезд. Полное число звезд m -й величины во всем телесном угле ω , так называемая дифференциальная функция блеска, определится интегралом по r

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r^2 dr. \quad (73)$$

Это соотношение называется *первым интегральным уравнением К. Шварцшильда* (см. 59).

Интегральная функция блеска $N(m)$ определяется интегральным уравнением

$$N(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) r^2 dr \int_{-\infty}^m \varphi(M) dm. \quad (74)$$

Определение $D(r)$ — одна из основных задач звездной астрономии. Разумеется, это функция не одного только расстояния, но и галактических координат. Изучение $D(r)$ в разных направлениях дает возможность определить структуру Галактики. При этом $D(r)$ может быть плотностью всех звезд, либо избранных по каким-либо физическим характеристикам (например, переменных звезд определенного типа).

58.2. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$ по данным Д. Койпера ~ 250

звездах в непосредственных окрестностях Солнца ($r \leq 10,5$) оценивалась Т. А. Агекином в 1962 г. и оказалась равной $(0,120 \pm \pm 0,008)$ звезд/пс³. Она была получена по четырем значениям

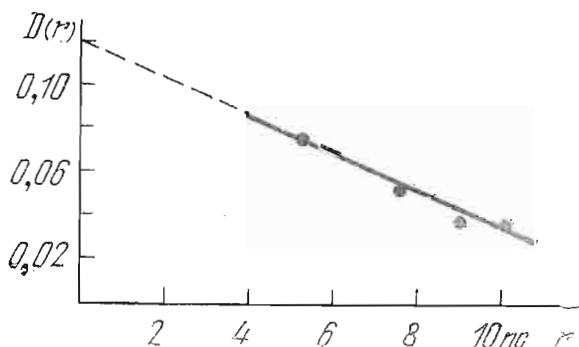


Рис. 73. К определению звездной плотности $D(0)$ вблизи Солнца. $D(r)$ — число звезд в одном кубическом парсеке.

$D(r)$ от 0,076 до 0,037 для расстояния от 5,4 до 10,1 пс, представленным на рис. 73 [III, 447]. Убывание значений $D(r)$ в этих пределах, очевидно, является следствием убывающей полноты наблюдательных данных¹. Таким образом, полученное значение $D(0)$ является результатом формального продолжения прямой $D(r) = a + br$, проведенной по упомянутым четырем точкам. В 1974 г. Т. А. Агекян и К. Ф. Огородников [76] на основе данных о звездах до 25 пс, аппроксимируя звездную плотность в сферическом слое радиуса r_i формулой $D(r_i) = a + br_i + cr_i^2$, методом наименьших квадратов по 22 перекрывающимся сферическим слоям получили $a = D(0) = 0,138 \pm 0,009$ звезд/пс³. Любопытно отметить, что более 70% этих звезд являются компонентами двойных и кратных систем. Если в дальнейшем не будет открыто значительное число звезд малой светимости в окрестностях Солнца, то полученное значение $D(0)$ изменится мало.

59. Интегральные уравнения К. Шварцшильда

Первое интегральное уравнение Шварцшильда (73)

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r^2 dr$$

позволяет найти $D(r)$, если известны $\varphi(M)$ и $A(m)$. Если $\varphi(M)$ также считать неизвестной, то нужны наблюдательные данные о какой-нибудь другой звездной характеристике, также связанной с $D(r)$ и $\varphi(M)$, например, о $\bar{\pi}(m)$. Вычислим среднее значение параллакса звезд m -й величины $\bar{\pi}(m)$. Для этого число звезд в элементарном объеме $\omega r^2 D(r) \varphi(M) dr$ умножим на параллакс $\pi = 1/r$, проинтегрируем по r вдоль луча зрения и, для получения среднего значения $\bar{\pi}(m)$, разделим этот интеграл на число звезд m -й величины, т. е. на $A(m)$. Таким образом получаем второе уравнение Шварцшильда:

$$\bar{\pi}(m) \cdot A(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r dr. \quad (75)$$

При составлении этих уравнений предполагалось, что $\varphi(M)$ неизменна вдоль луча зрения или, точнее, во всем рассматриваемом объеме пространства.

Из сказанного выше о поглощении света видно, что при подсчете $A(m)$ имеют дело с видимой звездной величиной, искаженной межзвездным поглощением. Поэтому выводы о $D(r)$, которые

¹ Предыдущие определения давали $D(0) = 0,045^*/\text{пс}^3$ (1920) и $0,103^*/\text{пс}^3$ (1939), что указывает на постепенное увеличение полноты данных со временем.

можно получить из решения интегральных уравнений Шварцшильда, будут также искажены поглощением. Г. Зеелигер доказал теорему, которая формулируется так: нельзя получить функции звездной плотности $D(r)$ только из звездных подсчетов $A(m)$, не зная функции поглощения света $A(r)$. Формально решенные уравнения Шварцшильда дадут лишь так называемую *приведённую звездную плотность* $D_1(r')$, которую надо еще умножить на некоторую величину $G(r)$, учитывающую влияние поглощения, чтобы найти истинную звездную плотность $D(r)$. Фактор $G(r)$ Зеелигер определил из следующих соображений. Раньше было показано (стр. 155), что искаженное поглощением расстояние r' связано с истинным r соотношением

$$\lg r' = \lg r + 0,2 A(r) \quad \text{или} \quad r' = r \cdot 10^{0,2A(r)} = r \cdot e^{cA(r)},$$

где $c = (5 \text{ Mod})^{-1}$. Дифференцируя, получим

$$\frac{dr'}{r'} = \frac{dr}{r} + cA'(r) dr.$$

Умножим это последнее равенство на $r'^3 = r^3 \cdot e^{3cA(r)}$, тогда $r'^2 dr' = r^2 e^{3cA(r)} [1 + crA'(r)] dr$. Обозначив через $G(r)$ выражение

$$e^{3cA(r)} [1 + crA'(r)], \quad (76)$$

получим

$$r^2 dr = r'^2 dr' \frac{1}{G(r)}.$$

Введя теперь вместо величины $D(r)/G(r)$ величину $D_1(r')$ (приведённую звездную плотность), можно первое интегральное уравнение (73) написать в следующем виде:

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} D_1(r') \varphi(M) r'^2 dr', \quad (77)$$

где M будет вычисляться по m и r' как $M = m + 5 - 5 \lg r'$. Таким образом, интегральное уравнение не изменилось по форме, но решение его даст величину $D_1(r')$. Лишь умножив ее на $G(r)$, получим искомую величину $D(r)$: $D(r) = D_1(re^{cA(r)}) \times [1 + crA'(r)] e^{3cA(r)}$.

Для решения интегральных уравнений Шварцшильда разработаны аналитические методы (Зеелигера, Шарлье, К. Шварцшильда и др.) и численные — более гибкие, учитывающие локальные структурные особенности, неправильности в распределении звезд вдоль луча зрения, выявляющиеся при анализе $A(m)$ (Каптейн, Сирс, ван Райн, Бок и др.). Общее решение уравнений Шварцшильда сложно и малоприспособно; оно требует знания исход-

ных функций практически на бесконечно большом интервале: от $m = -\infty$ до $m = +\infty$ ¹. Частный случай, предполагающий, что функции $A(m)$ и $\varphi(M)$ являются квадратичными показательными функциями², приводит к тому, что и $D(r)$ является некоторой квадратичной показательной функцией, а $\bar{\pi}(m)$ — линейной показательной функцией (последнее довольно хорошо согласуется со статистически установленной зависимостью $\bar{\pi}(m)$, если только не брать звезд с большими μ). Однако этот частный случай, в сущности, малоудовлетворителен, так как, строго говоря, ни $\varphi(M)$, ни $A(m)$ не являются квадратичными показательными функциями.

Большое распространение получил численный метод решения интегральных уравнений — метод Каптейна — Бока.

60. Численный метод Каптейна — Бока для определения $D(r)$

Схема метода заключается в том, что пространство в телесном угле, соответствующем площадке звездных подсчетов, делится на ряд концентрических сферических слоев и последовательно отыскивается средняя звездная плотность в каждом из них. Предположим для начала, что $\varphi(M)$ — одна и та же везде и что поглощения нет.

Пусть в некотором телесном угле сферы с радиусами, соответствующими $\lg \pi_1 = -0,1$, $\lg \pi_2 = -0,3$, $\lg \pi_3 = -0,5$ и т. д., отделяют тонкие сферические слои; внутри каждого слоя можно считать все звезды на одном от нас расстоянии, например, все звезды k -го слоя можно отнести к $\lg \pi_k = -0,2k$ (где k меняется от 0 до n). Тогда $k = -5 \lg \pi_k$, а $M = m + 5 - k$. Если $\varphi(M)$ известна, то относительное число звезд в k -м слое, имеющих звездную величину в пределах $m \pm \frac{1}{2}$, определится как $\varphi(m + 5 - k)$. Допустим сначала, что звездная плотность $D(r)$ везде равна 1, тогда число звезд в слое k , имеющих величину $(m \pm \frac{1}{2})$, будет $\delta_{m,k} = \varphi(m + 5 - k) \cdot V_k$, где V_k — объем k -го слоя в данном телесном угле. Можно составить таблицу значений $\delta_{m,k}$ с двумя входами (k и m) — это так называемая таблица $(m, \lg \pi)$. Б. Бок [77] построил таблицы $(m, \lg \pi)$ для различных галактических широт b с учетом уменьшения плотности с z -координатой. Как пример приведем таблицу $(m, \lg \pi)$ для $b = 0^\circ$ (табл. 13), которая начинается с $m = 8^m$ и с $k = 5$ (т. е. с расстояния

¹ Интересующихся деталями отсылаем к источникам [I, § 22], [II, § 34] и [III, § 120].

² Например, $A(m) = 10^{a+bm-cm^2}$, где положительные коэффициенты a , b и c являются функциями l и b , а $\varphi(M) = 10^{p+qM-sM^2}$, где p , q и s , в сущности говоря, также зависят от координат.

в 10 пс). Таблица построена таким образом, что смещение вниз по столбцу на соседнюю строку соответствует изменению k на единицу, а смещение вправо в соседний столбец соответствует увеличению m на единицу. В этом случае значения $\delta_{m,k}$, соответствующие одинаковым M , располагаются параллельно диагонали таблицы. Справа дан столбец значений $\lg V_k$. Полное число звезд m -й величины $A(m)$ получится суммированием по столбцам.

Но звездная плотность $D(r)$ не одинакова в разных местах Галактики. Пусть в данном направлении в k -м слое она равна

$$\Delta_k. \text{ Тогда } A(m) = \sum_{k=0}^{k=+\infty} \Delta_k \delta_{m,k}. \text{ Так как, с одной стороны, каждый}$$

каталог имеет предельную звездную величину (в исследованиях Каптейна — Бока $m_{\text{пред}} = 18^m$), а, с другой стороны, звездная величина самых ярких звезд также ограничена, то мы получим конечное число уравнений $A(m)$ с бесконечным числом неизвестных Δ_k . Для решения задачи введем следующие предположения:

1) в ближайших к нам слоях (для $k \leq 10$, т. е. для $r \leq 100$ пс) объем пространства еще мал, и плотность можно считать постоянной и равной плотности в окрестности Солнца. Для этих слоев, следовательно, $\Delta_k = 1$, а числа звезд P_m (от P_9 до P_{18}) получим как суммы

$$\left. \begin{aligned} P_9 &= \delta_{9,1} + \delta_{9,2} + \delta_{9,3} + \dots + \delta_{9,10}, \\ P_{10} &= \delta_{10,1} + \delta_{10,2} + \delta_{10,3} + \dots + \delta_{10,10}, \\ &\vdots \\ P_{18} &= \delta_{18,1} + \delta_{18,2} + \delta_{18,3} + \dots + \delta_{18,10}; \end{aligned} \right\}$$

2) для $k > 20$, т. е. при $r > 10\,000$ пс¹, плотность полагаем равной нулю: $\delta_{m,k} = 0$, так как для $M = m + 5 - k$ получаем очень малые величины и соответствующие им $\varphi(M)$ — ничтожны. Таким образом, можно отбросить слои с $k > 20$. Тогда получим систему конечного числа (10) уравнений с конечным числом неизвестных Δ_k (их число тоже 10):

$$\left. \begin{aligned} A(9) &= P_9 + \Delta_{11}\delta_{9,11} + \Delta_{12}\delta_{9,12} + \dots + \Delta_{20}\delta_{9,20}, \\ A(10) &= P_{10} + \Delta_{11}\delta_{10,11} + \Delta_{12}\delta_{10,12} + \dots + \Delta_{20}\delta_{10,20}, \\ &\vdots \\ A(18) &= P_{18} + \Delta_{11}\delta_{18,11} + \Delta_{12}\delta_{18,12} + \dots + \Delta_{20}\delta_{18,20}, \end{aligned} \right\}$$

где левые части $A(m)$ получаются из подсчетов звезд, величины P_m вычислены выше, а значения $\delta_{m,k}$ берем из таблицы. Систему

¹ Это предельное r соответствует расстоянию Солнца от центра Галактики. Разумеется, реальная звездная плотность на этом расстоянии в направлении на самый центр Галактики будет весьма отлична от нуля. Однако в принятой схеме значенге $\varphi(M)$ будет невелико, и слоями с $k > 20$ можно пренебречь.

10 линейных уравнений с 10 неизвестными можно решить, например, при помощи ЭВМ.

Таким образом, в этом методе не нужно знать аналитического вида $\varphi(M)$, она может быть представлена, например, в виде таблицы — неодинаковой для различных направлений и на разных z (см. Б. Бок [77]). Если есть заметное поглощение, то $\varphi(M)$ вычисляется по формуле, учитывающей его:

$$\varphi(m + 5 - k - A_k),$$

т. е. в таблице $\delta_{m,k}$ k -я строка как бы смещается направо на величину A_k . Можно просто интерполировать между соседними столбцами для данного значения $(m - A_k)$.

61. Метод Вашакидзе — Оорта определения звездной плотности с учетом поглощения

Независимо друг от друга М. А. Вашакидзе в СССР (1937) и Я. Оорт в Голландии (1938) предложили следующий метод определения звездной плотности, получивший название метода Вашакидзе — Оорта. В этом методе не нужно знать вида $\varphi(M)$.

Рассмотрим схему однородных плоскопараллельных слоев, со звездной плотностью, убывающей от слоя к слою с ростом z . Пусть $\varphi(M)$ — одна и та же в каждом слое. Если принятая схема параллельных слоев не подтвердится, можно будет наметить истинный ход поверхностей одинаковой звездной плотности.

Рассмотрим два одинаковых телесных угла: один в направлении $b = 90^\circ$, другой в направлении b (рис. 74). Найдем связь между звездными подсчетами, относящимися к одним и тем же слоям в обоих направлениях. Для начала рассмотрим звезды одной и той же светимости M . Для $b = 90^\circ$ звезды этой светимости войдут в подсчет, если $m_{90} = M + 5 \lg z - 5 - A(z, 90^\circ)$. Звезды той же светимости войдут в подсчет в направлении b , если $m_b = M + 5 \lg \operatorname{cosec} b - 5 + 5 \lg z - A(r \sin b, b)$. Очевидно, что:

$$m_b = m_{90} + 5 \lg \operatorname{cosec} b - \Delta A, \quad (78)$$

где разность поглощений $\Delta A = A(r \sin b, b) - A(z, 90^\circ)$.

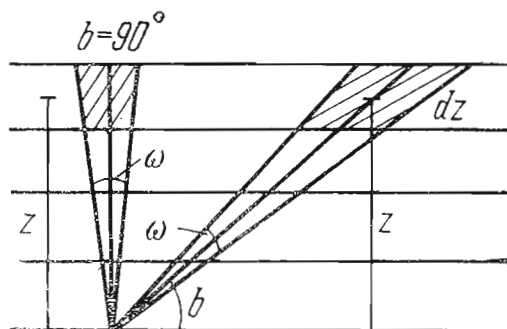


Рис. 74. К методу Вашакидзе — Оорта определения $D(r)$ с учетом межзвездного поглощения.

Подсчеты звезд в указанных направлениях будут соответствовать следующим интегральным уравнениям:

$$A_{90}(m_{90}) = \int_0^{\infty} D(z) \varphi(M) z^2 dz, \quad (79)$$

$$A_b(m_b) = \operatorname{cosec}^3 b \int_0^{\infty} D(z) \varphi(M) z^2 dz, \quad (80)$$

где элементу $z^2 dz$ в направлении $b = 90^\circ$ соответствует элемент $r^2 dr = (z \operatorname{cosec} b)^2 (dz \operatorname{cosec} b)$ в направлении b , а $A_{90}(m_{90})$ — результат подсчета звезд звездной величины m_{90} в телесном угле вокруг $b = 90^\circ$. $A_b(m_b)$ — аналогичная величина для галактической широты b . Так как по сделанному предположению звездная плотность в слое и $\varphi(M)$ одни и те же, то в формулах (79) и (80) находится одно и то же значение произведения звездной плотности $D(z)$ на $\varphi(M)$ и, следовательно,

$$A_b(m_b) = A_{90}(m_{90}) \operatorname{cosec}^3 b. \quad (81)$$

Среднее значение параллакса звезд m -й величины было дано вторым интегральным уравнением Шварцшильда на стр. 162:

$$\bar{\pi}(m) = \frac{\int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r dr}{A(m)}.$$

Аналогично найденной выше связи величин $A_{90}(m_{90})$ и $A_b(m_b)$ можно получить зависимость между величинами $\bar{\pi}_{90}(m_{90})$ и $\bar{\pi}_b(m_b)$:

$$\bar{\pi}_b(m_b) = \frac{\int_0^{\infty} D(z) \varphi(M) (z \operatorname{cosec} b) (dz \operatorname{cosec} b)}{A_b(m_b)},$$

$$\bar{\pi}_{90}(m_{90}) = \frac{\int_0^{\infty} D(z) \varphi(M) z dz}{A_{90}(m_{90})}.$$

Используя соотношение (81), можно написать:

$$\bar{\pi}_b(m_b) = \frac{\operatorname{cosec}^2 b \int_0^{\infty} D(z) \varphi(M) z dz}{A_{90}(m_{90}) \operatorname{cosec}^3 b}$$

и, следовательно,

$$\bar{\pi}_b(m_b) = \bar{\pi}_{90}(m_{90}) \sin b. \quad (82)$$

Примечание. Для $|b| > 45^\circ$ можно не учитывать поглощения, так как величина ΔA будет порядка $0^m 1$ и ее влияние будет невелико; однако не следует брать $|b| < 15-20^\circ$, так как в этом случае уже скажутся флуктуации поглощения и большая зависимость $\operatorname{cosec} b$ от b ; метод не даст надежных значений искомых величин.

Проведенное рассмотрение будет справедливо для звезд любой светимости M , а, следовательно, и для смеси звезд разных светимостей.

Б. Бок и А. Макри ([77], [II, стр. 110]) на основании многих данных (в частности, используя подсчеты звезд в SA) составили таблицы выравненных значений $A_{90}(m_{90})$ и $\bar{\pi}_{90}(m_{90})$.

Взяв значения $A_{90}(m_{90})$ из таблиц, по формуле (81) можно вычислить «теоретические значения» $A_b(m_b)$ и сравнить их с результатом реальных подсчетов $A_b(m_b)$. Недостаток или избыток звезд в реальных подсчетах A_b будет говорить о меньшей или большей звездной плотности в данном направлении на данном расстоянии по сравнению со схемой плоскопараллельных слоев. Приняв звездную плотность при $z = 0$ за единицу, можно определить ход $D(r)$ в различных направлениях и на различных расстояниях и построить *поверхности равных плотностей*.

Так, например, если в некотором направлении, определяемом галактической долготой l и широтой b , реальные подсчеты $A_b(m_b)$ дают значения большие, чем $A_{90}(m_{90}) \operatorname{cosec}^3 b$, это значит, что падение звездной плотности с z происходит медленнее, чем в направлении $b = 90^\circ$. И, следовательно, звездную плотность $D(z_{90})$ мы встретим дальше от галактической плоскости, т. е. поверхности равных звездных плотностей не параллельны галактической плоскости, но обнаруживают некоторый наклон.

62. Поверхности равных звездных плотностей

Опираясь на подсчеты звезд до $18^m,5$ Оорт провел по методу Вашакидзе — Оорта изучение распределения звездной плотности и составил рис. 75, представляющий собой сечение Галактики плоскостью, перпендикулярной плоскости галактического экватора и проходящей через центр Галактики и Солнце (плоскость XZ). По осям отложены расстояния от Солнца в кпс. Изолинии показывают сечение поверхностей равных звездных плотностей, причем околосолярная звездная плотность принята за единицу. Рис. 75 ограничен окрестностями Солнца до $1,5-2$ кпс вдоль галактической плоскости и $1-1,5$ кпс перпендикулярно к ней. Он показывает, что:

1) Солнце, по-видимому, расположено между двумя областями повышенной звездной плотности, которые интерпретируются как спиральные ветви Галактики;

2) имеется небольшая асимметрия между южным и северным галактическими полушариями неба из-за некоторого возвышения Солнца над основной плоскостью симметрии Галактики;

3) по внешним слоям (т. е. там, где уже не сказывается спиральная структура) обнаруживается наклон слоев около 10° с

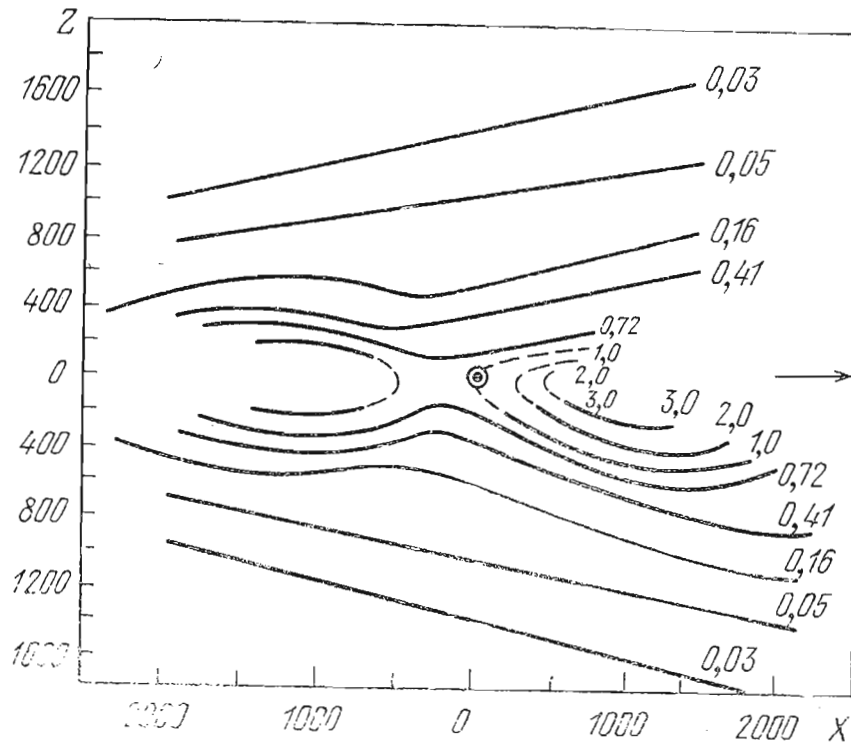


Рис. 75. Изолинии равных звездных плотностей в плоскости XZ (по Оорту). Стрелка указывает направление на центр Галактики.

повышением в направлении к области центра Галактики. Соответствующий логарифмический градиент плотности (см. 63) $\partial \lg D / \partial R = G_R = -0,14 \text{ кпс}^{-1}$.

Оорт учитывал поглощение света в звездных величинах по методу Хаббла, в котором полное поглощение $A_{90}(\infty)$ во всем поглощающем слое вычислялось по формуле

$$A_{90}(\infty) = \frac{2,17 - \lg N(20^m)}{0,55}, \quad (83)$$

где $N(20^m)$ — число галактик ярче 20^m на 1 квадратный градус. В знаменателе вместо 0,60 (вытекающего из предположения равномерного распределения галактик в пространстве) взято 0,55, чтобы в какой-то мере учесть влияние некоторого ослабления галактик, происходящего в силу красного смещения. Полное поглощение на широте b равно ¹ $A_b(\infty) = A_{90}(\infty) \operatorname{cosec} b$.

¹ Эта формула опирается на представление о плоскопараллельных слоях поглощающей свет материи, при котором в пределах каждого слоя путь в направлении b больше пути в направлении $b = 90^\circ$ в $\operatorname{cosec} b$ раз. Таким образом, полное поглощение во всем поглощающем слое (т. е. до $r = \infty$) в направлении b также в $\operatorname{cosec} b$ раз больше полного поглощения в направлении $b = 90^\circ$.

Этот метод учета поглощения достаточно хорош для $|z| > 300$ пс, т. е. когда пройден практически весь слой поглощающей материи. Если же

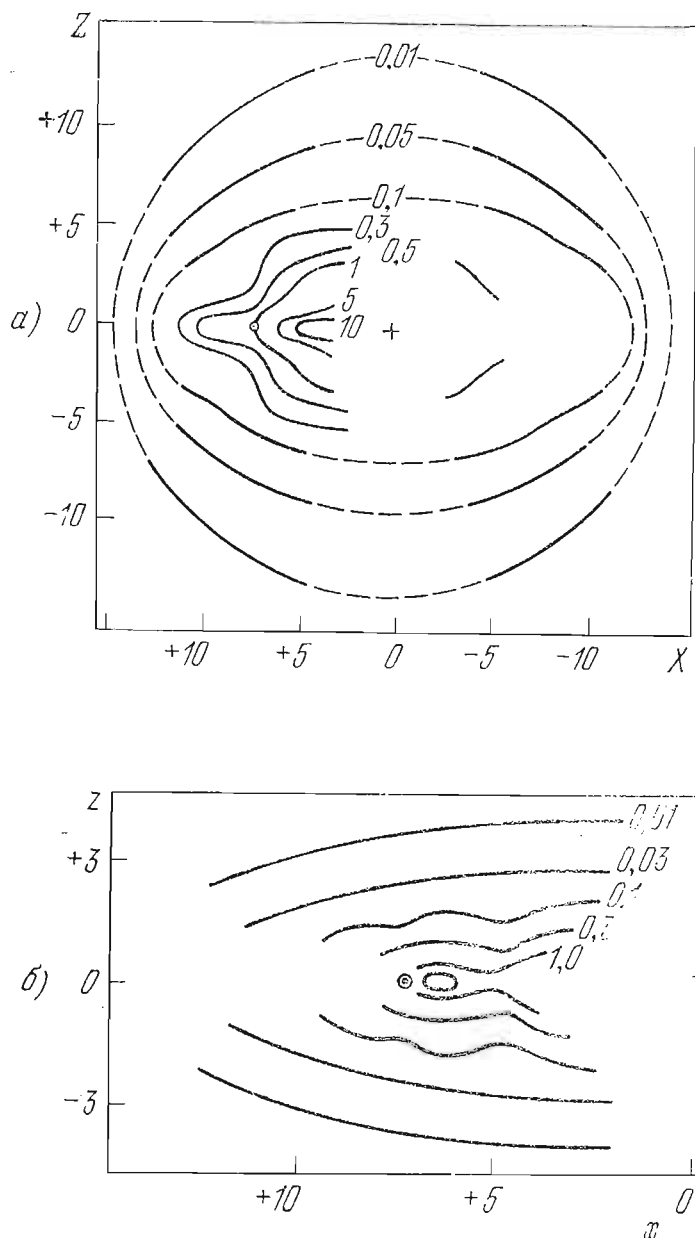


Рис. 76. Изолинии равных звездных плотностей в проекции на плоскость XZ : *a*) по переменным звездам типа RR Lyr, принадлежащим к сферической составляющей Галактики; координаты в кпс; крестиком отмечен центр Галактики, кружком — положение Солнца, расстояние которого от центра Галактики принималось равным 7,2 кпс (Б. В. Кукаркин, 1949). *б*) По долгопериодическим переменным типа Миры Кита, принадлежащим промежуточной составляющей Галактики.

$|z| < 300$ пс, то нужно «раз и навсегда» определить поглощение до разных z в направлении $b = 90^\circ$, а затем использовать ту же формулу:

$$A(b, z) = A(90^\circ, z) \operatorname{cosec} b.$$

Б. В. Кукаркин [XIV] применил этот метод к переменным звездам типов RR Lyr и α Cep, для которых известны зависимости «период — светимость», и, следовательно, известна M каждой звезды. На рис. 76а и 76б представлены разрезы плоскостью XZ поверхностей равных плотностей для этих двух подсистем. Сопоставление полученных результатов говорит о том, что эти объекты отличаются друг от друга своим пространственным распределением.

63. Логарифмические градиенты звездной плотности

Пространственное распределение какой-нибудь однородной группы объектов (подсистемы) можно характеризовать законами изменения плотности как функции расстояния от центра Галактики и от галактической плоскости. Их выражают величинами двух логарифмических градиентов плотности:

$$G_R = \frac{\partial \lg D}{\partial R} = -m, \quad G_z = \frac{\partial \lg D}{\partial z} = -l^1. \quad (84)$$

Средние значения этих градиентов для трех основных составляющих Галактики (плоской, промежуточной и сферической) даны вместе с дисперсией скоростей по z -координате и с величиной β в табл. 14.

Таблица 14

Составляющая	\bar{G}_R	\bar{G}_z	σ_z	β
Плоская	-0,11/кпс	-7-8/кпс	± 5 км/с	50 пс
Промежуточная	-0,20	-2	± 20	350
Сферическая	-0,26	(-0,3)	± 50	2000

Из приведенного выше определения величины β следует, что $D(\beta) = D(0)/e$. При $z = 1000$ пс звездная плотность плоской составляющей уменьшается в e^{20} раз (около миллиарда раз), промежуточной — лишь в 30 раз, а сферической — только в 1,6 раза! Обнаружилась статистическая зависимость между σ_z и β : оказалось, что для всех объектов $\sigma_z^2/\beta = 1 \text{ км}^2 \cdot \text{с}^{-2} \cdot \text{пс}^{-1} (\cong 3 \cdot 10^9 \text{ см} \cdot \text{с}^{-2})$. Это дает возможность оценить β по σ_z и отнести рассматриваемую группу объектов к определенной составляющей.

64. Масса Галактики

Оценку массы Галактики внутри сферы радиуса, равного расстоянию Солнца от центра Галактики, можно получить, считая, что центробежное ускорение, вызванное вращением Галактики,

¹ m и l — обозначения П. П. Паренаго.

определяется притяжением этой массой при условии, что поверхности равной плотности близки к эллипсоидам. Галактика притягивает Солнце с силой $F = G\mathfrak{M}_N\mathfrak{M}_\odot/R_0^2$, которая на расстоянии R_0 вызывает ускорение $g = G\mathfrak{M}_N/R_0^2$, равное центростремительному ускорению V_0^2/R_0 . Подставляя сюда значения $V_0 = 250$ км/с, $R_0 = 10$ кпс, получим $\mathfrak{M}_N = 1,1 \cdot 10^{11} \mathfrak{M}_\odot$. При этом учитывается вся масса в этих пределах, а не только звездная. Масса в с е й Галактики, как показывают расчеты, равна $\mathfrak{M}_G \approx 2 \cdot 10^{11} \mathfrak{M}_\odot$.

65. Типы звездного населения Галактики

Составляющие Галактики, различающиеся своими логарифмическими градиентами, величинами β и дисперсиями скоростей, образуются как сочетание взаимопроникающих *подсистем*, т. е. групп объектов, однородных по своим физическим характеристикам. Так, можно говорить о подсистеме цефеид, подсистеме О, В-звезд, подсистеме планетарных туманностей, межзвездного газа и т. д.

Представление о подсистемах, объединяющих объекты по их физическим характеристикам, впервые выдвинутое из динамических соображений Б. Линдбладом и поддержанное К. Ботлингером, получило свое дальнейшее развитие в работах советских астрономов Б. В. Кукаркина и П. П. Паренаго. В 40-х гг. XX века В. Бааде разрешил на звезды ядерные области ближайших галактик — М 31 и ее двух спутников и, сопоставив расположение на диаграмме Г — Р самых ярких звезд в ядерных областях и между спиральными ветвями галактики с расположением ярких звезд в самих спиральных ветвях, показал, что эти звезды образуют две разные группы, которые он назвал *типами населения* (рис. 77). В нашей Галактике к населению первого типа (I) относится население спиральных ветвей: звезды О, В, А, рассеянные скопления, долгопериодические цефеиды, а также пыль и газ; ко второму типу (II) — субкарлики, звезды-«бегуны», переменные типа RR Lyr, а также шаровые скопления. Для центральной области Галактики характерно население II.

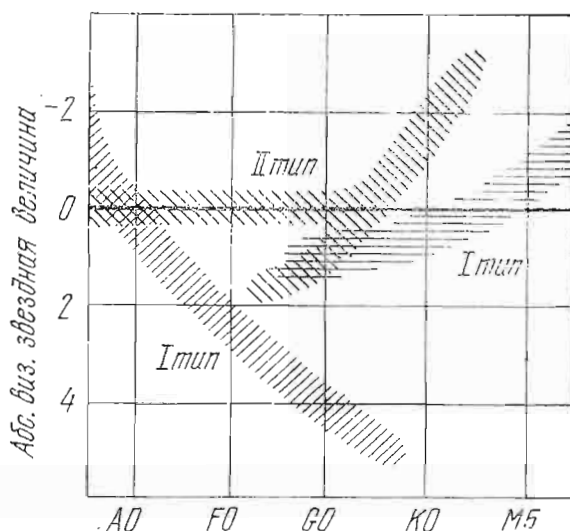


Рис. 77. Диаграмма Г — Р для двух типов звездного населения Галактики (по В. Бааде).

Деление на типы населения по Бааде оказалось совпадающим с делением и по кинематическим характеристикам, и по пространственному распределению: I тип характеризуется вращением вокруг центра Галактики со значительными скоростями (около 250 км/с на расстоянии Солнца от центра Галактики) и небольшой дисперсией скоростей (относительно своих центроидов) — порядка

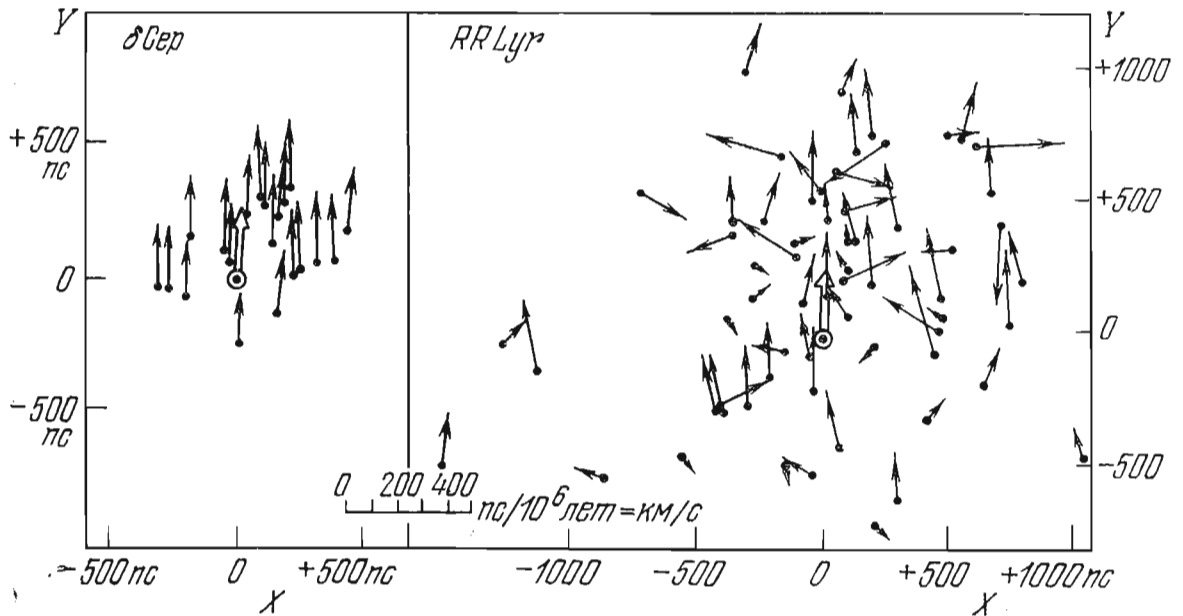


Рис. 78. Векторы полной скорости звезд относительно центра Галактики в проекции на галактическую плоскость. Слева цефеиды типа δ Cep — представители населения I типа, показывающие «спокойную кинематику» (малую дисперсию скоростей); справа переменные звезды типа RR Lyr — II тип населения — большая дисперсия скоростей. Белая стрелка — скорость Солнца.

10—15 км/с; II тип — много меньшим участием во вращении с дисперсией скоростей много большей, порядка 75 км/с (рис. 78).

Оценки времени возможного распада рассеянных скоплений ($\sim 10^9$ лет) и шаровых скоплений (10^{12} — 10^{13} лет), основанные на звездно-динамических расчетах, а также оценки возрастов, определенные по диаграммам «цвет — видимая величина» на основе теории звездной эволюции, заставляют думать, что население типа II старше, чем I, что отражается также в различии химического состава звезд (население II беднее «металлами»). По-видимому, звездное население II образовалось в первоначальной сферической прото-Галактике, а образование звезд населения I началось в диске Галактики и продолжается до сих пор в спиральных рукавах. В нашу эпоху (в последние миллионы лет) образуются звезды, обогащенные «металлами» за счет вещества, рассеянного при взрывах SN, которые в процессе предшествующей эволюции, а частично, может быть, и в процессе самого взрыва, обогатились ими. Раз-

личие возрастов и происхождения обуславливает все отличия объектов двух населений.

Таким образом, классификация Бааде имеет главным образом астрофизический характер (основное в ней — спектры и светимости), а учение о подсистемах и вытекающее из него разделение звездного населения на составляющие — звездно-астрономический характер (основное в нем — пространственное расположение и кинематика). Одна классификация дополняет и подкрепляет другую.

Надо отметить, что для изучения эволюционных процессов кинематические критерии общности происхождения являются более жесткими, нежели астрофизические, так как первые почти не меняются со временем. Поэтому различие кинематических свойств может явиться сильным аргументом против генетической связи (эволюционного родства), которую могут подсказывать астрофизические данные.

Таблица 15

Население	Население I		Население II		
	«Молодое»	«Старое»	Диск	«Промежуточное»	Галб
Типичные представители	O, B сверхгиганты, молодые скопления, Сδ, Т-ассоциации, газ, пыль	Солнце, звезды с сильными линиями, карлики Me	Звезды со слабыми линиями, новые, планетарные туманности, RR Лиры с $P < 0^d,4$	Звезды с большими скоростями, $P < 250^d$	Субкарлики, RR Лиры с $P > 0^d,4$, шаровые скопления, CW
β пс	120	160	400	700	2000
σ_z км/с	7	10	17	25	75
Отношение осей a/c	100	50	20	5	2
Концентрация к центру Галактики	слабая	слабая	резкая	резкая	очень резкая
Содержание тяжелых элементов	0,03	0,02	0,01	0,04	0,001
Возраст в млрд. лет	0,1	0,1—1,5	1,5—5	7—12	13
Общая масса в млрд. M_{\odot}	3	10	40	40	20

В настоящее время принято более детальное деление звездного населения на пять типов, учитывающее различные особенности входящих в них звезд. В табл. 15 приведены по данным Я. Оорта их основные характеристики.

66. Направление на центр Галактики и расстояние до него

Разнообразные оптические методы: пространственное расположение шаровых скоплений и звезд типа RR Lyr, ход изолиний звездной плотности, определенных на основе подсчетов звезд (см. рис. 75, 76), инфракрасная фотография (см. рис. 83) и т. д. — довольно согласно определяли направление на центр Галактики. Радиоастрономические измерения давали систему изофот радиоизлучения, в центре которой и, по-видимому, в самом центре Галактики находится мощный радиоисточник Sgr A.

Хуже обстояло дело с определением расстояния до центра Галактики: разные авторы, определяя его различными методами, указывали значения от 6,3 кпс до 12,5 кпс (если не считать модели Зеелигера и модели Каптейна с Солнцем близ центра Галактики и первых определений Шапли по шаровым скоплениям, еще без учета поглощения света, 23 и 16 кпс). В настоящее время часто используют значение $10 \text{ кпс} \pm 1 \text{ кпс}$ (или $9,9 \pm 0,9 \text{ кпс}$). Большая формальная ошибка определения говорит о возможности новых уточнений этого фундаментального параметра Галактики.

В. Бааде недалеко от центра Галактики нашел площадку в 0,4 квадратных градуса со слабым поглощением, в которой обнаружил более 150 переменных типа RR Lyr.¹ Они дают оценку расстояния до центра Галактики $\sim 9,6 \text{ кпс}$.

Протяженность Галактики в направлении антицентра, насколько можно судить, например, по долгопериодическим цефеидам, может быть 5—6 кпс. Таким образом, диаметр Галактики должен быть не меньше 30 кпс ($\sim 100\,000$ световых лет). Динамическая граница Галактики, как и у других галактик, не определена. Иногда за эту границу принимают такое расстояние от центра, чтобы вероятность отрыва от Галактики звезды, находящейся на этом расстоянии, была бы ~ 1 за галактический год.

67. Спиральная структура Галактики

В 1900 г. Истон [78] показал (рис. 79), как могут быть распределены звездные сгущения, чтобы образовать видимую картину Млечного Пути — первое указание на некоторое подобие спиральных ветвей.

После открытия В. Бааде двух типов звездного населения в туманности Андромеды, из которых I_2 тип (куда входят самые го-

рячие звезды высокой светимости — сверхгиганты и их ассоциации, гиганты, а также ионизуемый ими водород), располагается вдоль спиральных ветвей, было исследовано расположение аналогичных объектов в нашей Галактике и обнаружено, что они также показывают тенденцию располагаться вдоль некоторых линий,

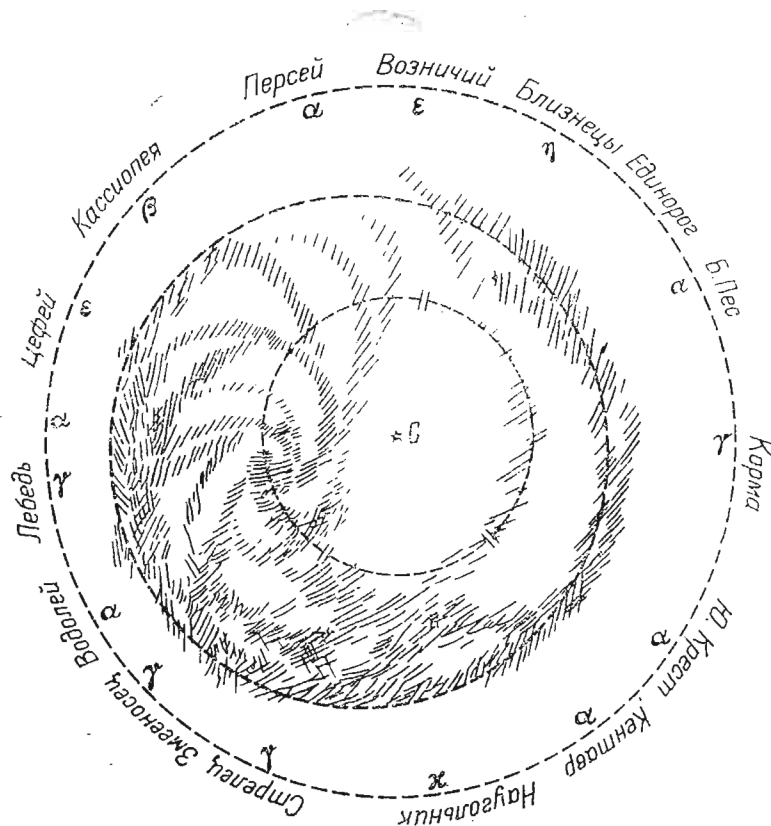


Рис. 79. Схематический чертеж Истона, пытавшегося объяснить видимую картину Млечного Пути особенностями структуры (спиралями) Галактики. Центр Истон усматривал в направлении созвездия Лебеда.

которые естественно было отождествить со спиральными ветвями Галактики. Наблюдениям очень мешало межзвездное поглощение света в полосе галактического экватора. Однако даже оптические наблюдения перечисленных объектов, а также долгопериодических цефеид типа $С\delta$ с $P > 10^d$ молодых рассеянных скоплений, звезд Ве и WR позволили довольно уверенно наметить три отрезка, которые интерпретируются как части трех спиральных ветвей (рис. 80). Угол между радиусом-вектором, проведенным из центра Галактики, и касательными к этим трем отрезкам ветвей примерно постоянен и составляет около 70° , а расстояние между ветвями приблизительно 1,5—2 кпс. Следовательно, спиральные ветви можно аппроксимировать логарифмическими спиралями $R = a \cdot e^{b\theta}$ с характеристическим углом μ , который связан с b соотношением $b = \text{ctg } \mu$ (для М 31 $b = 0,15$, для трех отрезков ветвей Галактики в среднем $b = 0,14$). До сих пор дискуссионным является вопрос о числе спиральных ветвей Галактики. На

рис. 81 на фотографию многорукавной галактики NGC 1232 нанесены точки рисунка 80 (масштабы подогнаны), изображающие расположение молодых рассеянных скоплений, цефеид Сδ, областей Н II в нашей Галактике. Сходство получилось достаточно выразительным. Можно думать, что наша Галактика также является многорукавной. К аналогичным выводам пришли Е. Д. Павловская и А. С. Шаров [79].

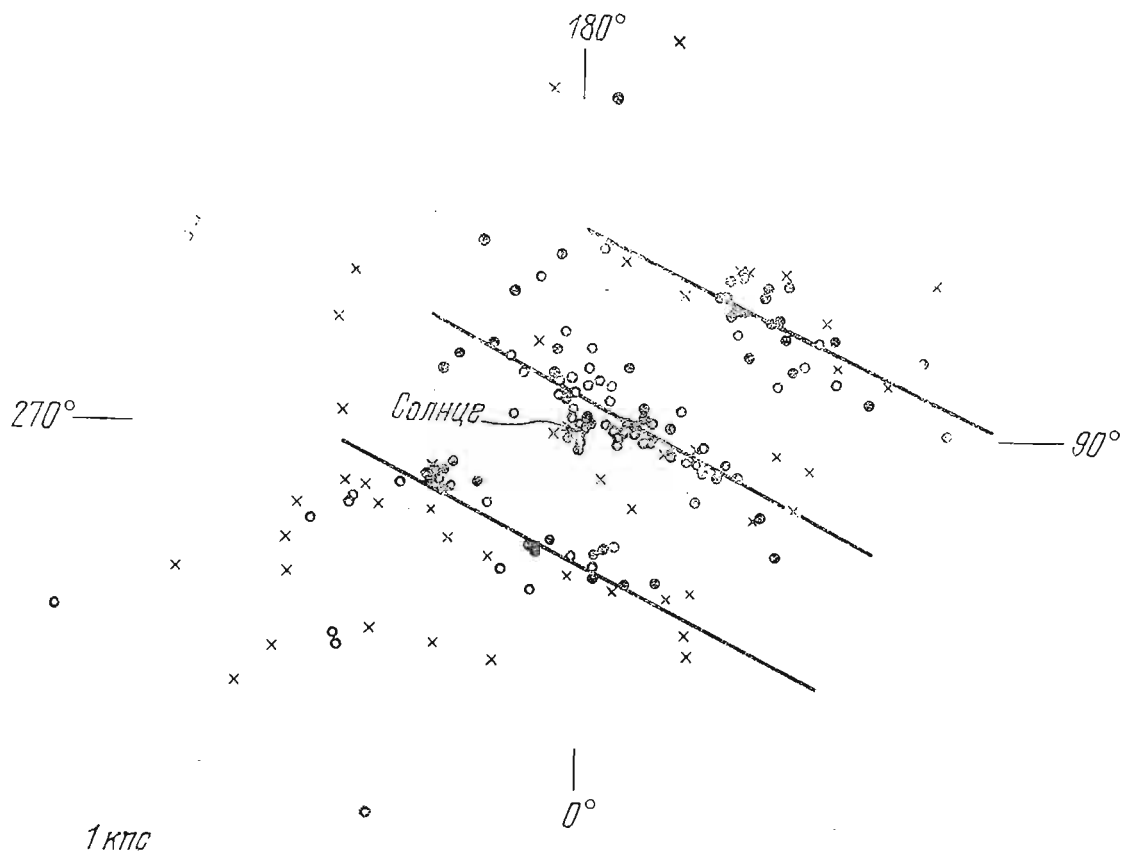


Рис. 80. Расположения различных объектов, «трассирующих» спиральные ветви в пределах 3 кпс от Солнца. Точки — рассеянные скопления, кружки — области Н II, крестики — цефеиды Сδ с $P > 10^d$. Цифрами отмечены галактические долготы.

При изучении спиральной структуры, помимо оптических методов, используются и радиоастрономические. Напомним, что представляют собой эти радионаблюдения и как они интерпретируются. В настоящее время возможна регистрация радиоизлучения различного происхождения: тепловое излучение во всех длинах волн радиодиапазона, излучение Н I на волне 21 см, излучение в водородных рекомбинационных линиях, а также радиолинии поглощения молекул, например, ОН, Н₂СО, синхротронное (нетепловое) и т. д. Излучение в линии 21 см связано со сверхтонкой структурой основного уровня нейтрального водорода Н I. Эта структура определяется различием взаимной ориентации спина ядра (протона) относительно спина электрона, причем

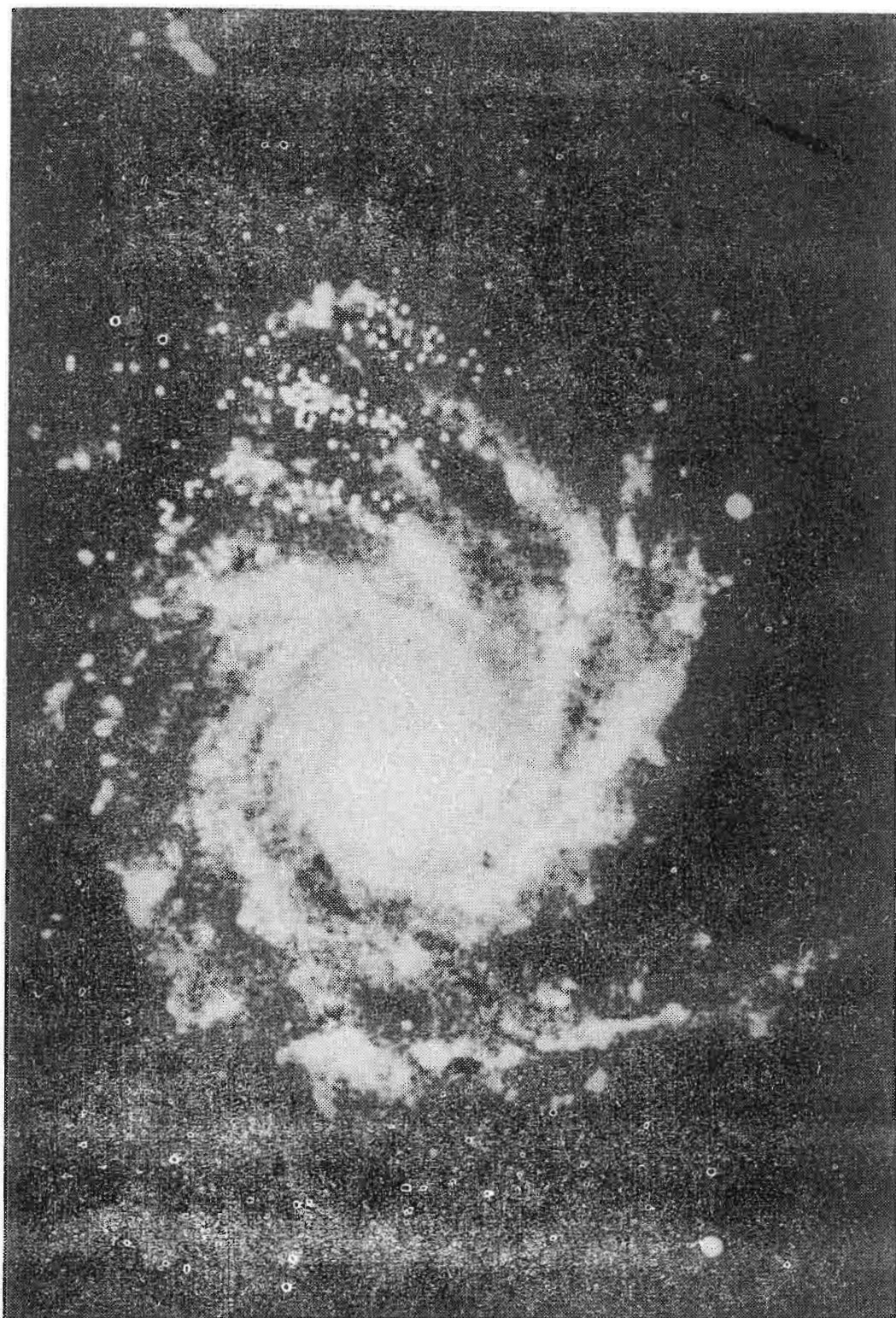


Рис. 81. Галактика NGC 1232, на фотографию которой нанесены точки, изображающие «трассирующие» объекты рис. 80.

энергетические уровни параллельного (верхний уровень) или антипараллельного (нижний уровень) их расположения отличаются так мало (разность энергии $\Delta E = 5,86 \cdot 10^{-6}$ эв), что переход из одного состояния в другое дает излучение (или поглощение) линии с $\lambda = 21,11$ см или $\nu = 1420,4$ Мгц. Эта разность энергетических уровней в 15 млн. раз меньше, чем при переходе с основного на первый возбужденный уровень (и обратно). На 100 000 переходов с первого возбужденного уровня на основной приходится лишь один переход, дающий излучение 21 см. Однако огромное число атомов Н I на луче зрения обеспечивает заметную интенсивность этого излучения.

В силу дифференциального вращения Галактики линия 21 см будет смещена согласно принципу Доплера. Для далеких облаков Н I, находящихся на том же луче зрения, V_r будут отличны от этих величин для близких облаков. Для соответствующих λ близкие облака будут прозрачны. Это позволяет регистрировать профили (иногда весьма сложные) линии от весьма удаленных облаков Н I. Серию сложных профилей линии 21 см, полученных для различных l (см. рис. 35а), интерпретируют следующим образом. Прежде всего необходимо определить кривую вращения Галактики. Так как оптические данные не дают возможности получить эту кривую на расстояниях $|R - R_0| > 3$ кпс, то можно попытаться использовать для построения кривой вращения радионаблюдения нейтрального водорода в линии 21 см. Для этого примем общую кинематическую схему вращения Галактики, характеризующуюся уменьшением угловой скорости ω по мере увеличения R (см. рис. 34). Будем временно считать, что в галактической плоскости есть облака водорода Н I, вращающиеся вокруг центра Галактики по круговым орбитам. Вдоль луча зрения, касательного к внутреннему кольцу в точке Q (см. рис. 35б), профиль линии может показать два максимума V_r , соответствующих угловым скоростям вращения на расстояниях R' и R . Очевидно, что максимальная лучевая скорость в данном направлении будет соответствовать точке Q , так как она находится на минимальном расстоянии от центра Галактики, равном $R = R_0 \sin l$. Для этой же точки по формуле $\Delta V_r = R_0 [\omega(R) - \omega(R_0)] \sin l$ (пренебрегаем b , которая для облаков Н I мала) можно вычислить $\omega(R)$ и, следовательно, найти линейную скорость вращения. Точно так же можно рассмотреть профиль линии в другом направлении и снова получить значения R, V . Последовательно применяя приведенные рассуждения ко многим профилям, мы получим кривую вращения. Строго говоря, кривая вращения будет верхней огибающей полученного множества точек, так как максимальное значение V_r может соответствовать не значению $R = R_0 \sin l$, а несколько большему, если водорода в точке Q нет. По полученной кривой вращения можно вычислить кривую $\omega(R)$ и использовать ее для изуче-

ния распределения нейтрального водорода в Галактике, вычисляя для каждого максимума на профиле линии $\omega(R)$ и определяя затем R по кривой зависимости угловой скорости от расстояния. Правда, внутренние (хаотические, тепловые) движения молекул в облаке Н I размывают профиль линии, но если регистрировать профили линии, переходя постепенно от одной к другой l , можно заметить плавные изменения интенсивности I , т. е. изменения плотности Н I. В направлении вблизи центра и антицентра $V_r = 0$ (что, кстати, говорит в пользу предположения об участии водородных облаков в круговом движении), и профиль линии дает лишь характеристику внутренних движений в облаках Н I.

Однако в интерпретации спиральной структуры Галактики при помощи профилей линии Н I есть ряд трудностей и нерешенных вопросов. Так, например, вывод расстояния R зависит от принятой схемы дифференциального вращения Галактики; кривая $\omega(R)$ проводится очень неуверенно по радионаблюдениям Н I; кроме того, оказалось, что по разные стороны от центра кривые эти различны; имеются признаки отклонения от кругового движения в Галактике.

Общая картина распределения водорода в Галактике (рис. 82) стала со временем более детальной, но не стала более похожей на правильные спирали; новые наблюдения дают много больше спиралей с углом $\approx 75^\circ$ (т. е. ближе к результатам Павловской и Шарова) и с большими расстояниями между ветвями.

Спирали, намечаемые по результатам анализа профилей линии 21 см Н I, показывают неоднородности размерами до 500—1000 пс, расщепления и пересечения отдельных деталей. Некоторые спиральные ветви располагаются на несколько десятков пс выше и ниже галактической плоскости. Части ветвей показывают локальное вращательное движение, причиной которого могут быть местные магнитные поля (вроде тех, что наблюдаются на Солнце).

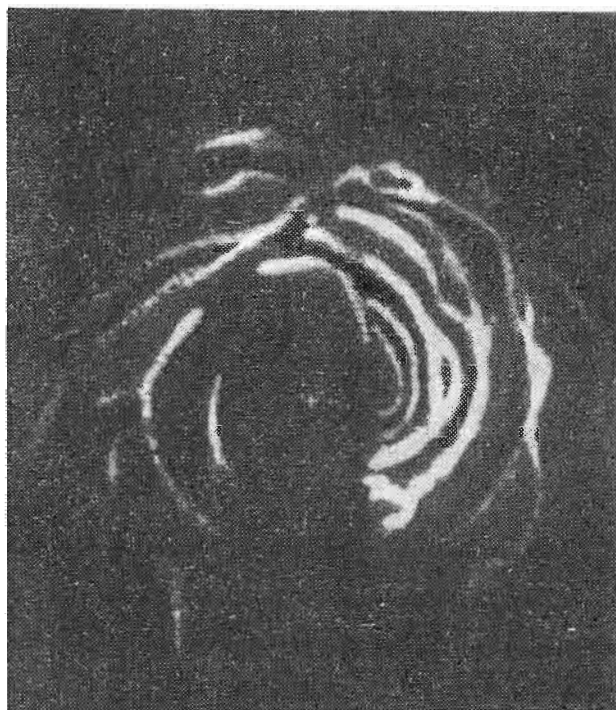


Рис. 82. Спиральная структура Галактики по наблюдениям радиолнии 21 см (правая сторона рисунка — по наблюдениям в Голландии, левая — в Австралии). Крестик отмечает центр Галактики, кружок — положение Солнца.

Таким образом, нет убедительности в проведении спиральных ветвей по радионаблюдениям. Распределение Н I рисует скорее отрезки колец, а не ветви, которые должны быть, если считать Галактику многорукавной.

68. Центральная область Галактики

Изучение центральной области Галактики (ее ядра) затруднено межзвездным поглощением, которое в среднем можно оценить в $5^m,5$ в этом направлении, хотя в отдельных местах оно доходит до 25^m в видимых лучах!

Использование техники фотографирования в инфракрасном участке спектра позволило обнаружить наличие двух звездных облаков и темной полосы между ними (рис. 83). Вместе они образуют некую эллиптическую фигуру протяженностью $\sim 27^\circ$ вдоль

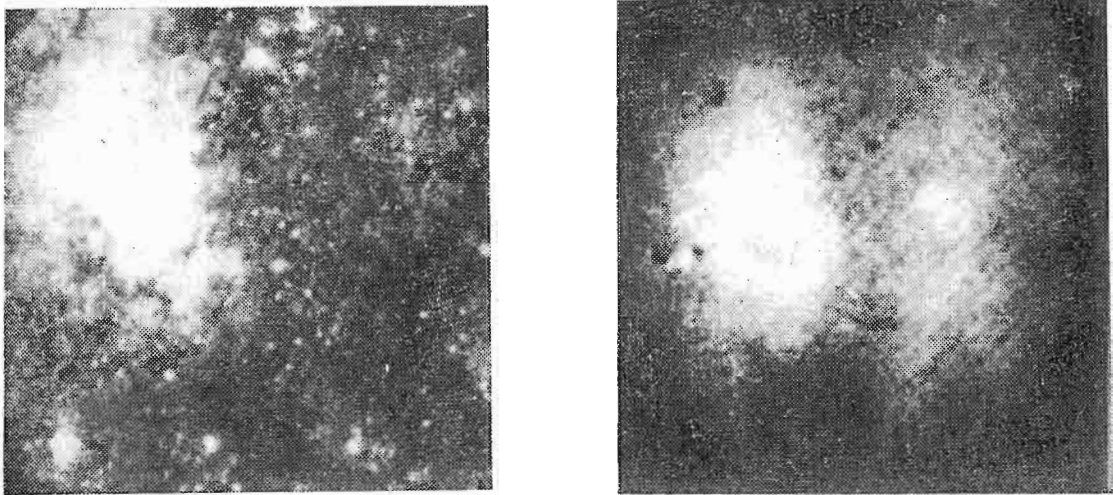


Рис. 83. Центральная область Галактики в инфракрасных лучах (справа) и обычная фотография ядра Галактики (слева).

галактического экватора и $\sim 14^\circ$ перпендикулярно к нему. При расстоянии до центра Галактики в 10 кпс размеры этой центральной области можно оценить в $2,1 \times 1,2$ кпс.

До расстояния $\pm 15^\circ$ от центра вдоль галактического экватора отмечается повышенная интенсивность радиоизлучения. В самом же центре наблюдается очень интенсивный радиоисточник Sgr A сложного строения. Он имеет не менее 5 компонентов, из которых два самых интенсивных диаметром ~ 10 пс и ~ 40 пс разделены расстоянием ~ 25 пс, еще два более слабых расположены на расстоянии ~ 100 пс по обе стороны от центра. Компонент диаметром ~ 10 пс внутри себя включает яркое ядрышко (кern) диаметром $\sim 1,5$ пс. Оно сходно по цвету, размерам и светимости с аналогичным ядрышком М 31, имеющим диаметр $0,8$ или ~ 3 пс.

В ядре заключено ~ 30 млн. звезд, в керне ~ 3 млн., что дает звездную плотность в нем в 10^7 больше околосолнечной!

Инфракрасные наблюдения на волнах λ 1,65, 2,2 и 3,4 мкм показали наличие звездообразного инфракрасного источника диаметром в 5', внутри которого находится еще более интенсивный точечный источник, совпадающий с радиоисточником Sgr A.

Анализ радио- и инфракрасных наблюдений центральной области Галактики привел И. С. Шкловского [80] к выводу о том, что излучение Sgr A имеет синхротронную природу. Сопоставление его с Крабовидной туманностью, расстояние до которой известно, дает для него полную энергию релятивистских частиц $\sim 10^{48}$ эрг. Линейный радиус источника оценивается в 10^{14} — 10^{16} см. Удержать релятивистские частицы от разлета из такой малой области пространства может лишь сверхмассивный объект с $M \sim 3 \cdot 10^4 M_{\odot}$, которым может быть так называемая черная дыра с гравитационным радиусом $r_g = \frac{2GM}{c^2} \approx 10^{10}$ см. Ее окружает газовый диск с радиусом $\sim 10^{14}$ см, образующийся при аккреции вещества на черную дыру. Если при этом 10% энергии покоя падающего вещества превратится в энергию релятивистских частиц, их мощности будет вполне достаточно для объяснения наблюдаемой интенсивности космических лучей в Галактике.

И. С. Шкловский предполагает, что в процессе эволюции многих галактик со сферически-симметричным распределением массы, а также радиогалактик и квазаров, в их центральных областях образуются сверхмассивные черные дыры.

В 1953 г. по наблюдениям на волне 21 см были обнаружены два внутренних спиральных рукава, частично проецирующихся на центральную область. Они находятся на расстояниях $\sim 1,5$ и $\sim 3,0$ кпс от Солнца. В 1957 г. ван Верден, Оорт и Ругоор по распределению яркости излучения H II на волне 21,6 см (близкой к линии 21,1 см H I) проследили по обе стороны от центра до расстояния $\sim 25^\circ$ вдоль галактического экватора «трехкилопарсекую»¹ спираль (или кольцо?), которая вращается вокруг центра и одновременно расширяется со скоростью 50 км/с. Наличие кольца H II подтверждено и на других частотах.

Рис. 84, составленный Оортом и Ругоором на основании радионаблюдений на волне 21 см, показывает предполагаемую структуру центральной области Галактики. «Диск ядра» радиусом 800 пс и с массой $5 \cdot 10^6 M_{\odot}$ вращается так, что в точках *F* и *C* наблюдаются лучевые скорости около +200 и -200 км/с. Возможно, что скорость нарастает к центру. Кроме того, близ точки *D* на расстоянии ~ 1000 пс от центра видны линии 21 см с $V_r \cong +100$ км/с. Это начало ветви, которая в точке *E*, безусловно за центром и несколько выше центрального сгущения, дает уже $V_r = +130$ км/с.

¹ В связи с пересмотром расстояния R_0 до центра Галактики оказалось, что она находится на расстоянии 4 кпс, но в литературе удержалось ее прежнее название.

Диск ядра расположен большей частью точно в галактической плоскости, но при $l = -4-5^\circ$ (близ точки C) он располагается на 100—150 пс выше нее, а у точки F отклонение от плоскости происходит в другую сторону. Толщина этого диска ~ 70 пс в центре и доходит до 250 пс на его периферии.

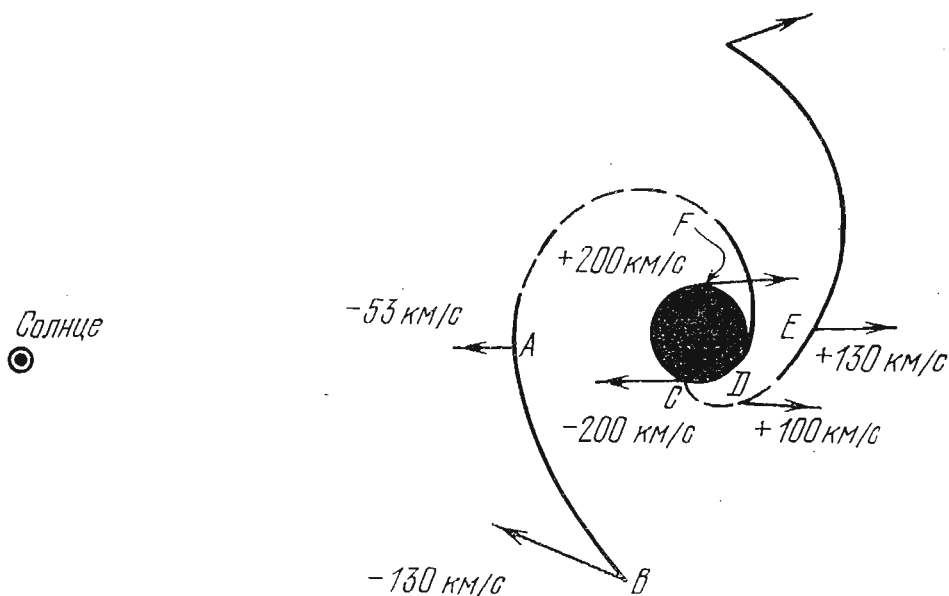


Рис. 84. Структура центральной части Галактики (по исследованиям Я. Оорта и Г. Ругоора). Везде указаны лучевые скорости.

В точке A , которая проецируется на ядерную область, происходит эмиссия от ветви и поглощение излучения от радиоисточника Sgr A. По этим линиям определена скорость расширения кольца («трехкилопарсековой ветви») — 53 км/с. В точке B (при $l = -23^\circ$) отрицательная лучевая скорость достигает 130 км/с. Это приводит к выводу, что кольцо (или спираль, которая прослеживается от $l = -23^\circ$ — точка B до $l = +5^\circ$ — за точкой A) не только расширяется со скоростью около 50 км/с, но и вращается со скоростью ~ 200 км/с. Хотя наблюдениям очень мешают более близкие и более далекие облака газа, можно оценить среднюю плотность водорода $\rho \leq 0,18$ атомов/см³ и общую массу $\sim 4 \cdot 10^7 M_\odot$ во всей центральной зоне до «трехкилопарсековой ветви» (см. также [81]).

На рис. 84 штриховой линией показан предполагаемый ход внутренних спиральных рукавов, состоящих из H I, пыли и, может быть, некоторого числа звезд. Возможно, это вращающееся и расширяющееся кольцо (или ветвь) образовалось ~ 50 млн. лет тому назад в результате гигантского взрыва в центре Галактики, подобного взрывам в ядрах некоторых галактик, обнаруженным в недавнее время.

Наряду с H I обнаруживается истечение H II со скоростью ~ 190 км/с на расстоянии 1° от центра Галактики, что соответст-

вует расстоянию ~ 160 пс. Вероятно, области нейтрального и ионизованного водорода перемешаны.

Большой интерес вызвало открытие облаков HI в высоких галактических широтах над областью центра. Создается впечатление, что они либо падают к галактической плоскости, возвращаясь после происшедшего взрыва, либо притекают к области центра из межгалактического пространства, пополняя запас материи в ядре Галактики. Оценки массы, теряемой ядерной областью на истечение, давали около одной массы Солнца в год.

Любопытно отметить, что в последние годы газовые спутники с массами порядка $10^8 M_{\odot}$ обнаружены у M 31 и M 101, у NGC 300 и некоторых других галактик. Может быть, эти объекты являются протогалактиками в процессе образования карликовых галактик? Впрочем, об этом см. главу 4.

69. Заключительные замечания к главе 3

Глава 3 о строении Галактики, разумеется, никак не отразила всего богатства и разнообразия исследований (иногда с противоречивыми выводами), которые были проведены в этой области науки за последние десятилетия. Автор стремился включить только такие данные, которые, как он надеется, не претерпят в близком будущем существенных изменений. Что касается мест, выделенных петитом, то в выборе их содержания сказались (вероятно, к сожалению) личные пристрастия автора. Поэтому некоторые, весьма распространенные идеи, еще, по его мнению, не «устоявшиеся», оказались упущенными. Так, например, автор должен признаться, что идея так называемых «волн плотности» относится к их числу. В оправдание он отсылает читателя к заключительному абзацу предисловия, в котором автор заранее благодарит читателей за возможные критические замечания и добрые пожелания, которые он постарается учесть в будущем.

МЕТАГАЛАКТИКА

Внегалактическая астрономия — сравнительно новая отрасль науки, которая развивается быстро, опираясь не только на оптические средства наблюдений, но и используя радиоастрономические и внеатмосферные методы исследования.

Здесь отмечены лишь те сведения о мире галактик, которые помогут определить место Галактики в морфологическом ряду галактик и ее расположение в Метагалактике. Поэтому сюда не включены данные о Сейфертовских галактиках, галактиках Маркаряна, радиогалактиках, квазарах, квазагах, реликтовом радиоизлучении и других удивительных космических объектах. Не рассматриваются также космологические проблемы. Все это охватывает курс внегалактической астрономии, по которому имеется сейчас обширная литература ¹.

70. Морфологические классификации галактик

Морфологическое описание какой-нибудь галактики в большей степени зависит от условий получения ее фотографического изображения — от светосилы астрографа, от выбранного участка спектра, от экспозиции и даже от техники получения отпечатков с негатива, если используются не сами негативы. Иллюстрируя эту зависимость рядом фотографий, Б. А. Воронцов-Вельяминов подчеркивает, что для однородности описаний галактик и для определения их относительных размеров надо ограничиться некоторой изофотой, соответствующей какой-нибудь определенной звездной величине с квадратной секунды ², как это делал Э. Хольмберг [82].

В 1925 г. Э. Хаббл предложил свою «камертонную» схему классификации галактик, в которой после эллиптических (Е) га-

¹ В 1972 г. вышла в свет обширная монография Б. А. Воронцова-Вельяминова «Внегалактическая астрономия» [XVIII], содержащая многочисленные иллюстрации и большой фактический материал, полученный на многих крупных телескопах мира, а также критическое изложение существующих теорий, объясняющих наблюдаемые в Метагалактике явления.

² Как известно, яркость поверхности не зависит от ее расстояния от нас.

лакттик следовали спиральные галактики двух типов — обычные (S) и галактики с перемычкой (SB), а затем неправильные галактики (Irr).

В 1961 г. ученик Хаббла А. Сэндидж опубликовал «Атлас галактик», посвященный Хабблу, в котором приведена расширенная классификация Хаббла (рис. 85). В нее после класса E введены классы S0 и SB0. Класс S0 подразделялся на два подкласса. SB0 — на три. Ж. Вокулер (1956), сочетав классификацию Хаббла с указанием наличия кольцевых структур, создал как бы

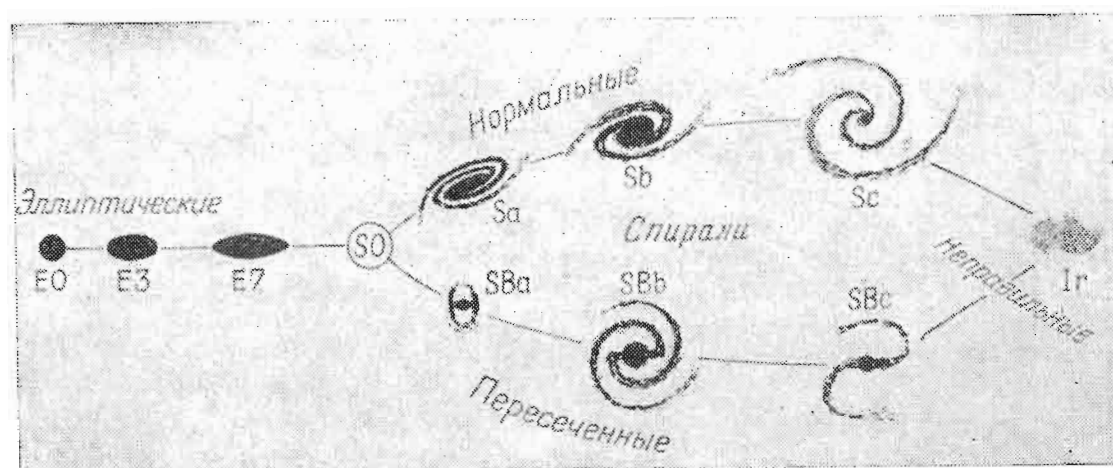


Рис. 85. «Камертонная» классификация галактик Э. Хаббла.

трехмерную классификацию (рис. 86). В классификации Вокулера имеются простые спиральные галактики (SA): с кольцом SA(r) или только со спиралью SA(s); пересеченные спиральные галактики: SB(r), SB(s), а также комбинированные SA(rs) и SB(rs). Подробно о ней см. [IV, 350—375].

Классификация эллиптических галактик основывается на характеристике их видимой сплюснутости

$$\varepsilon = 10 \left(1 - \frac{b}{a} \right),$$

где a и b — большая и малая полуоси видимого эллипса. Величина ε у эллиптических галактик бывает от 0 до 7. Очевидно, что в предположении равной вероятности направлений осей вращения галактик в пространстве истинная сплюснутость может быть только больше видимой.

В дальнейшем выяснилось значительно большее разнообразие форм галактик, чем это предусмотрено схемой Хаббла — Сэндиджа. Выявился ряд новых морфологических типов, для описания которых в пятитомном Морфологическом Каталоге Галактик (MCG

или MCG), составленном под руководством Б. А. Воронцова-Вельяминова в Москве, применяется более 40 символов. Этот каталог охватывает более 30 000 галактик до $\sim 15^m$ от северного полюса мира до $\delta = -45^\circ$. Совокупность символов МКГ не предусматривает описания возможных искажений, которые вносит взаимное

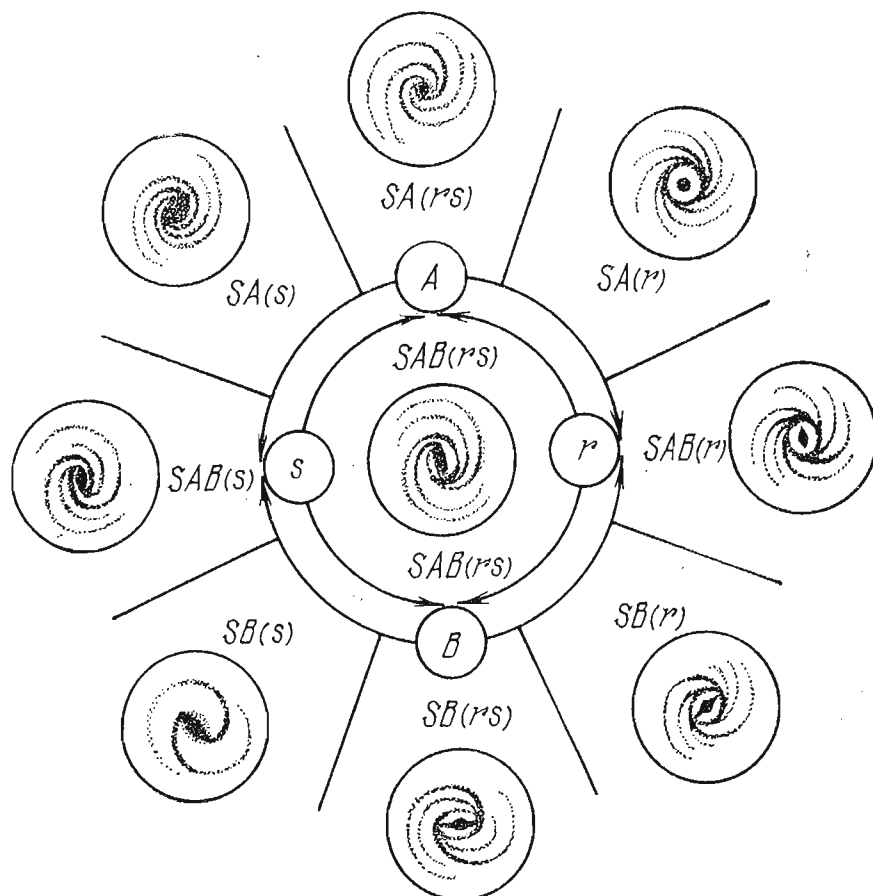


Рис. 86. Поперечное сечение объемной классификационной схемы Ж. Вокулера в районе стадии Sb. Классификация предусматривает кольца в сочетании с двумя параметрами классификации Хаббла и является трехпараметрической (трехмерной) классификацией.

влияние близких компонентов двойных и вообще кратных галактик. У взаимодействующих галактик¹ наблюдаются разнообразные искажения формы, а также перемычки, иногда двойные, «хвосты» (рис. 87) и другие особенности, не всегда объяснимые с точки зрения теории гравитационных и магнитных сил. В некоторых случаях как будто бы требуется привлечение еще неизвестных сил. Подробности см. в упомянутой «Внегалактической астрономии» Б. А. Воронцова-Вельяминова.

¹ См., например, «Атлас и Каталог взаимодействующих галактик» Б. А. Воронцова-Вельяминова, 1959 г., охватывающий 356 систем; вторая часть, 1977 г., содержит ~ 800 систем.

Комплексные исследования Галактики, опирающиеся на оптические, радиоастрономические методы, изучение интегрального

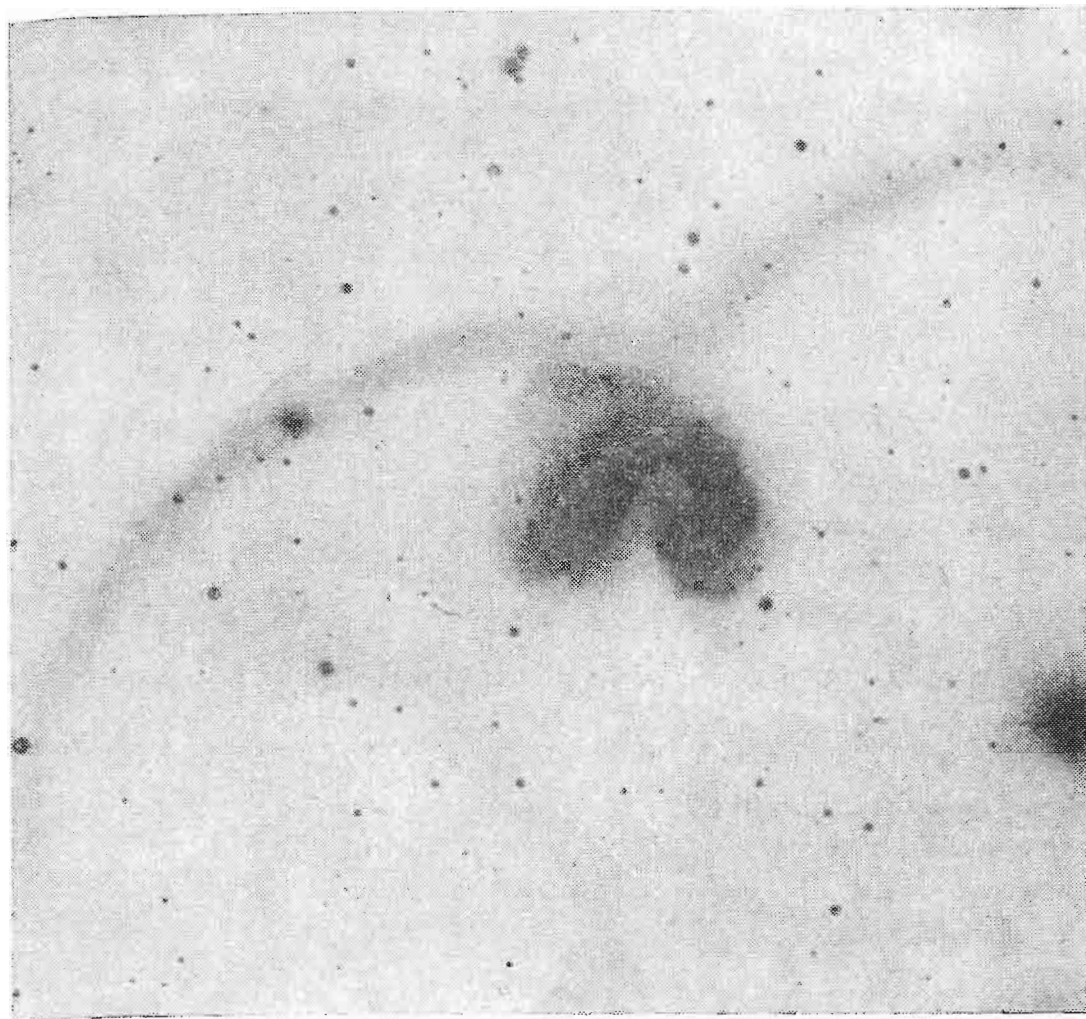


Рис. 87. Взаимодействующие радиогалактики NGC 4038 и 4039 (с «хвостами»).

спектра различных областей Млечного Пути говорят о том, что Галактика, вероятно, сходна со спиральной галактикой типа Sbc (см. рис. 81, изображающий многорукавную галактику NGC 1232).

71. Определение расстояний до галактик

Отдаленность галактик от нас исключает возможность определения их тригонометрических параллаксов. Для не слишком удаленных от нас галактик доступными могут оказаться лишь разнообразные определения фотометрических параллаксов (см. 12). Среди объектов, абсолютная звездная величина которых используется для вывода модуля расстояния, можно указать на цефеиды Сδ и Сω, ярчайшие звезды типа сО, сВ, звезды Вольфа—Райе (WR), новые, сверхновые, а также шаровые скопления, для которых используются интегральные абсолютные величины, области H II и т. д. Применение формулы (6) для определения модуля расстоя-

ния галактики и, следовательно, расстояния, основано на априорном предположении тождества сходных объектов в разных звездных системах («закон общности») — первое приближение к решению проблемы определения расстояний. Так, например, сходство кривых блеска новых звезд, вспыхивающих в какой-нибудь галактике с кривыми блеска галактических новых, может позволить приписать им ту же абсолютную звездную величину в максимуме. При этом, конечно, надо иметь в виду естественную дисперсию M галактических новых, несовершенство учета поглощения света в Галактике и возможное влияние неучтенного поглощения в данном месте изучаемой галактики.

В 1885 г. в туманности Андромеды вспыхнула звезда, получившая обозначение S And. Кривая блеска S And напоминала кривые блеска новых звезд в нашей Галактике, что дало возможность получить первую оценку величины расстояния до туманности Андромеды. В дальнейшем выяснилось, что S And не новая, а сверхновая звезда, это значительно увеличило оценку расстояния.

При использовании зависимости «период — светимость» для цефеид или других типов физических переменных надо помнить о возможном различии этой зависимости или, вернее, о различии численных значений соответствующих коэффициентов для звездных систем разного возраста. Согласие результатов, полученных для какой-нибудь галактики по разным объектам, может создать некоторую уверенность в их надежности.

Для галактик, обнаруживающих кольца, Вокулер предложил измерять угловые размеры этих колец, имея в виду, что их линейные диаметры составляют в среднем $2,5 \text{ кпс} \pm 0,4 \text{ кпс}$. Этот метод не зависит от влияния поглощения света и может быть использован до расстояний $\sim 50 \text{ Мпс}$.

Для определения расстояний более далеких галактик могут служить корреляции между морфологическим типом и интегральной абсолютной звездной величиной, установленные по галактикам, расстояния которых определены перечисленными выше способами. Реальную среднюю ошибку определения M галактики по ее морфологическому типу можно оценить $\pm 1^m$. Наибольшую светимость, по-видимому, имеют сверхгигантские галактики с M_{ph} до -22^m , для карликовых галактик $M_{\text{ph}} = -9^m - 10^m$. Оценка M_V нашей Галактики дает значение $-18^m,8$.

Для еще больших расстояний используется закон Хаббла — статистически установленная связь «красного смещения» линий в спектрах галактик с их расстояниями.

72. Определение размеров галактик

Линейные размеры галактик определяются на основе измерений их угловых размеров и оценки расстояний. Наряду с карликовыми галактиками диаметрами всего в $1-5 \text{ кпс}$ мы имеем ги-

гантские галактики диаметром до 50 кпс. Надо иметь в виду, однако, условность видимых границ звездных систем, наличие вокруг многих из них обширных корональных областей. Так, например, удалось проследить внешние области гигантских эллиптических галактик NGC 383, 541, 1275, 4261, 4486 в виде весьма слабого обширного ореола, образованного звездами низкой светимости. В некоторых скоплениях галактик внешние области галактик перекрываются. Очевидно, что масса галактики с короной должна быть явно больше, чем без короны, это весьма существенно для исследования динамики этих звездных систем.

73. Определение вращения галактик

Вращение спиральных галактик лучше всего выявляется по измерениям V_r отдельных ярких сгустков, лежащих на больших осях видимых фигур галактик.

Учтя наклон i основной плоскости галактики к картинной плоскости¹, получим истинную скорость вращения $V = V_r \cos i$ на разных расстояниях от центра галактики. Иногда наиболее яркая внутренняя часть галактики дает спектр с явно наклонными линиями, что свидетельствует о больших скоростях ее вращения. Таково, например, ядро М 31, для которого кривая вращения (рис. 88) показывает линейный рост до максимума в 90 км/с на расстоянии 2" от центра, после чего скорость падает почти до нуля около 7—8" от центра, чтобы вновь линейно возрасти до ~ 100 км/с к $R = \sim 3'$, упасть вновь почти до нуля к $R = 8'$, опять возрасти (почти линейно) до 200 км/с примерно к $R = 30'$, затем медленнее до ~ 230 км/с к $R \approx 75'$. В последнее время скорость ~ 230 км/с прослежена до $R \approx 150'$ [83].

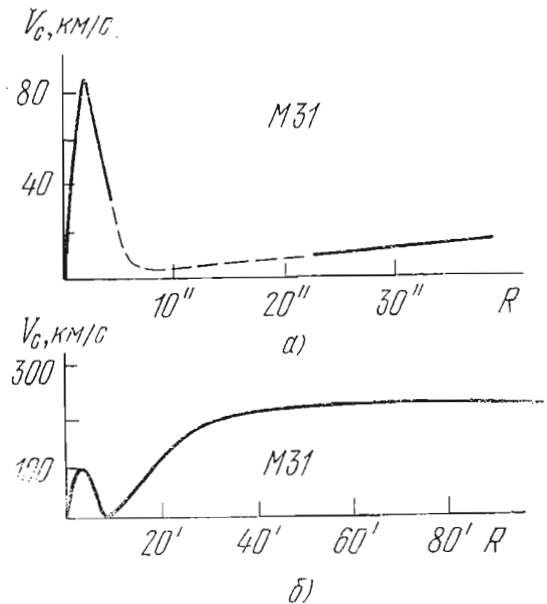


Рис. 88. Кривая вращения галактики М 31 («туманности Андромеды»): а — центральная часть до 50" от центра, б — до $R = 100'$. По оси ординат дана круговая скорость вращения на данном расстоянии R .

¹ Или луча зрения к нормали к основной плоскости галактики. Отношение малой оси эллипса видимой фигуры спиральной галактики к большой оси, дает $\cos i$. Так, например, определен угол i галактики М 31 (And) $\sim 75^\circ$.

74. Определение масс галактик

Оценить массу галактики можно:

1) исходя из интерпретации кривых вращения на основе принятия какой-нибудь определенной модели распределения плотности в галактике,

2) как статистическую среднюю величину, определенную по ряду двойных галактик с известными характеристиками,

3) по дисперсии скоростей отдельных звезд (галактик), входящих в галактику (скопление галактик), применяя к ним теорему о вириале,

4) по зависимости отношения M/L от типа галактики на основе оценки интегральной абсолютной звездной величины.

При сопоставлении этих оценок имеются определенные трудности, приводящие к «вириальному парадоксу». Так называется резкое завышение средней массы галактики, определенной при использовании теоремы о вириале, по сравнению с другими методами оценок масс, которые дают величины порядка $10^{12} M_{\odot}$ для гигантских галактик и порядка $10^5 M_{\odot}$ для карликовых галактик. Обзор обширной литературы по проблемам определения масс галактик и их скоплений см. в [XVIII, гл. II и VII].

75. Звездное население галактик

В тех случаях, когда в галактике доступны наблюдениям отдельные звезды и звездные скопления, можно по цветам и светимостям звезд судить о звездном населении и сопоставлять эти данные с интегральными характеристиками скоплений. В других случаях интегральные характеристики галактик и, если возможно, отдельных их частей, например, ядерных областей и ветвей или диска, могут дать материал для суждения о звездном населении галактики и о его сходстве или различии со звездным составом всей Галактики или различных ее частей. При этом, в дополнение к необходимости учета поглощения в Галактике, встанет задача определения и учета поглощения в различных местах других галактик.

В галактиках встречаются рассеянные и шаровые скопления, ассоциации, сверхассоциации и сверхгиганты до $M_{ph} = -9^m$. По всем этим объектам можно судить о преобладании того или иного типа населения.

Интегральный спектр разных частей галактики образуется наложением спектра холодных звезд, имеющих максимум в красной части спектра, на спектр горячих звезд с максимумом в синей части. Оценки вклада звезд различных спектральных классов, которые можно сделать по эквивалентным ширинам соответствующих характерных линий поглощения, могут дать количественное представление о составе звездного населения.

76. Видимое распределение галактик

Первой закономерностью, замеченной в мире галактик, было исследованное Хабблом явление «избегания» галактиками неровной полосы шириной в $10\text{--}15^\circ$ вдоль галактического экватора (рис. 89) — так называемой «зоны избегания». Внутри этой зоны встречаются небольшие площадки, в которых межзвездное поглощение несколько меньше и проглядывают отдельные галактики.

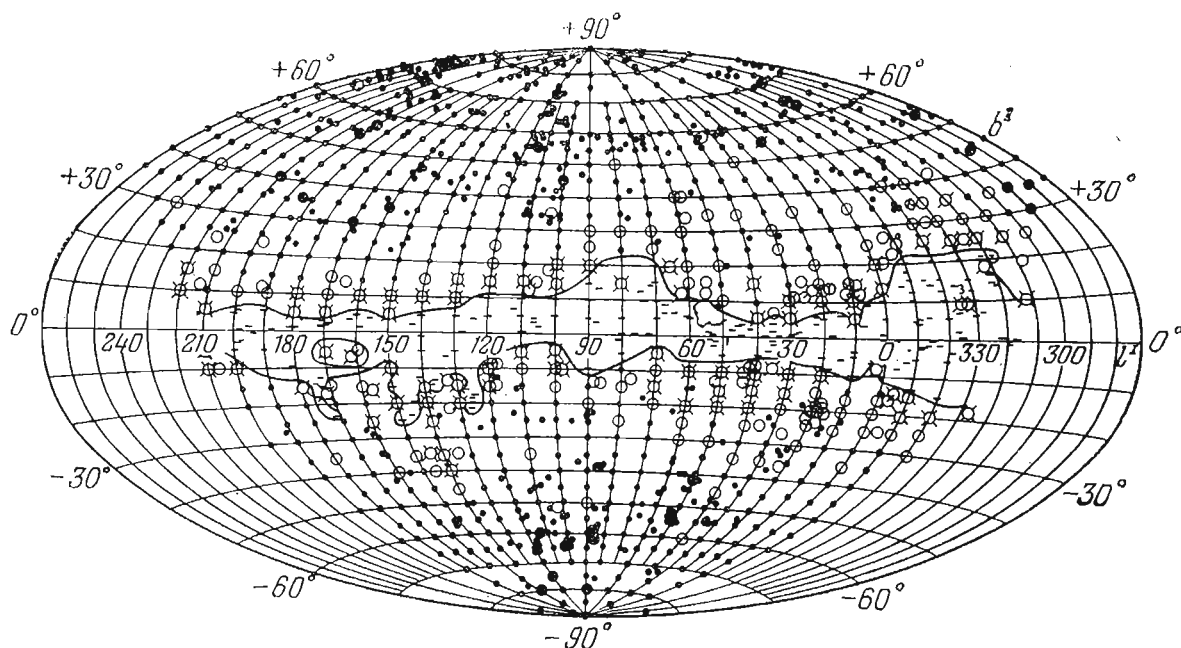


Рис. 89. «Зона избегания» Хаббла. Галактические координаты. В центре $l^I = 90^\circ$, центр Галактики при $l^I = 330^\circ$. Малые точки — нормальное число галактик, большие диски и кружки — избыток и недостаток в числе галактик. Черточки — отсутствие галактик. Кружки с лучами — частичное поглощение, за пределами которого распределение галактик почти равномерное. Часть южного неба ко времени составления Хабблом этого рисунка еще не была изучена.

Как это не удивительно, первые наблюдения этой зоны интерпретировались как свидетельство принадлежности к Галактике тех туманностей (спиральных, эллиптических и т. д.), которые в дальнейшем стали называть *галактиками*, так как с увеличением данных о поглощении света в Галактике становилась ясной их внегалактическая природа. Это получило свое окончательное подтверждение после «разрешения на звезды» ветвей большой туманности Андромеды (M 31), затем ее ядра, а также некоторых других галактик. Вне зоны избегания межзвездное поглощение света продолжает влиять на численность подсчитываемых галактик. От галактической широты $b \approx 15^\circ$ до галактических полюсов зависимость числа галактик $N(m)$ от b можно представить следующей формулой:

$$\lg N(m) = A - B \cdot \operatorname{cosec} |b|, \quad (85)$$

где коэффициенты A и B являются функциями видимой величины m , для галактик 20^m : $A = 2,115$, а $B = 0,17$. Если галактики распределены более или менее равномерно в пространстве, то должно выполняться соотношение (поглощение света учтено)

$$\lg N(m) = 0,6 m + \text{const.} \quad (86)$$

В первом приближении Хаббл казалось, что это предположение оправдывается, и он даже пытался использовать подсчеты галактик до 20^m для определения величины межзвездного поглощения из наблюдаемых в различных местах флуктуаций численностей галактик (см. стр. 170).

Опираясь на подсчеты галактик до $\sim 20^m$ в 1283 площадках, для которых пластинки были получены с помощью $60''$ и $100''$ рефлекторов обсерватории Маунт-Вилсон, Хаббл оценил полное число галактик до 20^m в 75 млн. Близ галактических полюсов число галактик 20^m становится равным числу звезд, а более слабых галактик больше, чем звезд соответствующего блеска.

77. Скопления галактик

В дальнейшем выяснилось, что даже после учета поглощения, вызываемого межзвездной средой, имеющей клочковатую структуру, галактики повсеместно обнаруживают тенденцию к группированию в ансамбли той или иной мощности — от кратных галактик (например, рис. 90) и их групп к скоплениям галактик и скоплениям скоплений галактик — облакам и к сверхскоплениям — «сверхгалактикам», как их назвал Ж. Вокулер. Термин же Метагалактика не следует рассматривать как обозначение какой-то сверхсистемы. Этот термин обозначает лишь часть Вселенной, доступную современным средствам исследования. Решение проблемы структуры Метагалактики — дело будущего.

Пока же статистика, проведенная по каталогу Шапли—Эймз [84], т. е. до $m = 13^m$, показывает, что около 56% эллиптических галактик и 38% спиральных и неправильных находятся в богатых скоплениях; в бедных скоплениях — 20% эллиптических и 14% спиральных. Вне скоплений — 24% эллиптических и 48% спиральных и неправильных.

Анализ снимков $48''$ Шмидта обсерватории Маунт-Паломар привел Ф. Цвикки [85] к следующим выводам относительно распределения галактик: 1) дисперсия видимой плотности галактик в 5 раз больше дисперсии случайного распределения. 2) На снимках, охватывающих небо до $\delta = -30^\circ$, обнаружено несколько тысяч скоплений галактик, каждое из которых насчитывает от нескольких десятков до нескольких сотен (иногда тысяч) галактик. Так, например, скопление в Com (рис. 91) диаметром $\sim 12^\circ$ включает более 3000 галактик до $m = 18^m$. Очевидно, что сюда не вош-

ли карликовые галактики, так как предельная величина 18^m соответствует $M = -17^m,5$.

В пятитомный каталог галактик, составленный Цвикки с со-
трудниками, включены галактики до $15^m,7$ и скопления галактик

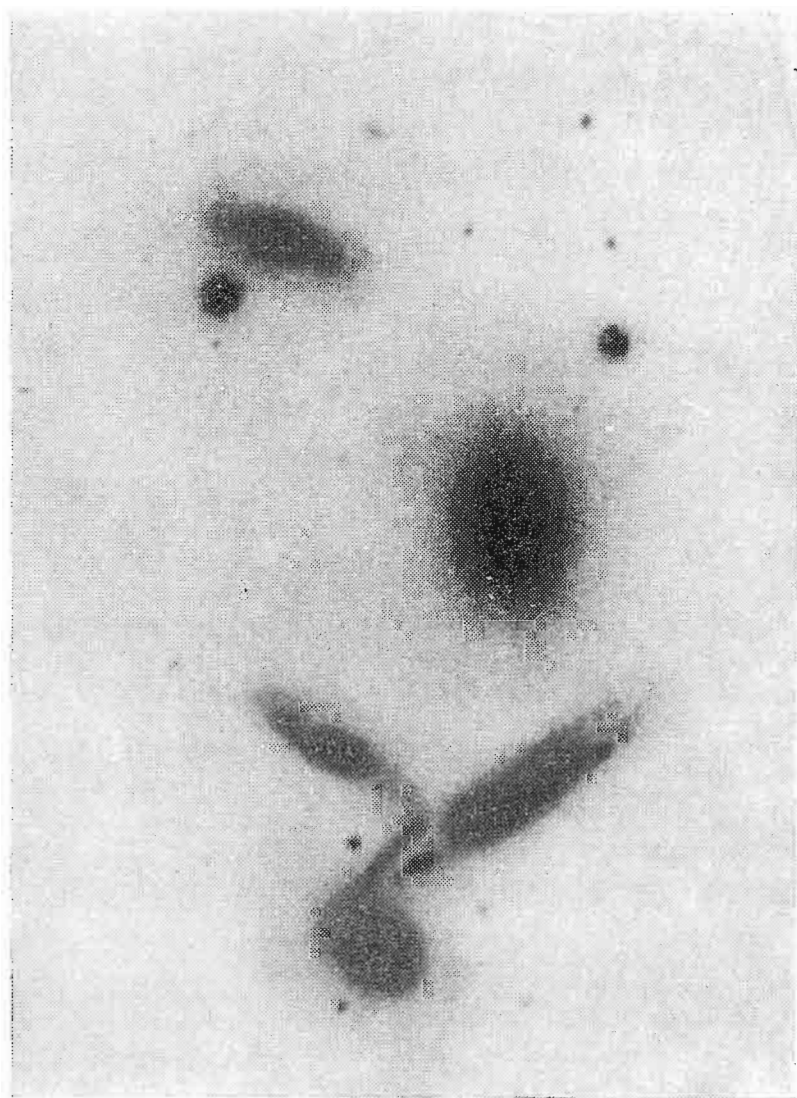


Рис. 90. «Квинтет Воронцова-Вельяминова» VV 116.

до 20^m . Он содержит около двух тысяч скоплений, насчитывающих до 300 и более галактик и примерно 30 000 отдельных галактик.

77.1. Местная группа галактик. Наша Галактика с двумя Магеллановыми Облаками, составляющими вместе с нею, вероятно, тройную систему взаимодействующих галактик ¹, входит в небольшое скопление (пока известно около 25 членов) — Местную группу галактик. К этой группе принадлежат также семь близких

¹ Этим термином обозначаются двойные и кратные галактики (см. рис. 90), находящиеся в одной области пространства и выявляющие сложные формы взаимного влияния.

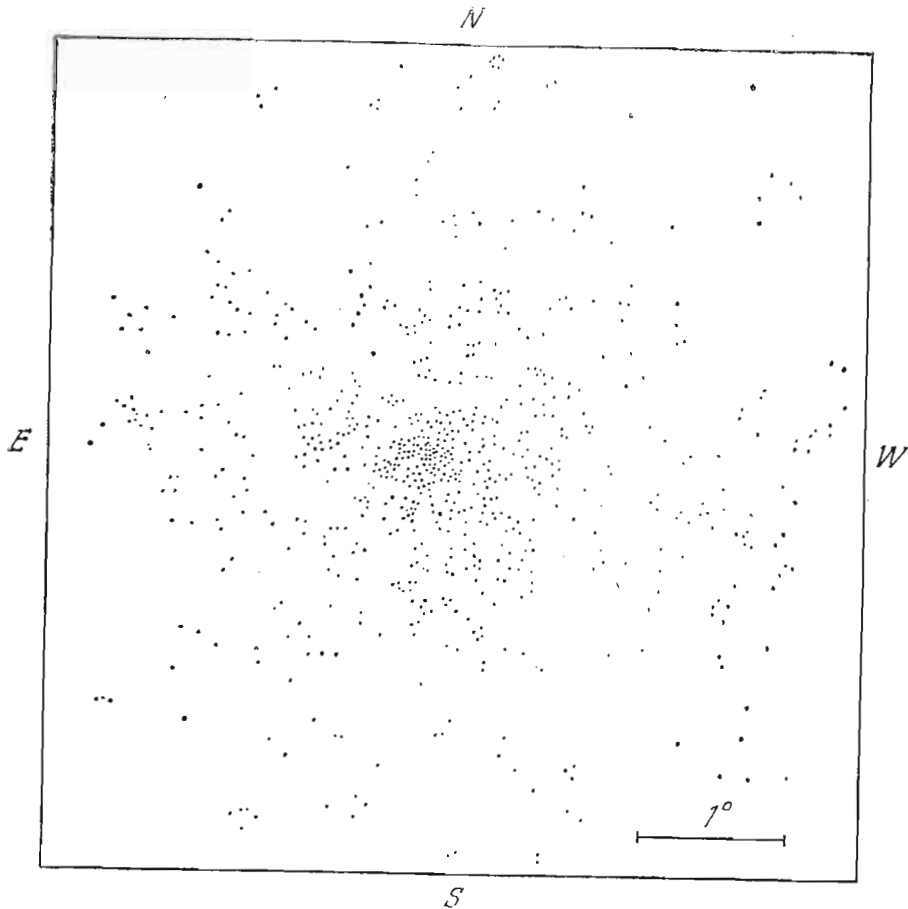


Рис. 91. Скопление галактик в созвездии Com, имеющее правильную сферическую форму.

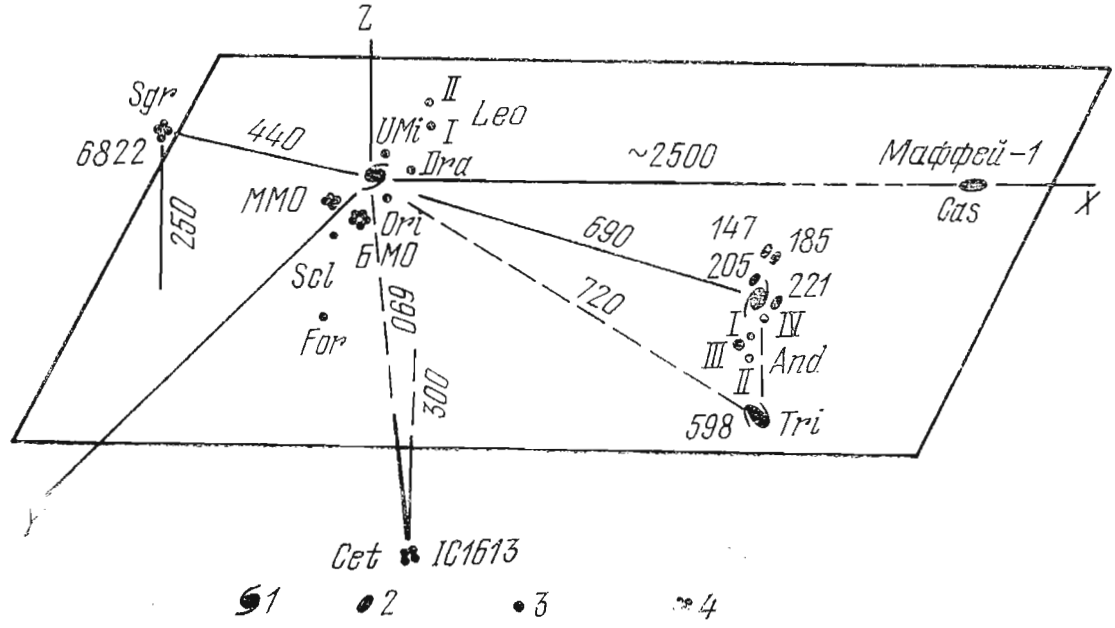


Рис. 92. Местная группа галактик в проекции на плоскость, проходящую через Галактику (в начале координат), M 31 And и линию, направленную на галактику Маффей-1, не входящую в Местную группу (расстояние до нее ~2500 кпс). Обозначения: 1 — спиральные галактики, 2 — эллиптические, 3 — карликовые, 4 — неправильные. Расстояния в кпс. Номера по каталогу NGC. Вертикальные линии показывают расстояния от основной плоскости.



Рис. 93. Спиральная галактика М 31 And со своими ближайшими спутниками NGC 221 и NGC 205 (более далекий).

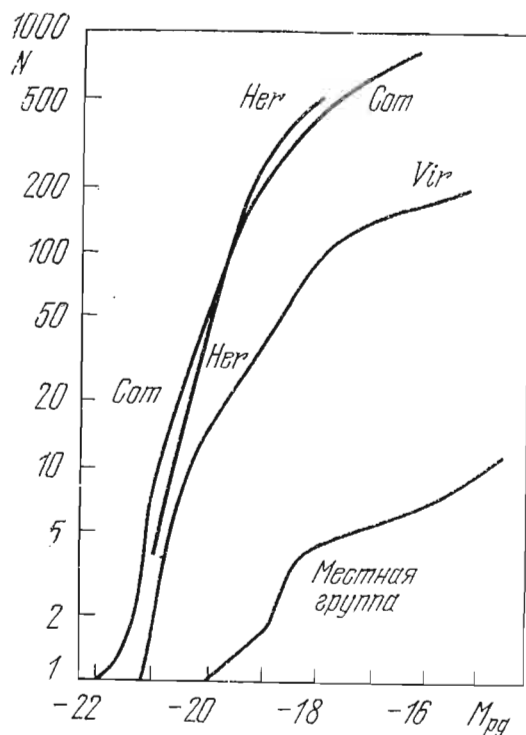


Рис. 94. Функция светимости для Местной группы галактик и для трех богатых скоплений галактик (кривые дают числа галактик ярче определенной M).

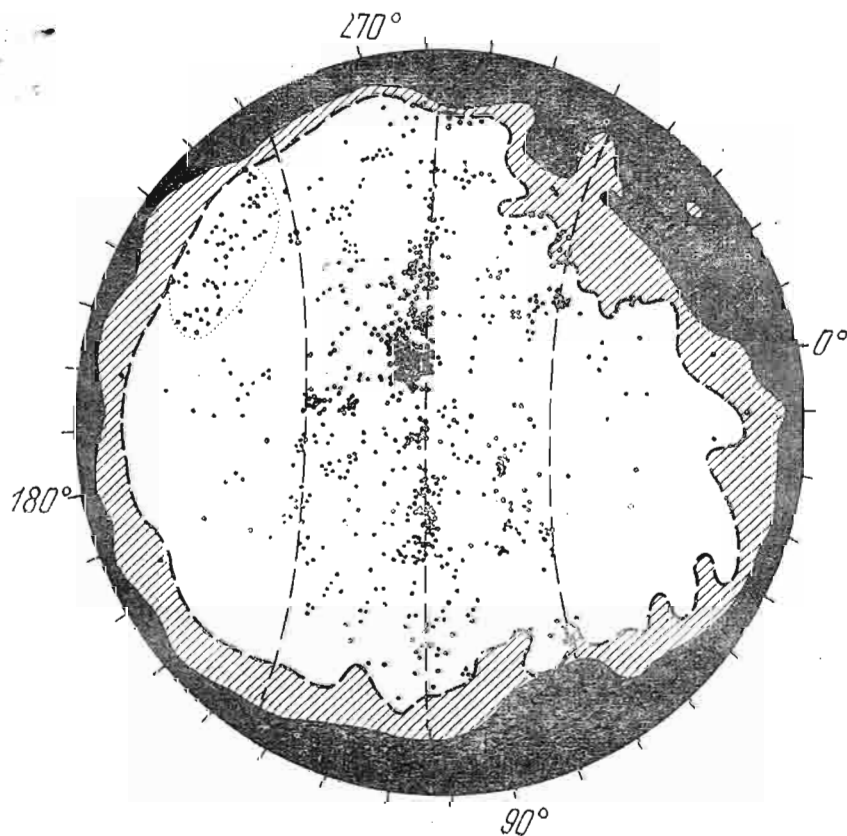


Рис. 95. Северная «сверхгалактика» Ж. Вокулера. Внешняя окружность — галактический экватор, темная полоса и заштрихованная область — «зона избегания» Хаббла. Отмечены галактики ярче $13^m,0$.

карликовых галактик, М 31 («туманность Андромеды») с 4 спутниками и недавно открытыми близ нее 3—4 карликовыми системами, спиральная галактика М 33 (Tri), неправильные галактики NGC 6822 (Sgr) и IC 1613 (Cet) и шесть межгалактических шаровых скоплений (у одного из них — NGC 5694 — определена гиперболическая скорость по отношению к центру Галактики, т. е. оно действительно внегалактическое). Расположение членов Местной группы показано на рис. 92.

Спиральные галактики в Местной группе достигают интегральной абсолютной величины -20^m (М 31) (рис. 93), тогда как слабые карликовые галактики имеют $M_{\text{инт}} = -7^m$. Можно предполагать, что за полосой Млечного Пути (в «зоне избегания») скрывается еще некоторое число галактик, также принадлежащих к Местной группе, в том числе и гигантских.

На рис. 94 показаны функции светимости для Местной группы одновременно с соответствующими функциями для богатых скоплений галактик в Vir, Com и Her. Видно, что самые мощные галактики Местной группы намного уступают в светимости ярким галактикам богатых скоплений.

77.2. Сверхскопление («сверхгалактика») Ж. Вокулера. С 50-х гг. Ж. Вокулер (см., например, [86]) защищает представление о наличии в Метагалактике громадной «сверхгалактики» с центром в скоплении Vir. На рис. 95 показано распределение галактик ярче 13^m на северном небе (поясом пересекает полусферу ряд скоплений галактик). Расстояние до центра сверхскопления оценивается в 10 Мпс, его диаметр ~ 30 Мпс, масса — $10^{15} M_{\odot}$; период вращения на расстоянии Галактики около 200 млрд. лет.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Это учебное пособие является в сущности кратким введением в звездную астрономию, дающим представление лишь об основных понятиях этой науки и главных закономерностях звездных движений и строения нашей звездной системы и Метагалактики. Его цель — помочь понять современное состояние этой отрасли науки и стоящие перед ней задачи. Студенты, которые изберут звездную астрономию для дальнейшей специализации, разумеется, будут слушать ряд спецкурсов по частным вопросам этой науки, в которых они найдут более глубокое освещение проблем звездной астрономии, включая вопросы происхождения и эволюции различных форм материи, составляющих звездные системы и нашу Галактику; о некоторых из них давались очень краткие сведения в абзацах, набранных петитом и не входящих в программу курса звездной астрономии.

В списке литературы указаны книги и статьи, которые помогут углубить и расширить полученные здесь сведения. Сборник «Практические работы по звездной астрономии» («Наука», 1971 г.) содержит описание 15 практических работ по разнообразным вопросам звездной астрономии, а также аннотированный перечень основных источников информации о наблюдениях различных характеристик разнообразных объектов вне пределов Солнечной системы. Он имеет целью содействовать овладению навыками использования полученных сведений по звездной астрономии.

ПРИЛОЖЕНИЯ

II 1. ХРОНОЛОГИЯ ИСТОРИИ ЗВЕЗДНОЙ АСТРОНОМИИ (начиная с нового времени)

- 1543 Н. Коперник (1473—1543), основываясь на оценке точности своих инструментов, с которыми он не мог подметить параллактического смещения звезд, пришел к выводу, что звезды расположены более чем в 1000 раз дальше Солнца.
- 1572 Тихо Браге (1546—1601) обнаружил «новую» звезду (она оказалась SN) в созвездии Кассиопеи. Он определил ее блеск и цвет.
- 1576 Томас Дигге (1530?—1585) создал модель бесконечной гелиоцентрической Вселенной.
- 1582— Тихо Браге создал каталог точных положений 788 звезд со ср. ош.
1588 $\sim 1'$. Он нашел, что звезды более чем в 3000 раз дальше Солнца.
- 1584 Джордано Бруно (1548—1600) утверждал бесконечность Вселенной и множественность обитаемых миров. Вселенная не имеет крупномасштабных структур, она единообразна.
- 1603 И. Байер (1572—1625) опубликовал звездный атлас «Уранометрия», в котором яркие звезды были обозначены строчными буквами греческого алфавита.
- 1609— Г. Галилей (1564—1642) устанавливает, что Млечный Путь состоит
1610 из звездных облаков; он насчитывает в скоплении Плеяды 40 звезд; выдвигает идею метода определения параллактического смещения яркого компонента оптической двойной звезды путем измерений в течение года его положения относительно слабого (и, вероятно, более далекого от нас) компонента.
- 1612 С. Мариус (1570—1624) — первое в Европе наблюдение большой туманности Андромеды и ее описание.
- 1612 Н. Пейреск (1580—1637) — первое упоминание в печати о «большой туманности Ориона».
- 1665 Я. Гевелий (1611—1687) открыл шаровое скопление, позднее обозначенное как М 22.
- Вторая Р. Гук (1635—1703), Дж. Кассини (1625—1712), Д. Флэмстид (1646—
пол. 1720) обнаружили колебания положений звезд порядка $20-25''$, но
XVII в. сочли их параллактическими, либо (Кассини) колебаниями широт обсерваторий (лишь в 1725 г. Д. Бадлей (1692—1762) объяснил их абберрацией).
- 1687 И. Ньютон (1642—1727) опубликовал «Математические начала натуральной философии» с обоснованием Закона всемирного тяготения.
- 1694 Хр. Гюйгенс (1629—1695) в «Космотеоросе» (опубликовано в 1698) первый выдвинул идею определения «модуля расстояния» звезд и применил ее к Сириусу, который, по его оценке, в 800 млн. раз слабее Солнца и, следовательно, в предположении их одинаковой светимости, в 28 000 раз дальше него (т. е. 0,14 пс). Это было первой попыткой оценки порядка величины звездных расстояний (истинное расстояние оказалось в 20 раз больше).
- 1718 Э. Галлей (1656—1742), сравнив современные ему положения Арктура, Сириуса и Альдебарана с положениями в каталоге

- Гиппарха, обнаружил собственные движения этих звезд. За протекшие 1850 лет эклиптические долготы этих звезд изменились соответственно на $60'$, $45'$ и $6'$.
- 1725 Опубликован окончательный вариант звездного каталога Д. Флэмстида (2884 звезды) — первого каталога, созданного при помощи оптического инструмента. В 1729 г. опубликован его «Небесный атлас».
- 1738 Ж. Кассини (1677—1756) определил точное собственное движение Арктура, сравнив свои измерения с наблюдениями Рише за 60 лет до этого.
- 1742 Д. Брайдей высказал предположение о движении Солнца в пространстве, считая, что μ звезд отражают лишь движение Солнца.
- 1744 Л. Шезо (1718—1751) высказал предположение, что межзвездное пространство заполнено средой, вызывающей ослабление блеска звезд.
- 1750 Т. Райт (1711—1786) в «Оригинальной теории или новой гипотезе о Вселенной» выразил мнение, что Вселенная полна звездными системами, образующими иерархию все больших и больших систем. Млечный Путь имеет форму диска.
- 1755 И. Кант (1724—1804) анонимно опубликовал «Всеобщую естественную историю и теорию неба», в которой предложил модель Млечного Пути, толкование «туманных звезд» как звездных систем и многое иное.
- 1755 Н. Л. де Лакайль (1713—1762) составил список 42 туманностей южного неба и каталог $\sim 10\,000$ звезд южного неба.
- 1758 Р. Бюшкович (1711—1787) выдвинул идею структурной бесконечности Вселенной («Теория натуральной философии, приведенная к единому закону сил, существующих в природе»).
- 1760 Т. Майер (1723—1762) опубликовал каталог $\mu 80$ звезд, основанный на сравнении собственных наблюдений с наблюдениями О. Ремера (1644—1710). Разработал метод обнаружения движения Солнца (им воспользовался Гершель в 1783 г.).
- 1762 Д. Брайдей закончил определение положений 60 000 звезд.
- Середина XVIII в. В итоге многочисленных попыток измерить звездные параллаксы (в течение которых были открыты абберрация и нутация — Д. Брайдей, орбитальные движения в системах двойных звезд — В. Гершель) установлено, что $r_* > 200\,000$ а. е. Укрепилась идея существования других звездных систем, подобных системе Млечного Пути, т. е. Галактике.
- 1771—1781 Ш. Мессье (1730—1817) — «ловец комет» и А. Мешен (1744—1804) составили «Каталог туманностей и звездных скоплений» (103 объекта), изданный в 1781 г.
- 1783 В. Гершель (1738—1822) по $\mu 13$ звезд, полученным из наблюдений Маскелайна и Лаланда, определяет координаты апекса ($A = 262^\circ$, $D = +26^\circ$) солнечного движения среди звезд. («On the proper motion of the Sun and Solar System»). Эти координаты были уточнены по $\mu 27$ звезд Ж. Лаланда (1732—1807): $A = 260^\circ,6$; $D = +26^\circ,3$. В. Гершель ввел разложение μ на v - и t -компоненты и искал координаты апекса, добиваясь того, чтобы Σt была минимальной, а Σv (вдоль линии апекс-антиапекс) — максимальной. О скорости движения Солнца он писал, что она «во всяком случае никак не меньше скорости движения Земли по ее годовой орбите».
- 1783 П. Прево (1751—1839) подтвердил результаты Гершеля, определения апекса Солнца, основываясь на $\mu 80$ звезд, собранных Т. Майером.
- 1784 В. Гершель опубликовал каталог более 400 «туманных объектов».
- 1784—1786 В. Гершель применил «метод черпков» (star-gauges) для изучения Галактики, исследовал галактическую концентрацию звезд, предста-

- вил свою первую модель Галактики, считая, что его телескоп проникает вплоть до самых границ системы и расстояние до них r пропорционально числу $N^{1/3}$ (от ярких до самых слабых звезд), рассчитанному на единицу поверхности небесной сферы.
- 1786 В. Гершель опубликовал «Каталог первой тысячи новых туманностей и скоплений звезд».
- 1791 В. Гершель заключил, что среди обнаруженных им «туманных пятен» имеются подлинные туманности из диффузного вещества, и разработал первую в истории астрономии небулярную гипотезу происхождения звезд из диффузной материи.
- 1801 Ж. Лаланд опубликовал каталог 47 380 звезд.
- 1802 В. Гершель опубликовал 3-й каталог примерно 250 туманных пятен и звездных скоплений.
- 1803 В. Гершель в итоге более чем 25-летних наблюдений отмечает изменения в расположении компонентов ряда двойных звезд, определяет период обращения в системе двойной звезды Ка́стор и окончательно убеждается в существовании физических двойных систем.
- 1814—1817 Й. Фраунгофер (1787—1826) обратил внимание на различие в виде спектра Солнца (и сходных с ним спектров Марса и Венеры) и ряда ярких звезд. Он установил положение в спектрах Солнца и звезд темных линий (фраунгоферовы линии).
- 1817 В. Гершель предложил свою вторую модель Галактики: диск сравнительно небольшой толщины (156 пс в пересчете на современные нам единицы) и почти бесконечного протяжения параллельно плоскости Млечного Пути. Звезды, видимые простым глазом, занимают в этой модели сферу диаметром около 48 пс вокруг Солнца.
- 1818 Ф. Бессель (1784—1846), считая μ в основном параллактическими, предложил метод определения апекса солнечного движения по положениям полюсов больших кругов, проходящих через μ . Все эти полюса должны лежать близко к одному большому кругу, полюсами которого будут апекс и антиапекс. В «Фундаментальной астрономии», (*Fundamenta Astronomiae deducta ex observat. Bradleyi*, 1818) Бессель переработал наблюдения Бадлея (1750—1762 гг.) и опубликовал каталог 3222 звезд Бадлея, не потерявший своего значения и ныне.
- 1826 В. Ольберс (1758—1840) изучил влияние межзвездного поглощения света на определение структуры Вселенной и сформулировал фотометрический парадокс бесконечной Вселенной («парадокс Ольберса»).
- 1827 В. Я. Струве (1793—1864) опубликовал «Новый каталог двойных звезд» («*Catalogus Novus Stellarum duplicium...*»).
- 1834 Ф. Бессель объяснил периодические изменения μ Сириуса наличием у него спутника. Сириус В в 1862 г. был открыт А. Кларком (1804—1887) в США.
- 1835—1840 Первые измерения параллакса звезд: В. Я. Струве — для α Лирь получил значение $0",125 \pm 0",055$ (современное значение $0",123 \pm 0",005$), Ф. Бессель получил для 61 Лебеда $0",314$ и $0",348$ (современное значение $0",292$) и Т. Гендерсон (1798—1844) определил параллаксы двух звезд: α Cep $\pi = 1",16$ (современное значение $0",754$) и α CMa $\pi = 0",34$ (современное значение $0",374$).
- 1837 В. Я. Струве опубликовал «*Stellarum duplicium Mensurae Micrometricae...*», где помещена была также публикация первого определения π — звездного параллакса (α Lyr).
- 1837 Ф. Аргеландер (1799—1875), анализируя собственные движения 390 звезд с $\mu > 0",2$ и требуя, чтобы $\Sigma (\varphi - \psi)$ была бы минимальной, подтвердил координаты апекса солнечного движения Гершеля:

- 261°, +32° и рассеял существовавшее сомнение в их правильности. («Über die Bewegung des Sonnensystems»).
- 1839 В. Я. Струве подробно разработал план отдельного определения точных значений координат α и δ звезд и предусмотрел их переопределение каждые 20 лет для уверенного вывода μ . Этот план осуществлялся в Пулковской обсерватории, что поставило ее во всем мире на одно из первых мест по точности каталогов звездных положений.
- 1840 Ф. Бессель обнаружил у Плеяд общее $\mu = 5''{,}5$ в сто лет.
- 1842—1843 Х. Петерс (1806—1880), измеряя с вертикальным кругом Пулковской обсерватории зенитные расстояния z в верхней и нижней кульминациях, определил абсолютные параллаксы 8 звезд; постоянная аберрации получилась при этом с большой точностью ($20''{,}481 \pm \pm 0''{,}013$), а π много хуже. После Петерса абсолютные параллаксы не определялись нигде.
- 1843 А. Бравэ (1811—1863) предложил еще один метод определения координат апекса Солнца.
- 1845 В. Парсонс (лорд Росс) (1800—1867) с помощью 72-дюймового рефлектора обнаружил спиральную структуру некоторых внегалактических туманностей (галактик).
- 1847 В. Я. Струве в «Этюдах звездной астрономии» пытался определять звездную плотность, дополнив «черпки» Гершелей подсчетами звезд различной звездной величины по каталогам Ф. Аргеландера и Ф. Бесселя. Он нашел, что Галактика построена из плоскопараллельных слоев с плотностью, убывающей с z , высказал уверенность в существовании межзвездного поглощения света и оценил его величину в $\sim 0^m{,}5$ на кпс.
- 1847 Гершель Джон (1792—1871) опубликовал «Результаты астрономических наблюдений на Мысе Доброй Надежды». В 1834—1838 он распространил на южное небо звездные подсчеты В. Гершеля, открывал на южном небе двойные звезды и туманности.
- 1850 В. Бонд (1789—1859) в США получил первый фотоснимок α Лиры.
- 1858—1859 Дж. Эри (1801—1892) и М. А. Ковальский (1821—1884) предложили метод анализа μ для определения элементов движения Солнца, получивший название — метод Ковальского — Эри. М. А. Ковальский разработал первую математическую теорию определения вращения Галактики из анализа μ . Точность использованного им каталога Д. Брадлея оказалась недостаточной для обнаружения этого вращения.
- 1859—1862 Ф. Аргеландер в Бонне опубликовал четырехтомный каталог и атлас «Bonner Durchmusterung» (см. стр. 214 ВД, SBD и CoD).
- 1860 Д. Донати (1826—1873) первый наблюдал спектры звезд; в 1862 опубликовал детальное исследование спектров 15 звезд.
- 1863 А. Секки (1818—1878), изучив спектры нескольких сот звезд ярче 6^m , разделил их на пять классов; к последнему классу относились объекты, спектры которых состояли из отдельных линий излучения (эмиссионных линий).
- 1864 Д. Гершель опубликовал «Общий каталог [5079] туманностей и звездных скоплений».
- 1868 В. Хёггинс (1824—1910) впервые определил V_r звезды (Сириуса).
- 1869 Р. Проктор (1837—1888) по сходству μ звезд — членов скоплений открыл движущиеся скопления Гиады и Большой Медведицы.
- 1870—1873 Л. Резерфорд (1816—1892) первым применил фотографию к регистрации звездных спектров.
- 1871 Х. Гильден (1841—1896) опубликовал (только на шведском языке!) формулы, показывающие влияние дифференциального вращения, исходя из схемы движения с убывающей от центра системы угловой скоростью.

- 1873 В. Клинкерфус (1827—1884) дал метод определения расстояний до звезд — членов движущихся скоплений.
- 1874 Г. Фогель (1841—1907) напечатал «Исследование звездных спектров», в котором предложил свою классификацию спектров.
- 1879 Б. Гулд (1824—1896) установил, что наиболее яркие звезды располагаются симметрично относительно плоскости, наклоненной на 20° к галактическому экватору («пояс Гулда»).
- 1883 Г. Фогель опубликовал первый каталог спектров, содержащий 4051 звезду до $7^m,5$ в полосе неба от склонения $+20^\circ$ до склонения -1° .
- 1884 Ч. Притчард (1808—1893) определил μ Плеяд.
- 1885 Начало систематического фотографирования спектров звезд на Гарвардской обсерватории.
- 1887 Л. О. Струве (1858—1920) по собственным движениям звезд определил угловую скорость вращения Галактики $-0",41 \pm 0",42$ в сто лет, предположив твердотельное вращение (современное значение угловой скорости вращения на расстоянии Солнца от центра Галактики $\omega_0 = -0",53$).
- 1888 Дж. Дрейер (1852—1926) издает «Новый каталог скоплений и туманностей» — 7840 объектов (New General Catalogue of Nebulae and Clusters). См. NGC в Приложении 2.1.
- 1889 Э. Пикеринг (1846—1919) — впервые определил m_{ph} звезд в звездных скоплениях.
- 1889 А. Кэннон (1863—1941) и Э. Пикеринг обнаружили переменные звезды в шаровых скоплениях М 3 и М 5.
- 1892 В. Монк (1839—1915) установил, что $\bar{\mu}$ красных и желтых звезд значительно больше $\bar{\mu}$ белых звезд.
- 1892 Я. Каптейн (1851—1922) предложил изящную схему определения π и μ по фотографиям, получая в течение года на одном негативе 4 снимка в эпохи наибольшего влияния годичного параллакса на положение звезды. Я. Каптейн использовал скорость Солнца, определенную по V_r , и v - и τ -компоненты собственных движений для определения среднего параллакса группы звезд.
- 1897 А. Мори (1866—1902) и Э. Пикеринг разработали Гарвардскую классификацию звездных спектров: OBAFGKM [RNS].
- 1898 С. Бейли (1854—1931) начал на Гарвардской обсерватории систематические исследования переменных в шаровых скоплениях.
- 1899 В. Слайфер (1875—1969) нашел сходство спектров Солнца и туманности Андромеды и заключил из этого, что М 31, возможно, является совокупностью звезд, подобных Солнцу.
- 1901 В. Кемпбелл (1862—1938) впервые определил положение апекса Солнца по V_r 280 звезд.
- 1904 Я. Каптейн обнаружил наличие предпочтительного движения звезд, объясненное им существованием двух звездных потоков, движущихся навстречу друг другу с разными скоростями.
- 1904 Ф. Гартман (1845—1936) обнаружил в спектрах некоторых спектрально-двойных звезд «стационарные линии» ионизованного кальция, принадлежащие межзвездным кальциевым облакам, показав тем самым еще раз, что межзвездное пространство не пусто.
- 1905 Э. Герцшпрунг (1873—1967), сопоставив для звезд с измеренным μ_{tr} абсолютные величины и цвета, обнаружил деление звезд поздних спектральных классов на «карлики» и «гиганты».
- 1905 Я. Каптейн предложил для изучения структурных особенностей Галактики план равномерно распределенных по небу «Избранных площадок» (каждая в среднем 1 кв. градус). Этот план предусматривал всесторонние исследования характеристик всех звезд вплоть до самых слабых в 206 площадках (SA). Еще 46 таких площадок рас-

- 1873 В. Клинкерфус (1827—1884) дал метод определения расстояний до звезд — членов движущихся скоплений.
- 1874 Г. Фогель (1841—1907) напечатал «Исследование звездных спектров», в котором предложил свою классификацию спектров.
- 1879 Б. Гулд (1824—1896) установил, что наиболее яркие звезды располагаются симметрично относительно плоскости, наклоненной на 20° к галактическому экватору («пояс Гулда»).
- 1883 Г. Фогель опубликовал первый каталог спектров, содержащий 4051 звезду до $7^m,5$ в полосе неба от склонения $+20^\circ$ до склонения -4° .
- 1884 Ч. Притчард (1808—1893) определил μ Плеяд.
- 1885 Начало систематического фотографирования спектров звезд на Гарвардской обсерватории.
- 1887 Л. О. Струве (1858—1920) по собственным движениям звезд определил угловую скорость вращения Галактики— $0",41 \pm 0",42$ в сто лет, предположив твердотельное вращение (современное значение угловой скорости вращения на расстоянии Солнца от центра Галактики $\omega_0 = -0",53$).
- 1888 Дж. Дрейер (1852—1926) издает «Новый каталог скоплений и туманностей» — 7840 объектов (New General Catalogue of Nebulae and Clusters). См. NGC в Приложении 2.1.
- 1889 Э. Пикеринг (1846—1919) — впервые определил m_{ph} звезд в звездных скоплениях.
- 1889 А. Кэннон (1863—1941) и Э. Пикеринг обнаружили переменные звезды в шаровых скоплениях М 3 и М 5.
- 1892 В. Монк (1839—1915) установил, что \bar{n} красных и желтых звезд значительно больше \bar{n} белых звезд.
- 1892 Я. Каптейн (1851—1922) предложил изящную схему определения π и μ по фотографиям, получая в течение года на одном негативе 4 снимка в эпохи наибольшего влияния годичного параллакса на положение звезды. Я. Каптейн использовал скорость Солнца, определенную по V_r , и v - и t -компоненты собственных движений для определения среднего параллакса группы звезд.
- 1897 А. Мори (1866—1902) и Э. Пикеринг разработали Гарвардскую классификацию звездных спектров: OBAFGKM [RNS].
- 1898 С. Бейли (1854—1931) начал на Гарвардской обсерватории систематические исследования переменных в шаровых скоплениях.
- 1899 В. Слайфер (1875—1969) нашел сходство спектров Солнца и туманности Андромеды и заключил из этого, что М 31, возможно, является совокупностью звезд, подобных Солнцу.
- 1901 В. Кемпбелл (1862—1938) впервые определил положение апекса Солнца по V_r 280 звезд.
- 1904 Я. Каптейн обнаружил наличие предпочтительного движения звезд, объясненное им существованием двух звездных потоков, движущихся навстречу друг другу с разными скоростями.
- 1904 Ф. Гартман (1845—1936) обнаружил в спектрах некоторых спектрально-двойных звезд «стационарные линии» ионизированного кальция, принадлежащие межзвездным кальциевым облакам, показав тем самым еще раз, что межзвездное пространство не пусто.
- 1905 Э. Герцшпрунг (1873—1967), сопоставив для звезд с измеренным π_{tr} абсолютные величины и цвета, обнаружил деление звезд поздних спектральных классов на «карлики» и «гиганты».
- 1905 Я. Каптейн предложил для изучения структурных особенностей Галактики план равномерно распределенных по небу «Избранных площадок» (каждая в среднем 1 кв. градус). Этот план предусматривал всесторонние исследования характеристик всех звезд вплоть до самых слабых в 206 площадках (SA). Еще 46 таких площадок рас-

- полагались в наиболее интересных местах неба. Общая площадь всех площадок Каптейна составляет $\sim 1/120$ часть небесной сферы.
- 1906 Г. Кобольд (1858—1942) обратил внимание на различие в движении Солнца по отношению к различным группам звезд.
- 1907 Э. Герцшпрунг определил расстояние до скопления Плеяды, сравнив видимую звездную величину (m) звезд В5-А0 в скоплении с абсолютной величиной M таких же звезд в окрестностях Солнца.
- 1907 К. Шварцшильд (1873—1916) для объяснения особенностей звездных движений предположил, что подвижность звезд неодинакова в разных направлениях и может быть представлена эллипсоидальным распределением пекулярных скоростей.
- 1908—1912 Генриетта Ливитт (1868—1921) опубликовала каталог 1777 переменных в ММО и подметила связь между периодами и средним блеском 25 долгопериодических цефеид, это так называемая зависимость «период — светимость» для них.
- 1908 Э. Фэс (1880—1959) начал определять интегральные спектры шаровых скоплений.
- 1908—1922 К. Шарлье (1862—1934) в цикле работ развил теорию иерархического устройства Вселенной — бесконечной совокупности входящих друг в друга систем.
- 1908 Л. Босс (1846—1912) нашел радиант движущегося скопления Гиады.
- 1910 Я. Каптейн и Э. Фрост (1866—1935) нашли, что среднее значение лучевых скоростей В-звезд, исправленных за движение Солнца, равно $+4,3$ км/с.
- 1911 В. Кемпбелл (1862—1939) подтвердил существование положительной \bar{V}_r В-звезд и обозначил эту величину символом K (K -эффект).
- 1911 Дж. Холм первый заподозрил корреляцию между M звезд и их массами \mathcal{M} .
- 1912—1922 В. Слайфер начал определять V_r галактик и открыл «красное смещение» линий в спектрах 41 галактики, а также обнаружил (одновременно с М. Вольфом) вращение галактик по наклону спектральных линий в спектрограммах, полученных при щели, проходящей вдоль большой оси видимой фигуры галактики.
- 1913 Г. Рессел (1877—1957) построил диаграмму в привычном нам виде («диаграмма Герцшпрунга — Рессела»), отметив на ней «главную последовательность», содержащую большинство звезд, и «ветвь гигантов». Он же первый применил метод совмещения диаграмм для рассеянных скоплений с общей диаграммой Г—Р для оценки расстояний до скоплений.
- 1913 Ф. Пиз (1881—1938) получил первые спектрограммы звезд в шаровом скоплении М 3.
- 1913 В. Слайфер впервые обнаружил отражательные туманности, изучая яркие звезды скопления Плеяды.
- 1913 Э. Герцшпрунг, исследуя μ 13 галактических цефеид, нашел их статистический параллакс и впервые установил нуль-пункт зависимости «период — светимость» цефеид.
- 1914 В. Адамс (1876—1956) и А. Кольшюттер (1883—1969) обнаружили асимметрию звездных движений из анализа V_r быстро движущихся звезд.
- 1914 Я. Каптейн открыл поток Sco—Cep.
- 1914 Развивая идею, высказанную в 1911 г. Э. Герцшпрунгом о возможности определения M по спектральным особенностям звезд, В. Адамс и А. Кольшюттер предложили метод определения M по отношениям интенсивностей некоторых пар спектральных линий, «чувствительных» к различиям в светимостях.

- 1915 Х. Шапли (1885—1972) обнаружил, что диаграммы «цвет — звездная величина» шаровых скоплений весьма отличны от общей диаграммы Г—Р.
- 1915 Ф. Мелотт (1880—1961) по картам Франклина—Адамса составил каталог 83 шаровых и 162 рассеянных скоплений.
- 1915—1918 Х. Шапли уточнил нуль-пункт зависимости «период — светимость» для цефеид и, открыв долгопериодические цефеиды в некоторых шаровых скоплениях, исследовал пространственное распределение 69 шаровых скоплений. Он установил, что Солнце расположено далеко (на расстоянии 12 кпс) от центра симметрии совокупности шаровых скоплений, который находится в направлении созвездия Стрельца. Звездная система имеет диаметр ~ 30 кпс.
- 1916 Э. Барнард (1857—1923) определил, что наибольшее μ имеет звезда 10^m в созвездии Sgr ($10''$, 27). Это «быстролетающая звезда Барнарда».
- 1917 Дж. Ричи (1864—1945) и Х. Кёртис (1872—1942) обнаружили вспышки новых звезд в ближайших спиральных туманностях. Если считать, что они сходны с галактическими новыми, и приписать им такую же абсолютную звездную величину, то расстояние до них окажется в 10 раз больше радиуса Галактики. Это доказывало их внегалактическое местонахождение и происхождение. Туманности оказались галактиками, подобными нашей звездной системе.
- 1918—1919 Б. Босс (1880—1970), В. Адамс и А. Джой (1882—1973) подтвердили явление асимметрии звездных движений — нет звезд с пространственной скоростью больше 65 км/с, направления движения которых были бы в полусфере с центром в созвездии Cyg ($l^{II} = 90^\circ$, $b^{II} = 0^\circ$).
- 1918—1924 Э. Пикеринг, Э. Кэннон опубликовали каталог HD (Henry Draper Catalogue), содержащий спектральные классы 225 300 звезд. (В 1936—37 гг. Э. Кэннон и М. Мейолл опубликовали каталог HDE (Henry Draper Extention), в который вошло еще $\sim 90\,000$ спектральных классов звезд до $11^m.5$; в 1949 г. Э. Кэннон с сотрудниками определила спектральные классы еще около 87 000 звезд). Общее число $\sim 391\,000$ звезд.
- 1920 А. Майкельсон (1852—1931) и Ф. Пиз при помощи 6-метрового интерферометра, установленного на 100-дюймовом рефлекторе, впервые измерили угловые диаметры четырех ярких звезд.
- 1922 М. Вольф (1863—1932) разработал метод изучения темных туманностей путем звездных подсчетов в направлении туманности и вне ее. При этом надежно определяется лишь оптическая толща туманности.
- 1922 Ф. Сирс (1873—1964) представил съезду МАС в Риме фотометрический стандарт около 100 звезд близ Северного полюса (так называемый Северный Полярный Ряд — NPS)
- 1922—1925 Г. Стрёмберг (1882—1962), исследовав пространственные скорости V 1300 звезд поздних спектральных классов, также нашел, что звезды с $V > 100$ км/с обладают резко выраженной асимметрией направлений своих движений. Исследовав V 4600 объектов, разделенных на 50 групп, он нашел «ось асимметрии движения» и рост дисперсии скоростей с увеличением средней скорости (скорости центроида). Стрёмберг объяснил асимметрию движений вращательным движением Галактики.
- 1923—1924 Окончательное установление зависимости «масса — светимость» — эмпирически по компонентам двойных звезд (Герцшпрунг, Расселл), и теоретически (А. Эддингтон, 1882—1944).
- 1923 Р. Шорп (1867—1961) опубликовал сводку определений μ — EBL (Eigen-bewegungs Lexikon); второе издание 1936 г. содержало сведения о μ 94 731 звезды.

- 1924 Э. Хаббл (1889—1953) и Дж. Ричи разрешили на звезды спиральные ветви галактик М 31 и М 33, обнаружили среди них цефеиды и тем самым окончательно доказали природу этих галактик.
- 1925 Р. Тремплер (1886—1956) дал первую классификацию рассеянных скоплений, основанную на виде диаграмм Г—Р для них.
- 1926 Б. Линдبلاد (1895—1965) поддержал вывод Стрёмберга о вращении Галактики и предположил, что различные взаимопроникающие группы объектов (подсистемы) вращаются вокруг общей оси с различными скоростями.
- 1926—1927 Я. Оорт (р. 1900) разработал метод учета влияния галактического вращения на V_r и μ .
- 1929 Э. Хаббл обнаружил приблизительную пропорциональность красного смещения в спектрах галактик их расстоянию R (закон Хаббла: $V_r = H \cdot R$).
- 1929 О. Струве (1897—1963) и Г. А. Шайн (1892—1956) изложили разработанный ими метод определения скоростей вращения звезд по особенностям спектральных линий.
- 1930 Р. Тремплер, анализируя увеличение линейных диаметров рассеянных скоплений и показателей цвета с расстоянием от Солнца, вновь открыл межзвездное поглощение света и покраснение звезд. Он оценил величину межзвездного поглощения $\sim 1^m$ на 1500 пс, но указал, что «поглощающее вещество может иметь много локальных неоднородностей...».
- 1931—1932 К. Янский (1905—1950), затем Г. Рибер (р. 1911) обнаружили радиоизлучение на волне 14,6 м, приходящее от центра (а затем и от других областей) Галактики и образующееся в газовых межзвездных облаках.
- 1932 К. Ф. Огородников (р. 1900) вывел более общие, чем у Оорта, формулы, определяющие закономерности звездных движений, предположив произвольное движение центроидов в плоскостях, параллельных основной плоскости Галактики.
- 1933 Х. Шапли составил каталог 93 шаровых и 249 рассеянных звездных скоплений.
- 1934 Д. Пласскетт (1865—1941) и Д. Пирс (1893) по V_r 849 звезд и μ 881 звезды определили размеры, массу Галактики, положение и скорость Солнца.
- 1934 Э. Хаббл обозначил на картах Млечного Пути «зону избегания», в которой почти не встречаются галактики.
- 1934 П. П. Паренаго (1906—1960) и Б. В. Кукаркин (1909—1977) установили статистическую связь амплитуд вспышек звезд типа U Gem со средними промежутками времени между вспышками.
- 1935 Э. Милн (1896—1950) обобщил теорию К. Ф. Огородникова на случай произвольного движения центроидов групп звезд («кинематика Огородникова — Милна»).
- 1937 Х. Шапли открыл крайне разреженные шаровые скопления.
- 1937 В. А. Амбарцумян (р. 1908) и Ш. Г. Горделадзе (1905—1973) установили единство светлых и темных пылевых туманностей, оценили общее число небольших дискретных темных туманностей, вызывающих межзвездное поглощение, и определили их средние параметры.
- 1940—1944 П. П. Паренаго разработал статистический метод учета межзвездного поглощения и составил карту распределения поглощающего свет вещества в Галактике.
- 1943 В. Морган (р. 1906),* П. Кинэн и Э. Келман (при участии Н. Роман и В. Байделмана) ввели двумерную спектральную классификацию и составили «Атлас звездных спектров» (Atlas of Stellar Spectra).
- 1943 К. Сейферт (1911—1960) открыл спиральные галактики с малым очень голубым ядром, которое давало широкие эмиссионные линии в

- спектре галактики. Некоторые сейфертовские галактики обнаружили впоследствии радиоизлучение.
- 1944 В. Бааде (1893—1960) по фотографиям в красных лучах, полученным на 100"-рефлекторе обсерватории Маунт-Вилсон, разрешил на звезды ядро ближайшей спиральной галактики М 31 и установил звездную природу эллиптических галактик (спутников М 31: М 32, NGC 205, 147 и 185). На основе изучения этих ближайших галактик он установил существование двух типов звездного населения с различными возрастными характеристиками.
- 1944 Х. ван де Хюлст (р. 1918) теоретическими расчетами показал, что HI должен давать радиоизлучение на волне 21 см.
- 1946 Д. Хей, С. Парсонс и Д. Филлипс во время обзора неба на частоте 64 мгц обнаружили первый дискретный радиоисточник Cyg A.
- 1947 В. А. Амбарцумян (р. 1908) и Б. Е. Маркарян (р. 1913) обратили внимание на молодость скоплений ОВ-звезд и скоплений звезд Т Тау, которые получили название звездных ассоциаций.
- 1947 Б. Бок (р. 1906) и Э. Рейли на фоне некоторых ярких диффузных туманностей открыли *глобулы* — маленькие круглые темные туманности.
- 1948 В. Б. Никонов (р. 1905), В. И. Красовский (р. 1907) и А. А. Калиняк (р. 1905) сфотографировали с ЭОП центральную область Галактики в инфракрасных лучах.
- 1948 И. С. Шкловский (р. 1916) теоретически обосновал возможность наблюдения космического радиоизлучения на волне 21 см с существующей радиоприемной аппаратурой.
- 1948—1949 Д. Холл (р. 1908), В. Хилтнер (р. 1914) и независимо от них В. А. Домбровский (1913—1972) открыли поляризацию света звезд в оптическом диапазоне. Последующее открытие фарадеевского вращения плоскости поляризации в радиодиапазоне подтвердило наличие магнитных полей в Галактике.
- 1949 И. С. Шкловский теоретически обосновал возможность наблюдения радиоизлучения на волне 18 см молекул гидроксила OH. Это радиоизлучение было обнаружено в 1963—65 гг. в некоторых галактических радиоисточниках.
- 1951 Х. Ивен и Э. Парселл (р. 1912) обнаружили предсказанное космическое излучение HI на волне 21 см и начали изучение расположения облаков HI в Галактике.
- 1951 В. Морган (р. 1906) с сотрудниками, исследуя распределение относительно Солнца молодых звездных скоплений и газовых облаков, определили расположение отрезков трех ближайших спиральных ветвей Галактики.
- 1952 Г. А. Шайн и В. Ф. Газе (1899—1954) составили и опубликовали «Атлас диффузных газовых туманностей», содержащий открытые ими в Галактике водородные туманности.
- 1952 В. Бааде пришел к необходимости ревизовать (удвоить) шкалу межгалактических расстояний.
- 1952 Открытие радиогалактик.
- 1952 Н. Роман (р. 1925) обнаружила зависимость звездной кинематики от химического состава звезд.
- 1952 Я. Оорт и другие по радионаблюдениям на волне 21 см, выполненным в Лейдене и в Сиднее, как будто подтвердили спиральную структуру Галактики.
- 1953 Г. Джонсон (р. 1921) ввел фотометрическую систему *UBV*. Г. Джонсон и В. Морган ввели двуцветную диаграмму с линиями нормальных цветов звезд и линиями нарастающего покраснения, используемую для определения поглощения света по данным *UBV*-фотометрии.
- 1954 Г. Хербиг (р. 1920, США) и Г. Аро (Мексика) обнаружили на фотографиях, полученных в красных лучах, туманные «объекты Хер-

- бига — Аро», являющиеся, вероятно, самыми молодыми из всех известных космических тел.
- 1954 П. П. Паренаго составил большую монографию, посвященную все-стороннему исследованию области «большой туманности Ориона».
- 1955 На вращающейся метеорологической ракете впервые установлены детекторы ультрафиолетового излучения от звезд; они сканировали небо, имея поле зрения в несколько градусов. Лишь в 1964 г. была применена гиросtabilизация, и стало возможным устанавливать детектор на определенный объект.
- 1958 Радионаблюдения центральной области Галактики обнаруживают ее сложную структуру и бурные процессы, происходящие в ядре Галактики и влияющие на эволюцию всей системы.
- 1960 А. Сэндидж (р. 1926) получил на 5-метровом телескопе фотографию источника радиоизлучения 3С 48, оказавшегося первым представителем объектов нового типа — *квизаров*.
- 1961 Б. Линдبلاد высказал идею волнового образования спиральных ветвей галактик.
- 1963 М. Шмидт (р. 1929) расшифровал спектры ряда интенсивных и компактных радиоисточников, оказавшихся объектами нового типа, названными квазарами. Выяснилось, что это наиболее удаленные от нас космические объекты.
- 1963 П. Н. Холопов (р. 1922) окончательно установил наличие обширных корон у звездных скоплений.
- 1963 Ч. Таунз (США) открыл предсказанное в 1949 г. И. С. Шкловским радиоизлучение ОН на волне 18 см.
- 1964 К. Лин и Ф. Шу развили идею Б. Линдблода о волнах плотности в межзвездном газе как причине спирального строения Галактики (полная математическая теория была дана в 1966 г. К. Лином).
- 1965 А. Пензиас, Р. Вилсон (США) открыли фоновое радиоизлучение (названное реликтовым), предсказанное гипотезой «горячей вселенной» и соответствующее температуре 2,7 К. Оно оказалось равновесным и, по-видимому, изотропным (с точностью до десятых долей процента).
- 1967 Создание радиоинтерферометров с громадными базами и независимой регистрацией сигналов (США и Канада). На дециметровых волнах, при базах в тысячи км достигнуто угловое разрешение до $0'',015$, а в 1971 г. на волне 3 см и при трансконтинентальных базах достигнута разрешающая способность $0'',0003$!
- 1968 Ж. Белл, А. Хьюиш с сотрудниками (Кембридж, Англия) открыли первые пульсары — нейтронные вращающиеся звезды, существование которых было предсказано теоретически в 30-х гг. Л. Д. Ландау, Ф. Цвикки и В. Бааде.
- 1968 Д. Вул, Л. Снайдер и другие (США) обнаружили космическое радиоизлучение воды (H_2O) на волне 1,35 см. В последующие годы открыто более двух десятков межзвездных молекул.
- 1974 Открыты рентгеновские пульсары Her X-1 (отождествленный с переменной звездой HZ Her — двойной с периодом $1^d,7$) и Cen X-3 с периодами соответственно $1^s,24$ и $4^s,84$.

II 2. ТАБЛИЦЫ

II 2.1. Перечень общепринятых обозначений ряда изданий, содержащих каталоги, атласы и другие материалы, используемые в звездной астрономии¹

А. Советские издания

АЖ	Астрономический журнал АН СССР, Москва (до 1934 г. наз. Русский Астр. журнал). Изд. с 1924 г.
АЦ	Астрономический Циркуляр. Издаётся Бюро астрономических сообщений АН СССР, Москва, Астросовет АН СССР.
ЗиВ	Земля и Вселенная — ежемесячный научно-популярный журнал Всесоюзного Астрономо-геодезического общества (ВАГО) и Секции физ.-техн. и матем. наук и наук о Земле Президиума АН СССР. Выходит с 1965 г.
КЗПЗ	Каталог звезд, заподозренных в переменности, 1-е издание 1951 г. (8134 звезды); 2-е издание 1966 г. (3907 новых заподозренных звезд). Москва, Астросовет АН СССР и ГАИШ МГУ.
ОКПЗ или GCVS	Общий Каталог переменных звезд. III издание 1969—1971 гг.— сведения о 20436 переменных.
ПЗ	Переменные звезды — Бюллетень, издаваемый Астрономическим советом АН СССР. Выходит с 1928 г. под ред. Б. В. Кукаркина.
КСЗ или	Каталог слабых звезд. 15 690 звезд от полюса до -30° . Пулково, 1956. Продолжение на юг проводилось специальной экспедицией Пулковской обсерватории в Чили, Южная Америка.
KSZ МКГ или	Морфологический каталог галактик в 5 частях (1962—1975), составленный в ГАИШ под руководством проф. Б. А. Воронцова-Вельяминова.
MCG	
РЖАстр.	Реферативный журнал «Астрономия». Изд. Всесоюзным ин-том научной и технической информации (ВИНИТИ) АН СССР и Гос. Комитетом СМ СССР по науке и технике. Выходит с осени 1953 г.
ФКСЗ или FKSZ	Фундаментальный каталог 931 звезды от 7^m до 9^m для КСЗ. Москва, 1951.

¹ Довольно подробный список изданий, содержащий массовый материал по звездным характеристикам астрономических объектов вне Солнечной системы. см. [VII, стр. 7—49] (готовится отдельное, дополненное издание).

Б. Зарубежные издания

- A & Ap Astronomy and Astrophysics — европейский научный журнал; с 1969 г. заменил собой AAp, BAN, ZfAp, JO и BA.
- AAA Astronomy and Astrophysics Abstracts. С 1969 г. заменил AJB. Издается в Гейдельберге. Библиографическое издание.
- AAp Annales d'Astrophysique — франц. астрофиз. журнал (выходил в Париже до 1969 г.).
- AC Astrographic Catalogue — Астрографический каталог (см. CdC).
- ADS New General Catalogue of Double Stars — Новый Общий каталог двойных звезд — каталог 17 180 двойных звезд до $\delta = -30^\circ$, составил Р. Эйкин, два тома, 1932, Вашингтон, США.
- AGK[1] Astronomischer Gesellschaft Katalog — 15 зонных каталогов, наблюдавшихся на меридианных кругах 12 обсерваторий 6 стран; содержит 144 128 звезд до 9^m от полюса до $\delta = -2^\circ$ (эпоха 1875 г.) — опубликовано с 1890 по 1910 г. Продолжение до -23° (5 каталогов), опубликовано в 1904—1924 гг. (эпоха 1900 г.). Еще 4 каталога обсерватории Кордова — продолжение AGK до -47° (опубликовано 1913—1954 гг.). Еще 5 каталогов (от -47° до -82°) издала обсерватория Ла-Плата (1919—1947). До -90° должна довести AGK обсерватория Кордовы.
- AGK2 Фотографическое повторение AGK1, предпринятое в 1926 г. Пулковской обсерваторией, немецкими обсерваториями Боннской и Бергедорф, а затем Йельской (США) и Капской (английская обсерватория в Южной Африке) обсерваториями (всего более 220 000 звезд).
- AJ Astronomical Journal — Астрономический журнал, Нью-Хейвен, Коннектикут, США. Публикует работы преимущественно по астрометрии, практической и теоретической астрономии и звездной астрономии.
- AJB Astronomischer Jahresbericht — реферативный журнал, издававшийся в Берлине — Гейдельберге с 1899 по 1969 г. С 1969 г. его продолжением является AAA.
- AN Astronomische Nachrichten — Астрономические Известия. Специальный журнал, в XIX и в начале XX века имевший международный характер. Изд. в 1821—1931 гг. в Киле, после — в Берлине.
- ApJ Astrophysical Journal — Астрофизический журнал, Чикаго, США. Публикует работы преимущественно по астрофизике, звездной и внегалактической астрономии.
- BA Bulletin Astronomique — Бюллетень Французского астрономического общества.
- BAN Bulletin of the Astr. Institutes of the Netherlands, — Бюллетень астрономических учреждений Голландии (выходил до 1969 г.). Лейден, Голландия.
- BD Bonner Durchmusterung — Боннское Обзорение неба — знаменитый четырехтомный каталог и большой атлас 457 857 звезд, от северного полюса до -2° , составленный Ф. Аргеландером и его сотрудниками (Бонн, 1859—1862) и Шёнфельдом (от -1° до -23°). Полон до $9^m.5$. Эпоха 1855 г. Продолжение на юг см. CoD.
- BS Catalogue of Bright Stars — Каталог 9110 ярких звезд. Ф. Шлезинджер, 1940, США; новое (3-е) издание Д. Хоффлейт, 1965.
- BDS A General Catalogue of Double Stars — Общий каталог Бернгема (Burnham S.) 13 665 двойных звезд. Два тома охватывают небо до -31° . Вашингтон, 1906 г.
- BPM Bruce Proper Motions Survey, — семь выпусков, В. Лейтен, Миннесота, США, 1941—1961. Обзор неба с целью обнаружения звезд с большими μ .

- CdC Carte du Ciel. Catalogue Astrographique — «Карта неба». Каталоги и фотографический атлас неба — международное начинание, в котором приняли участие с 1887 г. 18 обсерваторий. На одинаковых, так наз. нормальных астрографах на пластинках $2^{\circ} \times 2^{\circ}$ при масштабе $60''$ в мм получились все звезды до 14^m . Измерены и помещены в каталоги все звезды до 12^m . Вышло 90% каталогов, но далеко не все карты.
- CoD или CD Cordoba Durchmusterung — Кордовское обозрение неба. 4-томное продолжение BD от -22° до -90° , составленное аргентинским астрономом Томе и другими. Содержит 613 953 звезды до $9^m,5$. Координаты 1875 г. Аргентина, 1892—1932 гг.
- CPD Cape Photographic Durchmusterung — Капское фотографическое обозрение. Составлено Д. Гиллом и Я. Каптейном по фотографиям, полученным на Обсерватории на мысе Доброй Надежды. Три тома (1896, 1897 и 1900 гг.) содержат 454 875 звезд в среднем до $9^m,2$ от -19° до южного полюса. Координаты 1875 г.
- EBL Bergedorfer Eigenbewegungs-Lexikon — Двухтомный каталог Р. Шора (1923), Гамбург — Бергедорф; второе издание 1936 г., в нем собраны все собственные движения (94 731 звезды), известные до 1935 г.
- FK Fundamentalkatalog Ауверса (1879) — первый фундаментальный каталог 539 ярких звезд от полюса до -10° . Дополнение (Ауверс, 1883) содержало еще 83 звезды до -32° .
- FK3 Dritter Fundamentalkatalog — Третий фундаментальный каталог 1587 звезд до 6^m А. Копф, 1934 (опубликовано в Берлинском Ежегоднике — Berlin. Astron. Jahrbuch на 1937).
- FK4 Четвертый фундаментальный каталог — точные положения 1535 звезд до 7^m составлен в Гейдельберге; в 1964 г. стал основой при составлении международного издания Apparent Places of Fundamental Stars — «Видимые места фундаментальных звезд».
- GC General Catalogue of Proper Motions — Общий каталог собственных движений. Б. Босс. Четыре тома содержат точные положения и собственные движения 33 342 звезд всего неба. Координаты 1950 года, 1937 г., Вашингтон, США.
- ГСлУ General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes, Yale Obs., 1952; Suppl. to the ГСлУ, Yale Obs., 1963 — Общий Каталог тригонометрических параллаксов звезд (1952) и Дополнение (Supplement) к нему (1963) содержат 5822 + 1970 звезд.
- GuL Geschichte und Literature des Lichtwechsels der veränderlichen Sternen — История и библиография переменных звезд. Три тома первого издания 1918—1922 гг. Мюллера и Хартвига (Лейпциг) охватывали 1687 переменных всего неба. Два тома второго издания Прагера (1934—1936, Берлин) дополняют первое издание в созвездиях Андромеда — Змееносец. В 1941 г. на Гарвардской обсерватории (США) вышел том трудов (НА 111), составленный Прагером, библиография 3592 переменных, обозначенных в 1931—1938 гг. В 1952 и 1957 гг. в Потсдаме вышли составленные Шнеллером тома III, IV и V второго издания. Третий том давал дополнительные данные о переменных в созвездиях Орион — Лисичка с 1916 по 1950 гг.; четвертый — данные о литературе до 1954 г. для переменных, обозначенных до 1938 г., пятый — данные о литературе до 1958 г.
- HdPh Handbuch der Physik — Руководство по физике, четыре тома которого посвящены астрофизике (1956—1965). Отчасти заменяет HdAp (Handbuch der Astrophysik — 1928—1936, Берлин).
- HD Henry Draper Catalog — знаменитый спектральный Дрэперовский каталог Гарвардской обсерватории (опубликован в НА 91—99, 1918—

- 1924). Координаты 1900 года. Содержит спектральные классы 225 300 звезд. (НА 100, 1936; 105, 1937) — каталоги еще 90 000 звездных спектров. В НА 112, 1949 еще 87 000 спектров. Всего опубликована классификация 391 000 звезд.
- HGD Harvard — Groningen Durchmusterung — каталог 250 000 звезд до 16^m в SA 1—206 (Пикеринг, Каптейн, ван Райн, 1918—1924).
- HP Harvard Photometry — Гарвардская фотометрия (НА 14) — первый из знаменитых фотометрических гарвардских каталогов (в нем 4260 звезд). 1882 г.
- HRP Harvard Revised Photometry — Ревизованный (т. е. пересмотренный или HR и исправленный) каталог блеска 9110 звезд до $6^m.5$ (НА 50, 1908).
- IAU International Astronomical Union, Union Internationale Astronomique — Международный Астрономический Союз (МАС). Издает труды съездов, симпозиумов и т. д.
- UAI
- IC Index Catalogue (I и II) — Два дополнительных каталога к основному каталогу Дрейера NGC; вышли в 1895 г. (Mem. RAS 51) и 1908 г. (Mem. RAS 59). Содержат 5386 объектов. Все три каталога переизданы RAS в одном томе в 1953 г.
- ICDS Index Catalogue of Visual Double Stars — Индекс-Каталог ~60 тысяч визуально-двойных звезд. Publ. Lick Obs. 21, 1963, 2 тома.
- LB Landolt — Börnstein — «Числовые данные и функциональные связи (в науке и технике)». Новая серия, группа VI, том. 1. Астрономия и астрофизика. Изд. Шпрингер, Берлин, 1965, 711 стр.
- M Catalogue des nebuleuses et amas d'étoiles — Список 103 туманностей и звездных скоплений, опубликованный в 1783—84 гг. III. Мессье в *Connaissance des Temps* — Обозначение по этому каталогу: например, M 13.
- MK Обозначение звездных спектров в системе Моргана, Кинэна и Келман, опубликованное в *Atlas of Stellar Spectra* (Чикаго, США, 1943).
- или MKK
- MN Monthly Notices of Royal Astron. Society — Ежемесячные Известия Английского Астрон. о-ва, Лондон.
- NFK Neuer Fundamental-Katalog — Новый фундаментальный Каталог 905 звезд и 20 околополюсных для 1870 и 1900 гг. (И. Петерс, 1907).
- NGC A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars — Каталог 7840 туманностей и звездных скоплений, составленный Дж. Дрейером (Mem. RAS 49, 1888). Обозначение по этому каталогу: например, NGC 255. Новое издание (вместе с IC) — 13 673 объекта, 1953.
- NPS North Polar Sequence — Северный Полярный Ряд — продолжительное время служил первичным фотометрическим стандартом в звездной фотометрии (Сирс, 1922).
- N30 Каталог 5268 стандартных звезд до $8^m.0$, основанный на фундаментальной системе N30, объединившей более 70 каталогов с 1915 по 1950 гг. Эпоха 1950 г. X. Морган, Вашингтон, 1952.
- PD Potsdamer Photometrische Durchmusterung — Потсдамский фотометрический каталог 14 199 звезд северного неба до $7^m.5$. 4 тома, Потсдам, Германия, 1905.
- PGC Preliminary General Catalogue — Предварительный общий каталог Л. Босса. США. Содержит точные положения (эпохи 1900 г.) и μ 6188 звезд всего неба, из них 4030 звезд ярче $6^m.0$. Вашингтон, 1910.
- POSS Palomar Obser. Sky Survey — Фотогр. атлас обсерватории Маунт-Паломар и Нац. географ. о-ва США (1954—1966) — обзор $\frac{1}{2}$ неба с $48''$ телескопом Шмидта. Каждая карта ~ 36 кв. градусов. Всего около 2000 карт в синих и красных лучах: звезды до $20-21^m$ от $\delta = +90^\circ$ до $\delta = -42^\circ$.

- RAS Royal Astron. Society — Королевское (англ.) астроном. об-во, Лондон; издает Memoirs, Quarterly Journal, Monthly Notices (MN).
- SA Selected Areas — Избранные площадки — план Кантейна всестороннего исследования неба в 252 небольших площадках, из которых 206 равномерно распределены по всему небу, а 46 дополнительно в полосе Млечного Пути, Каталог звездных величин 67 941 звезды (до $18^m.6$) в SA 1—139 от $+90^\circ$ до -15° издан обсерваторией Маунт Вилсон в 1930 г.
- SAO SC Smithsonian Astrophysical Observatory Star Catalogue — Звездный каталог Смитсоновской астрофизической обсерватории, Вашингтон, 1966, 4 тома дают положения и μ 258 997 звезд всего неба эпохи равноденствия 1950. Система FK4. К нему издан в 1969 г. атлас (13 стр. + 152 карты), показывающий звезды до $\sim 9^m.0$ и туманности и галактики до $\sim 13^m$.
- SDS Southern Double Stars Catalogue — Каталог (4 тома) южных двойных звезд. Издан в 1927 г. в Йоганнесбурге под руководством Р. Иннеса.
- S&T Sky and Telescope — «Небо и Телескоп» — американский научно-популярный журнал высокого уровня. Гарвардская обсерватория.
- Trans. IAU Transactions of the IAU — Труды съездов МАС.
- UAIC Circulaire de l'Union Astronomique Internationale. — Циркуляр, издаваемый Бюро срочных сообщений МАС.
- VJS Vierteljahrsschrift der Astronomischen Gesellschaft — ежеквартальник немецкого Астрономического Общества — издавался в 1866—1940 гг. в Лейпциге.
- W или GCV_r General Catalogue of Stellar Radial Velocities — Общий каталог лучевых скоростей звезд — Каталог 15 106 звезд, составленный Р. Вилсоном. Вашингтон, США, 1953 г.
- ZfAp Zeitschrift für Astrophysik — немецкий астрофиз. журнал (выходил в Берлине до 1969 г.).

II 2.2a. Созвездия, их названия и обозначения

(Русское название, латинское, окончание
родительного падежа, трехбуквенное обозначение)

Андромеда	Andromeda	—dae	And
Близнецы	Gemini	—norum	Gem
Большая Медведица	Ursa Maior	—sae —ris	UMa
Большой Пес	Canis Maior	—nis —ris	CMa
Весы	Libra	—rae	Lib
Водолей	Aquarius	—rii	Aqr
Возничий	Auriga	—gae	Aur
Волк	Lupus	—pi	Lup
Волопас	Bootes	—tis	Boo
Волосы Вереники	Coma Berenices	—mae —ces	Com
Ворон	Corvus	—vi	Crv
Геркулес	Hercules	—lis	Her
Гидра	Hydra	—rae	Hya
Голубь	Columba	—bae	Col
Гонимые Псы	Canes Venatici	—num —corum	CVn
Дева	Virgo	—ginis	Vir

Дельфин	Delphinus	—ni	Del
Дракон	Draco	—conis	Dra
Единорог	Monoceros	—rotis	Mon
Жертвенник	Ara	—rae	Ara
Живописец	Pictor	—toris	Pic
Жираф	Camelopardalis	—dalis	Cam
Журавль	Grus	—uis	Gru
Заяц	Lepus	—poris	Lep
Змееносец	Ophiuchus	—chi	Oph
Змея	Serpens	—ntis	Ser
Золотая Рыба	Dorado	—dus	Dor
Индеец	Indus	—di	Ind
Кассиопея	Cassiopeia	—peiae	Cas
Кентавр	Centaurus	—tauri	Cen
Киль	Carina	—nae	Car
Кит	Cetus	—ti	Cet
Козерог	Capricornus	—rni	Cap
Компас	Pyxis	—xidis	Pyx
Корма	Puppis	—ppis	Pup
Лебедь	Cygnus	—gni	Cyg
Лев	Leo	Leonis	Leo
Летучая Рыба	Volans	—ntis	Vol
Лира	Lyra	—rae	Lyr
Лисичка	Vulpecula	—lae	Vul
Малая Медведица	Ursa	—sae	UMi
	Minor	—ris	
Малый Конь	Equuleus	—lei	Equ
Малый Лев	Leo	—nis	LMi
	Minor	—ris	
Малый Пес	Canis	—nis	CMi
	Minor	—ris	
Микроскоп	Microscopium	—pii	Mic
Муха	Musca	—cae	Mus
Насос	Antlia	—liae	Ant
Наугольник	Norma	—mae	Nor
Овен	Aries	—rietis	Ari
Октант	Octans	—ntis	Oct
Орел	Aquila	—lae	Aql
Орион	Orion	—nis	Ori
Павлин	Pavo	—vonis	Pav
Паруса	Vela	—lorum	Vel
Пегас	Pegasus	—gasi	Peg
Персей	Perseus	—sei	Per
Печь	Fornax	—nacis	For
Райская Птица	Apus	Apodis	Aps
Рак	Cancer	—cri	Cnc
Резец	Caelum	Caeli	Cae
Рыбы	Pisces	—cium	Psc
Рысь	Lynx	—ncis	Lyn
Северная Корона	Corona	—nae	CrB
	Borealis	—alis	
Секстант	Sextans	—antis	Sex
Сетка	Reticulum	—culi	Ret
Скорпион	Scorpius	—pii	Sco
Скульптор	Sculptor	—toris	Scl
Столовая Гора	Mensa	—sae	Men
Стрела	Sagitta	—tae	Sge

Стрелец	Sagittarius	—rii	Sgr
Телескоп	Telescopium	—pii	Tel
Телец	Taurus	—ti	Tau
Треугольник	Triangulum	—guli	Tri
Тукан	Tucana	—nae	Tuc
Феникс	Phoenix	—nicis	Phe
Хамелеон	Chamaeleon	—ontis	Cha
Цефей	Cepheus	—phei	Cep
Циркуль	Circinus	—cini	Cir
Часы	Horologium	—gii	Hor
Чаша	Crater	—teris	Crt
Щит	Scutum	—ti	Sct
Эридан	Eridanus	—dani	Eri
Южная Гидра	Hydrus	—dri	Hyi
Южная Корона	Corona	—nae	CrA
	Australis	—lis	
Южная Рыба	Piscis	—cis	PsA
	Austrinus	—rini	
Южный Крест	Cruх	Crucis	Cru
Южный	Triangulum	—guli	TrA
Треугольник	Australe	—lis	
Ящерица	Lacerta	—tae	Lac

II 2.26. Созвездия в алфавитном порядке их латинских названий

Andromeda	Андромеда	Draco	Дракон
Antlia	Насос	Equuleus	Малый Конь
Apus	Райская Птица	Eridanus	Эридан
Aquarius	Водолей	Fornax	Печь
Aquila	Орел	Gemini	Близнецы
Ara	Жертвенник	Grus	Журавль
Aries	Овен	Hercules	Геркулес
Auriga	Возничий	Horologium	Часы
Bootes	Волопас	Hydra	Гидра
Caelum	Резец	Hydrus	Южная Гидра
Camelopardalis	Жираф	Indus	Индеец
Cancer	Рак	Lacerta	Ящерица
Canes Venatici	Гончие Псы	Leo	Лев
Canis Major	Большой Пес	Leo Minor	Малый Лев
Canis Minor	Малый Пес	Lepus	Заяц
Capricornus	Козерог	Libra	Весы
Carina	Киль	Lupus	Волк
Cassiopeia	Кассиопея	Lynx	Рысь
Centaurus	Кентавр	Lyra	Лира
Cepheus	Цефей	Mensa	Столовая Гора
Cetus	Кит	Microscopium	Микроскоп
Chamaeleon	Хамелеон	Monoceros	Единогор
Circinus	Циркуль	Musca	Муха
Columba	Голубь	Norma	Наугольник
Coma Berenices	Волосы Береники	Octans	Октант
Corona Australis	Южная Корона	Ophiuchus	Змееносец
Corvus	Ворон	Orion	Орион
Crater	Чаша	Pavo	Павлин
Cruх	Южный Крест	Pegasus	Пегас
Cygnus	Лебедь	Perseus	Персей
Delphinus	Дельфин	Phoenix	Феникс
Dorado	Золотая Рыба	Pictor	Живописец

Pisces	Рыбы	Telescopium	Телескоп
Piscis Austrinus	Южная Рыба	Triangulum	Треугольник
Puppis	Корма	Triangulum Austr.	Южный Треугольник
Pyxis	Компас		
Reticulum	Сетка	Tucana	Тукап
Sagitta	Стрела	Ursa Maior	Б. Медведица
Sagittarius	Стрелец	Ursa Minor	М. Медведица
Sculptor	Скульптор	Vela	Паруса
Scutum	Щит	Virgo	Дева
Serpens	Змея	Volans	Летучая Рыба
Sextans	Секстант	Vulpecula	Лисичка
Taurus	Телец		

П 2. 3. Соотношение M_V и L_V $M_V = +4^m,83 - 2,5 \lg L_V$,

где $+4^m,83$ — абсолютная звездная величина \odot

M_V	L_V	M_V	L_V	M_V	L_V	M_V	L_V
-9 ^m ,0	340 000	-5 ^m ,5	13 500	-3 ^m ,0	1 350	-0 ^m ,5	135
-8,8	280 000	-5,4	12 300	-2,9	1 230	-0,4	123
-8,6	234 000	-5,3	11 200	-2,8	1 120	-0,3	112
-8,4	195 000	-5,2	10 200	-2,7	1 020	-0,2	102
-8,2	162 000	-5,1	9 300	-2,6	930	-0,1	93
-8,0	135 000	-5,0	8 500	-2,5	850	0,0	85
-7,8	112 000	-4,9	7 800	-2,4	780	+0,1	78
-7,6	93 300	-4,8	7 100	-2,3	710	+0,2	71
-7,4	77 600	-4,7	6 500	-2,2	650	+0,3	65
-7,2	64 500	-4,6	5 900	-2,1	590	+0,4	59
-7,0	53 700	-4,5	5 400	-2,0	540	+0,5	54
-6,9	49 100	-4,4	4 900	-1,9	490	+0,6	49
-6,8	44 700	-4,3	4 470	-1,8	450	+0,7	45
-6,7	40 700	-4,2	4 070	-1,7	407	+0,8	41
-6,6	37 100	-4,1	3 730	-1,6	370	+0,9	37
-6,5	34 000	-4,0	3 390	-1,5	340	+1,0	34
-6,4	30 900	-3,9	3 100	-1,4	310	+1,1	31
-6,3	28 300	-3,8	2 820	-1,3	280	+1,2	28
-6,2	25 700	-3,7	2 580	-1,2	260	+1,3	26
-6,1	23 400	-3,6	2 340	-1,1	230	+1,4	23,4
-6,0	21 300	-3,5	2 140	-1,0	214	+1,5	21,4
-5,9	19 500	-3,4	1 950	-0,9	195	+1,6	19,5
-5,8	17 800	-3,3	1 780	-0,8	180	+1,7	17,8
-5,7	16 200	-3,2	1 620	-0,7	162	+1,8	16,2
-5,6	14 800	-3,1	1 480	-0,6	148	+1,9	14,8

Продолжение II 2.3

M_V	L_V	M_V	L_V	M_V	L_V	M_V	L_V
+2 ^m 0	13,50	+3 ^m 7	2,82	+5 ^m 4	0,59	+7 ^m 1	0,123
+2,1	12,35	+3,8	2,58	+5,5	0,54	+7,2	0,112
+2,2	11,20	+3,9	2,34	+5,6	0,49	+7,3	0,102
+2,3	10,20	+4,0	2,14	+5,7	0,45	+7,4	0,094
+2,4	9,40	+4,1	1,95	+5,8	0,41	+7,5	0,085
+2,5	8,50	+4,2	1,78	+5,9	0,37	+7,6	0,078
+2,6	7,76	+4,3	1,62	+6,0	0,34	+7,7	0,071
+2,7	7,11	+4,4	1,48	+6,1	0,31	+7,8	0,0645
+2,8	6,45	+4,5	1,35	+6,2	0,282	+7,9	0,0601
+2,9	6,01	+4,6	1,23	+6,3	0,258	+8,0	0,0537
+3,0	5,37	+4,7	1,12	+6,4	0,234	+8,1	0,0491
+3,1	4,91	+4,8	1,02	+6,5	0,214	+8,2	0,0447
+3,2	4,47	+4,9	0,94	+6,6	0,195	+8,3	0,0407
+3,3	4,07	+5,0	0,85	+6,7	0,178	+8,4	0,0373
+3,4	3,73	+5,1	0,78	+6,8	0,162	+8,5	0,0339
+3,5	3,39	+5,2	0,71	+6,9	0,148		
+3,6	3,10	+5,3	0,65	+7,0	0,135		
M_V	$L_V \cdot 10^2$	M_V	$L_V \cdot 10^2$	M_V	$L_V \cdot 10^4$	M_V	$L_V \cdot 10^4$
+8 ^m 5	3,39	+11 ^m 1	0,310	+13 ^m 7	2,82	+16 ^m 2	0,282
+8,6	3,10	+11,2	0,282	+13,8	2,58	+16,3	0,258
+8,7	2,82	+11,3	0,258	+13,9	2,34	+16,4	0,234
+8,8	2,58	+11,4	0,234	+14,0	2,14	+16,5	0,214
+8,9	2,34	+11,5	0,214	+14,1	1,95	+16,6	0,195
+9,0	2,14	+11,6	0,195	+14,2	1,78	+16,7	0,178
+9,1	1,95	+11,7	0,178	+14,3	1,62	+16,8	0,162
+9,2	1,78	+11,8	0,162	+14,4	1,48	+16,9	0,148
+9,3	1,62	+11,9	0,148	+14,5	1,35	+17,0	0,135
+9,4	1,48	+12,0	0,135	+14,6	1,23	+17,2	0,112
+9,5	1,35	+12,1	0,123	+14,7	1,12	+17,4	0,094
+9,6	1,23	+12,2	0,112	+14,8	1,02	+17,6	0,078
+9,7	1,12	+12,3	0,102	+14,9	0,94	+17,8	0,065
+9,8	1,02	+12,4	0,094	+15,0	0,85	+18,0	0,054
+9,9	0,94	+12,5	0,085	+15,1	0,78	+18,2	0,045
+10,0	0,85	+12,6	0,0776	+15,2	0,71	+18,4	0,037
+10,1	0,78	+12,7	0,0711	+15,3	0,65	+18,6	0,031
+10,2	0,71	+12,8	0,0645	+15,4	0,59	+18,8	0,026
+10,3	0,65	+12,9	0,0601	+15,5	0,54	+19,0	0,021
+10,4	0,60	+13,0	0,0537	+15,6	0,49	+19,2	0,018
+10,5	0,537	+13,1	0,0491	+15,7	0,45	+19,4	0,015
+10,6	0,491	+13,2	0,0447	+15,8	0,41	+19,6	0,012
+10,7	0,447	+13,3	0,0407	+15,9	0,373	+19,8	0,010
+10,8	0,407	+13,4	0,0373	+16,0	0,339	+20,0	0,008
+10,9	0,373	+13,5	0,0339	+16,1	0,310		
+11,0	0,340	+13,6	0,0310				

II 2.4. Соотношение между модулем расстояния ($m - M$), параллаксом (π) и расстоянием (r) в парсеках

$m - M$	π	r	$m - M$	π	r	$m - M$	π	r	$m - M$	π	r
-4,5	0,794	1,26	-2,2	0,275	3,64	0,0	0,100	10,0	+2,0	0,0398	25,1
-4,4	0,758	1,32	-2,1	0,263	3,80	+0,1	0,096	10,5	+2,1	0,0380	26,3
-4,3	0,725	1,38	-2,0	0,251	3,98	+0,2	0,091	11,0	+2,2	0,0363	27,6
-4,2	0,690	1,45	-1,9	0,240	4,17	+0,3	0,087	11,5	+2,3	0,0347	28,8
-4,1	0,663	1,51	-1,8	0,229	4,37	+0,4	0,083	12,0	+2,4	0,0331	30,2
-4,0	0,631	1,58	-1,7	0,219	4,58	+0,5	0,079	12,6	+2,5	0,0316	31,6
-3,9	0,603	1,66	-1,6	0,209	4,78	+0,6	0,076	13,2	+2,6	0,0302	33,1
-3,8	0,575	1,74	-1,5	0,200	5,01	+0,7	0,072	13,8	+2,7	0,0288	34,7
-3,7	0,550	1,82	-1,4	0,191	5,23	+0,8	0,069	14,4	+2,8	0,0275	36,4
-3,6	0,525	1,91	-1,3	0,182	5,49	+0,9	0,066	15,1	+2,9	0,0263	38,0
-3,5	0,501	2,00	-1,2	0,174	5,75	+1,0	0,063	15,8	+3,0	0,0251	39,8
-3,4	0,478	2,09	-1,1	0,166	6,03	+1,1	0,060	16,6	+3,1	0,0240	41,7
-3,3	0,457	2,19	-1,0	0,158	6,31	+1,2	0,058	17,4	+3,2	0,0229	43,7
-3,2	0,437	2,29	-0,9	0,151	6,62	+1,3	0,055	18,2	+3,3	0,0219	45,7
-3,1	0,417	2,40	-0,8	0,144	6,93	+1,4	0,052	19,1	+3,4	0,0209	47,8
-3,0	0,398	2,51	-0,7	0,138	7,24	+1,5	0,050	20,0	+3,5	0,0200	50,1
-2,9	0,380	2,63	-0,6	0,132	7,58	+1,6	0,048	20,9	+3,6	0,0191	52,3
-2,8	0,363	2,75	-0,5	0,126	7,94	+1,7	0,046	21,9	+3,7	0,0182	55,0
-2,7	0,347	2,88	-0,4	0,120	8,33	+1,8	0,044	22,9	+3,8	0,0174	57,5
-2,6	0,331	3,02	-0,3	0,115	8,71	+1,9	0,042	24,0	+3,9	0,0166	60,2
-2,5	0,316	3,16	-0,2	0,110	9,09	+2,0	0,040	25,1	+4,0	0,0158	63,1
-2,4	0,302	3,31	-0,1	0,105	9,51						
-2,3	0,288	3,47	-0,0	0,100	10,0						
-2,2	0,275	3,64				m	π	r	m	π	r
						+6,0	0,0063	158	+4,0	0,0158	63,1
						+6,1	0,0060	166	+4,1	0,0151	66,2
						+6,2	0,0058	174	+4,2	0,0145	69,0
						+6,3	0,0055	182	+4,3	0,0138	72,5
						+6,4	0,0052	191	+4,4	0,0132	75,8
						+6,5	0,0050	200	+4,5	0,0126	79,4
						+6,6	0,0048	209	+4,6	0,0120	83,3
						+6,7	0,0046	219	+4,7	0,0115	87,0
						+6,8	0,0044	229	+4,8	0,0110	90,9
						+6,9	0,0042	240	+4,9	0,0105	95,1
						+7,0	0,0040	251	+5,0	0,0100	100
						+7,1	0,0038	263	+5,1	0,0096	105
						+7,2	0,0036	276	+5,2	0,0091	110
						+7,3	0,0035	288	+5,3	0,0087	115
						+7,4	0,0033	302	+5,4	0,0083	120
						+7,5	0,0032	316	+5,5	0,0079	126
						+7,6	0,0030	331	+5,6	0,0076	132
						+7,7	0,0029	347	+5,7	0,0072	138
						+7,8	0,0028	364	+5,8	0,0069	144
						+7,9	0,0026	380	+5,9	0,0066	151
						+8,0	0,0025	398	+6,0	0,0063	158

$m - M$	$r, \text{ПС}$	$m - M$	$r, \text{ПС}$	$m - M$	$r, \text{КПС}$	$m - M$	$r, \text{КПС}$	$m - M$	$r, \text{КПС}$	$m - M$	$r, \text{КПС}$	$m - M$	$r, \text{КПС}$	
m	+8,0	398	m	+10,0	1000	m	+12,0	2,51	m	+14,0	6,31	m	+16,0	15,8
	+8,1	417		+10,1	1050		+12,1	2,63		+14,1	6,62		+16,1	16,6
	+8,2	437		+10,2	1100		+12,2	2,76		+14,2	6,90		+16,2	17,4
	+8,3	457		+10,3	1150		+12,3	2,88		+14,3	7,25		+16,3	18,2
	+8,4	478		+10,4	1200		+12,4	3,02		+14,4	7,58		+16,4	19,1
	+8,5	501		+10,5	1260		+12,5	3,16		+14,5	7,94		+16,5	20,0
	+8,6	523		+10,6	1320		+12,6	3,31		+14,6	8,33		+16,6	20,9
	+8,7	550		+10,7	1380		+12,7	3,47		+14,7	8,70		+16,7	21,9
	+8,8	575		+10,8	1440		+12,8	3,64		+14,8	9,09		+16,8	22,9
	+8,9	602		+10,9	1510		+12,9	3,80		+14,9	9,51		+16,9	24,0
	+9,0	631		+11,0	1580		+13,0	3,98		+15,0	10,0		+17,0	25,1
	+9,1	662		+11,1	1660		+13,1	4,17		+15,1	10,5		+17,1	26,3
	+9,2	690		+11,2	1740		+13,2	4,37		+15,2	11,0		+17,2	27,6
	+9,3	725		+11,3	1820		+13,3	4,57		+15,3	11,5		+17,3	28,8
	+9,4	758		+11,4	1910		+13,4	4,78		+15,4	12,0		+17,4	30,2
	+9,5	794		+11,5	2000		+13,5	5,01		+15,5	12,6		+17,5	31,6
	+9,6	833		+11,6	2090		+13,6	5,23		+15,6	13,2		+17,6	33,1
	+9,7	870		+11,7	2190		+13,7	5,50		+15,7	13,8		+17,7	34,7
	+9,8	909		+11,8	2290		+13,8	5,75		+15,8	14,4		+17,8	36,4
	+9,9	951		+11,9	2400		+13,9	6,02		+15,9	15,1		+17,9	38,0
	+10,0	1000		+12,0	2510		+14,0	6,31		+16,0	15,8		+18,0	39,8

П 2.5. Переход от экваториальных координат (α, δ) к галактическим (l, b) в новой системе галактических координат Северное полушарие

δ	+90°		+80°		+70°		+60°		+50°		+40°		+30°		+20°		+10°		0°	
	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b
h m	123°	+27°	121°	+18°	119°	+8°	117°	-2°	115°	-12°	113°	-22°	111°	-31°	108°	-41°	104°	-51°	98°	-60°
0 0	123	+27	122	+17	120	+8	119	-2	118	-12	117	-22	116	-32	113	-42	111	-52	108	-62
20 20	123	+27	123	+17	122	+7	122	-3	122	-13	121	-23	121	-33	120	-43	119	-53	118	-63
40 40	123	+27	124	+17	124	+7	124	-3	125	-13	125	-23	126	-33	127	-43	127	-53	129	-62
1 0	123	+27	124	+17	126	+8	127	-2	128	-12	129	-22	131	-32	133	-42	135	-52	139	-62
20 20	123	+27	125	+18	127	+8	129	-2	131	-12	133	-22	136	-31	139	-41	143	-51	149	-60
40 40	123	+27	126	+18	129	+8	132	-1	135	-11	137	-21	141	-30	145	-40	150	-49	158	-58
2 0	123	+27	127	+18	131	+9	134	-1	138	-10	141	-19	145	-29	150	-38	157	-47	165	-55
20 20	123	+27	128	+18	132	+9	136	0	141	-9	145	-18	150	-27	156	-36	163	-44	172	-52
40 40	123	+27	129	+19	134	+10	139	+1	144	-7	149	-16	154	-25	160	-33	168	-41	177	-48
3 0	123	+27	129	+19	135	+11	141	+3	146	-6	152	-14	158	-22	165	-30	173	-38	182	-45
20 20	123	+27	130	+20	137	+12	143	+4	149	-4	155	-12	162	-20	169	-27	177	-34	187	-41
40 40	123	+27	131	+20	138	+13	145	+6	151	-2	158	-9	165	-17	172	-24	181	-31	190	-37
4 0	123	+27	132	+21	139	+14	147	+7	154	0	161	-7	168	-14	176	-20	184	-27	194	-33
20 20	123	+27	132	+22	140	+16	148	+9	156	+3	163	-4	171	-10	179	-17	188	-23	197	-28
40 40	123	+27	133	+22	142	+17	150	+11	158	+5	166	-1	174	-7	182	-13	191	-19	200	-24
5 0	123	+27	133	+23	142	+19	151	+13	160	+8	168	+2	176	-4	185	-9	193	-15	202	-20
20 20	123	+27	133	+24	143	+20	153	+15	162	+11	170	+5	179	0	187	-5	196	-10	205	-15
40 40	123	+27	134	+25	144	+22	154	+18	163	+13	172	+9	181	+4	190	-1	198	-6	207	-11
6 0	123	+27	134	+26	145	+23	155	+20	165	+16	174	+12	183	+8	192	+3	201	-2	210	-6
20 20	123	+27	134	+27	145	+25	156	+22	166	+19	176	+16	185	+12	194	+7	203	+3	212	-2
40 40	123	+27	134	+27	145	+25	156	+22	166	+19	176	+16	185	+12	194	+7	203	+3	212	-2
7 0	123	+27	134	+27	145	+27	156	+25	167	+22	177	+19	187	+15	196	+11	205	+7	214	+2

Северное полушарие

ТАБЛИЦЫ

α	δ	+90°		+80°		+70°		+60°		+50°		+40°		+30°		+20°		+10°		0°	
		l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b
7	0	123°	+27°	134°	+27°	145°	+27°	156°	+25°	167°	+22°	177°	+19°	187°	+15°	196°	+11°	205°	+7°	214°	+2°
	20	123	+27	134	+28	146	+28	157	+27	168	+25	178	+23	189	+20	198	+16	208	+11	217	+7
	40	123	+27	134	+29	146	+30	157	+30	169	+29	180	+26	190	+24	200	+20	210	+16	219	+11
8	0	123	+27	134	+30	146	+32	157	+32	169	+32	181	+30	192	+28	202	+24	212	+20	221	+16
	20	123	+27	134	+31	145	+33	157	+35	169	+35	181	+34	193	+32	204	+29	214	+25	224	+20
	40	123	+27	133	+32	145	+35	157	+37	169	+38	182	+38	194	+36	206	+33	217	+29	225	+24
9	0	123	+27	133	+32	144	+37	156	+40	169	+41	182	+42	196	+40	208	+38	219	+34	229	+29
	20	123	+27	132	+33	143	+38	155	+42	169	+45	183	+45	197	+44	210	+42	222	+38	233	+33
	40	123	+27	132	+34	142	+40	154	+44	168	+48	182	+49	198	+49	212	+46	225	+42	236	+37
10	0	123	+27	131	+35	141	+41	152	+47	166	+51	182	+53	199	+53	214	+51	228	+47	240	+41
	20	123	+27	130	+35	139	+42	150	+49	164	+54	181	+57	199	+57	217	+55	232	+51	244	+45
	40	123	+27	130	+36	138	+44	148	+51	162	+57	179	+61	200	+62	220	+60	237	+55	249	+49
11	0	123	+27	129	+36	136	+45	145	+52	158	+59	177	+64	200	+66	224	+64	242	+59	255	+52
	20	123	+27	128	+37	134	+46	142	+54	154	+62	173	+68	200	+70	228	+68	248	+63	261	+55
	40	123	+27	127	+37	131	+46	138	+55	149	+64	167	+71	199	+75	234	+73	257	+66	269	+58
12	0	123	+27	126	+37	129	+47	134	+56	142	+66	159	+74	196	+79	244	+77	267	+69	278	+60
	20	123	+27	125	+37	127	+47	130	+57	135	+67	147	+76	189	+83	260	+80	280	+71	288	+62
	40	123	+27	123	+37	124	+47	125	+57	127	+67	131	+77	160	+87	287	+82	296	+72	298	+63
13	0	123	+27	122	+37	122	+47	120	+57	118	+67	113	+77	81	+86	322	+82	312	+72	309	+62
	20	123	+27	121	+37	119	+47	116	+57	110	+67	98	+76	56	+83	348	+80	327	+71	319	+62
	40	123	+27	120	+37	117	+47	112	+56	103	+65	86	+74	49	+79	3	+76	340	+69	329	+60
14	0	123	+27	119	+37	114	+46	108	+55	97	+64	78	+71	47	+74	12	+72	350	+66	338	+58
	20	123	+27	118	+37	112	+45	104	+54	92	+62	73	+67	46	+70	18	+68	358	+62	345	+55
	40	123	+27	117	+36	110	+45	101	+52	87	+59	69	+64	46	+66	23	+64	5	+59	352	+52

Продолжение П 2.5

Северное полушарие

h m	+90°		+80°		+70°		+60°		+50°		+40°		+30°		+20°		+10°		0°	
	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b
15	123	+27°	116°	+36°	108°	+43°	98°	+51°	84°	+56°	66°	+60°	46°	+61°	26°	+59°	10°	+55°	357°	+48°
0	123	+27	116	+35	107	+42	95	+49	82	+53	65	+56	47	+57	29	+55	14	+50	2	+45
20	123	+27	115	+34	105	+41	94	+46	80	+50	64	+53	47	+53	32	+50	18	+46	7	+41
40	123	+27	114	+34	104	+40	92	+44	78	+47	63	+49	48	+48	34	+46	21	+42	10	+37
0	123	+27	114	+33	103	+38	91	+42	77	+44	63	+45	49	+44	36	+42	24	+38	14	+33
20	123	+27	113	+32	102	+36	90	+39	77	+41	64	+41	51	+40	38	+37	27	+33	17	+28
40	123	+27	113	+32	101	+35	89	+37	77	+38	64	+37	52	+36	40	+33	30	+29	20	+24
0	123	+27	112	+31	101	+33	89	+35	77	+35	65	+34	53	+31	42	+28	32	+24	22	+20
20	123	+27	112	+31	101	+32	89	+32	77	+31	66	+30	54	+27	44	+24	34	+20	25	+15
40	123	+27	112	+30	100	+32	89	+30	78	+28	67	+26	56	+23	46	+20	36	+15	27	+11
0	123	+27	112	+29	100	+30	89	+27	78	+25	68	+22	58	+19	48	+15	39	+11	30	+6
20	123	+27	112	+28	100	+28	89	+25	79	+22	69	+19	59	+15	50	+11	41	+7	32	+2
40	123	+27	112	+27	101	+26	90	+22	80	+19	71	+15	61	+11	52	+7	43	+2	34	+2
0	123	+27	112	+26	101	+25	90	+20	82	+16	72	+12	63	+7	54	+3	45	+2	37	+7
20	123	+27	112	+26	101	+23	91	+17	82	+13	74	+8	65	+3	57	+2	48	+6	39	+11
40	123	+27	112	+25	102	+21	92	+17	83	+10	76	+5	67	+0	59	+6	50	+11	41	+16
0	123	+27	113	+24	103	+20	93	+15	85	+8	78	+2	70	+4	62	+10	53	+15	44	+20
20	123	+27	113	+23	104	+18	95	+13	86	+5	80	+1	72	+7	64	+13	56	+19	47	+24
40	123	+27	113	+22	105	+17	96	+11	88	+3	83	+4	75	+11	67	+17	59	+23	49	+29
0	123	+27	114	+22	106	+16	98	+9	90	+0	85	+7	78	+14	70	+21	62	+27	53	+33
20	123	+27	115	+21	107	+14	100	+7	92	+2	88	+10	81	+17	74	+24	66	+31	56	+37
40	123	+27	115	+20	108	+13	101	+6	95	+4	91	+12	85	+20	78	+27	69	+35	60	+41
0	123	+27	116	+20	109	+12	103	+4	97	+2	94	+14	88	+22	82	+30	74	+38	64	+45
20	123	+27	117	+19	111	+11	105	+3	100	+6	99	+16	92	+25	86	+33	79	+41	69	+49
40	123	+27	117	+19	112	+10	108	+1	103	+7	98	+18	92	+27	86	+36	84	+44	75	+52
0	123	+27	118	+18	114	+9	110	+0	106	+9	101	+18	97	+27	91	+36	84	+44	75	+52
20	123	+27	119	+18	115	+9	112	+1	109	+10	105	+19	101	+29	96	+38	90	+47	81	+55
40	123	+27	120	+18	117	+8	114	+1	112	+11	109	+21	106	+30	102	+40	97	+49	89	+57
0	123	+27	121	+18	119	+8	117	+2	115	+12	113	+22	111	+31	108	+41	104	+51	98	+60

Южное полушарие

δ α	-90°		-80°		-70°		-60°		-50°		-40°		-30°		-20°		-10°		0°	
	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b
h m	303°	-27°	306°	-37°	309°	-47°	314°	-56°	322°	-66°	339°	-74°	16°	-79°	64°	-77°	87°	-69°	98°	-60°
0	303	-27	305	-37	307	-47	310	-57	315	-67	327	-76	9	-83	80	-80	100	-71	108	-62
20	303	-27	303	-37	304	-47	305	-57	307	-67	311	-77	340	-87	107	-82	116	-72	118	-63
40	303	-27	302	-37	302	-47	300	-57	298	-67	293	-77	261	-86	142	-82	132	-72	129	-62
1	0	303	301	-37	299	-47	296	-57	290	-67	278	-76	236	-83	168	-80	147	-71	139	-62
20	20	303	300	-37	297	-47	292	-56	283	-65	266	-74	229	-79	183	-76	160	-69	149	-60
40	40	303	299	-37	294	-46	288	-55	277	-63	258	-71	227	-74	192	-72	170	-66	158	-58
2	0	303	298	-37	292	-45	284	-54	272	-62	253	-67	226	-70	198	-68	178	-62	165	-55
20	20	303	297	-36	290	-45	281	-52	267	-59	249	-64	226	-66	203	-64	185	-59	172	-52
40	40	303	296	-36	288	-43	278	-51	264	-56	246	-60	226	-61	206	-59	190	-55	177	-48
3	0	303	296	-35	287	-42	275	-49	262	-53	245	-56	227	-57	209	-55	194	-51	182	-45
20	20	303	295	-34	285	-41	274	-46	260	-50	244	-53	227	-53	212	-50	198	-46	187	-41
40	40	303	294	-34	284	-40	272	-44	258	-47	243	-49	228	-48	214	-46	201	-42	190	-37
4	0	303	294	-33	283	-38	271	-42	257	-44	243	-45	229	-44	216	-41	204	-38	194	-33
20	20	303	293	-32	282	-36	270	-39	257	-41	244	-41	231	-40	218	-37	207	-33	197	-28
40	40	303	293	-32	281	-35	269	-37	257	-38	244	-37	232	-36	220	-33	210	-29	200	-24
5	0	303	292	-31	281	-33	269	-35	257	-35	245	-34	233	-31	222	-28	212	-24	202	-20
20	20	303	292	-30	280	-32	269	-32	257	-31	246	-30	234	-27	224	-24	214	-20	205	-15
40	40	303	292	-29	280	-30	269	-30	258	-28	247	-26	236	-23	226	-20	216	-15	207	-11
6	0	303	292	-28	280	-28	269	-27	258	-25	248	-22	238	-19	228	-15	219	-11	210	-6
20	20	303	292	-27	281	-26	270	-25	259	-22	249	-19	239	-15	230	-11	221	-7	212	-2
40	40	303	292	-26	281	-25	270	-22	260	-19	251	-15	241	-11	232	-7	223	-2	214	+2
7	0	303	292	-26	281	-23	271	-20	262	-16	252	-12	243	-7	234	-3	225	+2	217	+7
20	20	303	292	-25	282	-21	272	-17	263	-13	254	-8	245	-3	237	+2	228	+6	219	+11
40	40	303	292	-25	282	-21	272	-17	263	-13	254	-8	245	-3	237	+2	228	+6	219	+11

Южное полушарие

α	δ	-90°		-80°		-70°		-60°		-50°		-40°		-30°		-20°		-10°		0°	
		l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b
8	0	303	-27	293	-24	283	-20	273	-15	265	-10	256	-5	247	0	239	+6	230	+11	221	+16
8	20	303	-27	293	-23	284	-18	275	-13	266	-8	258	-2	250	+4	242	+10	233	+15	224	+20
8	40	303	-27	293	-22	285	-17	276	-11	268	-5	260	+1	252	+7	244	+13	236	+19	227	+24
9	0	303	-27	294	-22	286	-16	278	-9	270	-3	263	+4	255	+11	247	+17	239	+23	229	+29
9	20	303	-27	295	-21	287	-14	280	-7	272	0	265	+7	258	+14	250	+21	242	+27	233	+33
9	40	303	-27	295	-20	288	-13	281	-6	275	+2	268	+10	261	+17	254	+24	246	+31	236	+37
10	0	303	-27	296	-20	289	-12	283	-4	277	+4	271	+12	265	+20	258	+27	249	+35	240	+41
10	20	303	-27	297	-19	291	-11	285	-3	280	+6	274	+14	268	+22	262	+30	254	+38	244	+45
10	40	303	-27	297	-19	292	-10	288	-1	283	+7	278	+16	272	+25	266	+33	259	+41	249	+49
11	0	303	-27	298	-18	294	-9	290	0	286	+9	281	+18	277	+27	271	+36	264	+44	255	+52
11	20	303	-27	299	-18	295	-9	292	+1	289	+10	285	+19	281	+29	276	+38	270	+47	261	+55
11	40	303	-27	300	-18	297	-8	294	+1	292	+11	289	+21	286	+30	282	+40	277	+49	269	+58
12	0	303	-27	301	-18	299	-8	297	+2	295	+12	293	+22	291	+31	288	+41	284	+51	278	+60
12	20	303	-27	302	-17	300	-8	299	+2	298	+12	297	+22	296	+32	294	+42	291	+52	288	+62
12	40	303	-27	303	-17	302	-7	302	+3	302	+13	301	+23	301	+33	300	+43	299	+53	298	+63
13	0	303	-27	304	-17	304	-7	304	+3	305	+13	305	+23	306	+33	307	+43	307	+53	309	+62
13	20	303	-27	304	-17	306	-8	307	+2	308	+12	309	+22	311	+32	313	+42	315	+52	319	+62
13	40	303	-27	305	-18	307	-8	309	+2	311	+12	313	+22	316	+31	319	+41	323	+51	329	+60
14	0	303	-27	306	-18	309	-8	311	+1	315	+11	317	+21	321	+30	325	+40	330	+49	338	+58
14	20	303	-27	307	-18	311	-9	314	+1	318	+10	321	+19	325	+29	330	+38	337	+47	345	+55
14	40	303	-27	308	-18	312	-9	316	0	321	+9	325	+18	330	+27	336	+36	343	+44	352	+52
15	0	303	-27	309	-19	314	-10	319	-1	324	+7	329	+16	334	+25	340	+33	348	+41	357	+48
15	20	303	-27	309	-19	315	-11	321	-3	326	+6	332	+14	338	+22	345	+30	353	+38	362	+45
15	40	303	-27	310	-20	317	-12	323	-4	329	+4	335	+12	342	+20	349	+27	357	+34	367	+52

Южное полушарие

δ	-90°		-80°		-70°		-60°		-50°		-40°		-30°		-20°		-10°		0°			
	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b		
16	303°	-27°	314°	-20°	318°	-13°	325°	-6°	331°	+	2°	338°	+	9°	345°	+17°	352°	+24°	1°	+31°	10°	+37°
20	303	-27	312	-21	319	-14	327	-7	334	0	341	+7	348	+14	356	+20	356	+20	4	+27	14	+33
40	303	-27	312	-22	320	-16	328	-9	336	-3	343	+4	351	+10	359	+17	359	+17	8	+23	17	+28
47	303	-27	313	-22	322	-17	330	-11	338	-5	346	+1	354	+7	2	+13	2	+13	11	+19	20	+24
20	303	-27	313	-23	322	-19	331	-13	340	-8	348	-2	356	+4	5	+9	5	+9	13	+15	22	+20
40	303	-27	313	-24	323	-20	333	-15	342	-11	350	-5	359	0	7	+5	7	+5	16	+10	25	+15
48	303	-27	314	-25	324	-22	334	-18	343	-13	352	-8	1	-4	10	+1	10	+1	18	+6	27	+11
20	303	-27	314	-26	325	-23	335	-20	345	-16	354	-12	3	-8	12	-3	12	-3	21	+2	30	+6
40	303	-27	314	-27	325	-25	336	-22	346	-19	356	-16	5	-12	14	-7	14	-7	23	-3	32	+2
49	303	-27	314	-27	325	-27	336	-25	347	-22	357	-19	7	-15	16	-11	16	-11	25	-7	34	-2
20	303	-27	314	-28	326	-28	337	-27	348	-25	358	-23	9	-20	18	-16	18	-16	28	-11	37	-7
40	303	-27	314	-29	326	-30	337	-30	349	-29	0	-26	10	-24	20	-20	20	-20	30	-16	39	-11
20	303	-27	314	-30	326	-32	337	-32	349	-32	1	-30	12	-28	22	-24	22	-24	32	-20	41	-16
20	303	-27	314	-31	325	-33	337	-35	349	-35	1	-34	13	-32	24	-29	24	-29	34	-25	44	-20
40	303	-27	313	-32	325	-35	337	-37	349	-38	2	-38	14	-36	26	-33	26	-33	37	-29	47	-24
21	303	-27	313	-32	324	-37	336	-40	349	-41	2	-42	16	-40	28	-38	28	-38	39	-34	49	-29
20	303	-27	312	-33	323	-38	335	-42	349	-45	3	-45	17	-44	30	-42	30	-42	42	-38	53	-33
40	303	-27	312	-34	322	-40	334	-44	348	-48	2	-49	18	-49	32	-46	32	-46	45	-42	56	-37
22	303	-27	311	-35	321	-41	332	-47	346	-51	2	-53	19	-53	34	-51	34	-51	48	-47	60	-41
20	303	-27	310	-35	319	-42	330	-49	344	-54	1	-57	19	-57	37	-55	37	-55	52	-51	64	-45
40	303	-27	310	-36	318	-44	328	-51	342	-57	359	-61	20	-62	40	-60	40	-60	57	-55	69	-49
23	303	-27	309	-36	316	-45	325	-52	338	-59	357	-64	20	-66	44	-64	44	-64	62	-59	75	-52
20	303	-27	308	-37	314	-46	322	-54	334	-62	353	-68	20	-70	48	-68	48	-68	68	-63	81	-55
40	303	-27	307	-37	311	-46	318	-55	329	-64	347	-71	19	-75	54	-73	54	-73	77	-66	89	-58
0	303	-27	306	-37	309	-47	314	-56	322	-66	339	-74	16	-79	64	-77	64	-77	87	-69	98	-60

**П 2.6. Характеристики спектральных классов
по гарвардской классификации**

Класс	Характеристика спектра, цвет звезды	Температура	Типичные звезды
W	Излучения в линиях He II, He I, N I, N III — V, O III — VI и C II—IV	60 000— 100 000°	Звезды типа Вольфа— Райе, γ^2 Парусов, η Киля
O	Линии водорода, гелия, ионизованного гелия, многократно ионизованных кремния, углерода, азота, кислорода. Цвет голубоватый	25 000— 50 000°	ζ Кормы λ Ориона ξ Персея λ Цефея ι Ориона
B	Линии поглощения гелия, водорода (усиливаются к классу A). Слабые линии H и K ионизованного кальция. Цвет голубовато-белый	15 000— 25 000°	ϵ Ориона α Девы (Спика) γ Персея γ Ориона
A	Линии водорода (бальмеровская серия) весьма интенсивны, линии H и K ионизованного кальция усиливаются к классу F, появляются слабые линии металлов. Цвет белый	11 000°	α Большого Пса (Сириус) α Лиры (Вега) γ Близнецов
F	Линии H и K ионизованного кальция и линии металлов усиливаются к классу G. Линии водорода ослабевают. Появляется линия кальция λ 4226 Å, усиливающаяся к классу G. Появляется и усиливается полоса G, образуемая линиями железа, кальция и титана около 4310 Å. Цвет слегка желтоватый	7 500°	δ Близнецов α Малого Пса (Процион) α Персея α Кормы
G	Линии H и K кальция интенсивны. Линия 4226 Å и линия железа довольно интенсивны. Многочисленные линии металлов. Линии водорода слабеют к классу K. Интенсивна полоса G. Цвет желтый	6 000°	Солнце α Возничего (Капелла) β Южной Гидры
K	Линии металлов, в частности H, K и 4226 Å, интенсивны, линии водорода малозаметны. Полоса G интенсивна. С подкласса K5 становятся видимыми полосы поглощения окиси титана TiO. Цвет красноватый	5 000°	α Волопаса (Арктур) β Близнецов (Поллукс) α Тельца (Альдебаран)
M	Интенсивны полосы поглощения окиси титана и других молекулярных соединений. Заметны линии металлов, в частности, H, K и 4226 Å; полоса G слабеет. В спектрах долгопериодических переменных типа o Кита имеются линии излучения водорода (обозначаются Me). Цвет красный	2 000— 3 500°	α Ориона (Бетельгейзе) α Скорпиона (Антарес) o Кита (Мира)

II 2.7. Спектры и светимости M_V для звезд различных последовательностей на диаграмме Г — Р

Sp	Ia	Ib	II	III	IV	V	VI *)	VII
O5	$-6,4^m$			$-5,4^m$		$-5,7^m$		
B0	$-6,7$	$-6,1^m$	$-5,4^m$	$-5,0$	$-4,7^m$	$-4,1$		$+10,2^m$
B5	$-6,9$	$-5,7$	$-4,3$	$-2,4$	$-1,8$	$-1,1$		$+10,7$
A0	$-7,1$	$-5,3$	$-3,1$	$-0,2$	$+0,1$	$+0,7$		$+11,3$
A5	$-7,7$	$-4,9$	$-2,6$	$+0,5$	$+1,4$	$+2,0$		$+12,2$
F0	$-8,2$	$-4,1$	$-2,3$	$+1,2$	$+2,0$	$+2,6$		$+12,9$
F5	$-7,7$	$-4,7$	$-2,2$	$+1,4$	$+2,3$	$+3,4$		$+13,6$
G0	$-7,5$	$-4,7$	$-2,1$	$+1,1$	$+2,9$	$+4,4$	$+4,8^m$	$+14,3$
G5	$-7,5$	$-4,7$	$-2,1$	$+0,7$	$+3,1$	$+5,1$	$+5,7$	$+14,9$
K0	$-7,5$	$-4,6$	$-2,1$	$+0,5$	$+3,2$	$+5,9$	$+6,4$	$+15,3$
K5	$-7,5$	$-4,6$	$-2,2$	$-0,2$		$+7,3$	$+7,3$	$+15$
M0	$-7,5$		$-2,3$	$-0,4$		$+9,0$	$+8,4$	$+15$
M2	-7		$-2,4$	$-0,6$		$+10,0$	$+10$	
M5				$-0,8$		$+11,8$	$+12$	
M8						$+16$	$+14$	
							$+16$	

*) Население II типа (сферической составляющей).

II 2.8. Нормальные цвета звезд различных спектральных классов и классов светимости и болометрические поправки (В. С.)

Sp	$(B - V)_0$	$(U - B)_0$	В. С.	Sp	$(B - V)_0$	$(U - B)_0$	В. С.
O5 V	$-0,35^m$	$-1,15^m$	$-4,0^m$	G0 III	$+0,65^m$	$+0,3^m$	$-0,03^m$
B0 V	$-0,31$	$-1,06$	$-2,8$	G5 III	$+0,85$	$+0,53$	$-0,2$
B5 V	$-0,16$	$-0,55$	$-1,5$	K0 III	$+1,07$	$+0,90$	$-0,5$
A0 V	$0,00$	$-0,02$	$-0,40$	K5 III	$+1,41$	$+1,5$	$-0,9$
A5 V	$+0,13$	$+0,10$	$-0,12$	M0 III	$+1,60$	$+1,8$	$-1,6$
F0 V	$+0,27$	$+0,07$	$-0,06$	M5 III	$+1,85$	$+2,3$	$-2,8$
F5 V	$+0,42$	$+0,03$	$0,00$	B0 I	$-0,25$	$-1,2$	-3
G0 V	$+0,58$	$+0,05$	$-0,03$	A0 I	$0,00$	$-0,3$	$-0,5$
G5 V	$+0,70$	$+0,19$	$-0,07$	F0 I	$+0,25$	$+0,25$	$-0,1$
K0 V	$+0,89$	$+0,47$	$-0,19$	G0 I	$+0,70$	$+0,60$	$-0,1$
K5 V	$+1,18$	$+1,10$	$-0,60$	G5 I	$+1,06$	$+0,87$	$-0,3$
M0 V	$+1,45$	$+1,28$	$-1,19$	K0 I	$+1,39$	$+1,34$	$-0,7$
M5 V	$+1,63$	$+1,2$	$-2,3$	K5 I	$+1,70$	$+1,7$	$-1,2$
M8 V	$+1,8$			M0 I	$+1,94$	$+1,7$	$-1,9$
				M5 I	$+2,14$		$-3,2$

II 2.9. Соотношения S_p , M , R и L для разных классов светимости
(в единицах массы, радиуса и светимости Солнца)

Спектр	lg M			lg R			lg L		
	I	III	V	I	III	V	I	III	V
O5	+2,2	—	+1,6	—	—	+1,25	—	—	+5,7
B0	+1,7	—	+1,25	+1,3	+1,2	+0,87	+5,4	—	+4,3
B5	+1,4	—	+0,81	+1,5	+1,0	+0,58	+4,8	—	+2,9
A0	+1,2	—	+0,51	+1,6	+0,8	+0,40	+4,3	—	+1,9
A5	+1,1	—	+0,32	+1,7	—	+0,24	+4,0	—	+1,3
F0	+1,1	—	+0,23	+1,8	—	+0,13	+3,9	—	+0,8
F5	+1,0	—	+0,11	+1,9	+0,6	+0,08	+3,8	—	+0,4
G0	+1,0	+0,04	+0,04	+2,0	+0,8	+0,02	+3,8	+1,5	+0,1
G5	+1,1	+0,05	-0,03	+2,1	+1,0	-0,03	+3,8	+1,7	-0,1
K0	+1,1	+0,06	-0,11	+2,3	+1,2	-0,07	+3,9	+1,9	-0,4
K5	+1,2	+0,07	-0,16	+2,6	+1,4	-0,13	+4,2	+2,3	-0,8
M0	+1,2	+0,08	-0,33	+2,7	—	-0,20	+4,5	+2,6	-1,2
M2	+1,3	—	-0,41	+2,9	—	-0,3	+4,7	+2,8	-1,5
M5			-0,67			-0,5		+3,0	-2,1
M8			-1,0			-0,9			-3,1

II 2.10. Средние параллаксы $\bar{\pi}(V, b)$

V	b				V	b			
	0°	30°	60°	90°		0°	30°	60°	90°
4 ^m	0",0218	0",0232	0",0250	0",0269	10 ^m	0",0028	0",0036	0",0045	0",0054
5	0,0152	0,0162	0,0177	0,0195	11	0,0021	0,0031	0,0038	0,0045
6	0,0107	0,0114	0,0128	0,0145	12	0,0017	0,0026	0,0031	0,0038
7	0,0076	0,0083	0,0094	0,0106	13	0,0012	0,0021	0,0026	0,0031
8	0,0055	0,0059	0,0071	0,0085	14	0,0010	0,0017	0,0022	0,0026
9	0,0038	0,0048	0,0057	0,0067	15	0,0007	0,0014	0,0017	0,0021
10	0,0028	0,0036	0,0045	0,0054	16	0,0005	0,0009	0,0013	0,0017

Поправочный коэффициент для получения $\bar{\pi}$
для звезд разных спектральных классов

Спектр	A	F	G	K
Множитель для $V \approx 6^m$	0,7	1,5	1,5	1,1
Множитель для $V \approx 12^m$	0,7	1,0	1,2	0,8

П 2.11. 50 самых ярких звезд

№№ пп	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	Sp	π , 0",001	μ , 0",001	V_r , км/с	MV	L _v
1	α Сма Сириус	6 ^h 43 ^m	-16°35'	-1,46	A1 V	375	1321	-8 ^v	+1,4 ^m	23
2	α Саг Канопус	6 23	-52 40	-0,75	F0 Ib-II	18	25	+20,5	-4,7	6500
3	α Вов Арктур	14 13	+19 27	-0,05 ^v	K2 IIIp	90	2285	-5,3	-0,2	102
4	α Лур Вега	18 35	+38 44	+0,03	A0 V	123	345	-13,9	+0,5	54
5	α Сеп Толиман	14 36	-60 38	0,06	G2 V + K5 V	751	3675	+25 ^v	-4,3	1,6
6	α Аур Капелла	5 13	+45 57	0,08 ^v ?	G8 III + F	73	436	+30 ^v	-0,6	150
7	β Ори Ригель	5 12	-08 15	0,13 ^v ?	B8 Ia	3	1	+21 ^v	-7,0	53700
8	α СМи Прокцион	7 37	+05 21	0,37 ^v ?	F5 IV-V	288	1248	-3 ^v	+2,6	7,8
9	α Ори Бетельгейзе	5 52	+07 24	0,42 ^v	M2 Ia	5	29	+21 ^v	-6	21300
10	α Эри Ахернар	1 36	-57 29	0,47	B5 IV-V	32	98	+19 ^v	-2,2	650
11	β Сеп Хадар	14 00	-50 08	0,59 ^v ?	B1 II	16	35	-12 ^v	-5,0	850
12	α Аql Альгаир	19 48	+08 44	0,76	A7 IV-V	198	658	-26,3	+2,3	10,2
13	α Cru Акрукс	12 24	-62 49	0,79	B2 IV + B1 V	8	43	-11 ^v	-3,5	2140
14	α Тау Альдебаран	4 33	+16 25	0,86 ^v ?	K5 III	48	203	+54,1	-0,7	162
15	α Ско Антарес	16 26	-26 19	0,91 ^v	M1 Ib + B4 V	19	30	-3,2 ^v	-4,7	6500
16	α Vir Слика	13 23	-10 54	0,97 ^v	B1 V + B3 V	21	52	+1,0 ^v	-3,4	1950
17	β Gem Поллукс	7 42	+28 09	1,14 ^v ?	K0 III	72	625	+6	+1,0	34
18	α Psa Фомальгаут	22 55	-29 53	1,16 ^v ?	A3 III(V)	144	367	+6,5	+1,9	14,8
19	β Cru —	12 45	-59 09	1,25 ^v	B0,5 IV	7	49	+20 ^v	-4,6	5900
20	α Cyg Денеб	20 40	+45 06	1,25 ^v	A2 Ia	4	3	-5 ^v	-7,3	70000
21	α Leo Регул	10 06	+12 13	1,35 ^v ?	B7 V	39	248	+4	-0,6	148
22	ϵ CMa Адара	6 57	-28 54	1,50	B2 II	10	4	+27	-5,0	8500
23	α Gem Ка́стор	7 31	+32 00	1,58	A1 V + A1 m + + M1e	72	200	+4 ^v	+0,8	41
24	λ Sco Шаула	17 30	-37 04	1,62	B1 V	12	32	0 ^v	-3,4	1950
25	γ Ori Беллатрикс	5 22	+06 18	1,63 ^v ?	B2 III	26	16	+18	-3,3	1780
26	γ Cru Гакрукс	12 28	-56 50	1,64	M3 II	15	273	+21	-2,5	850
27	β Tau Нат	5 23	+28 34	1,65	B7 III	19	178	+8	-2,0	540
28	β Car Миапландус	9 13	-69 31	1,68	A0 III	38	184	-5	-0,4	123
29	ϵ Ori Алнилам	5 34	-01 14	1,70	B0 Ia	2	0	+26	-6,7	40700

Продолжение II 2.11

№№ пп	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	Sp	π 0",001	μ 0",001	V_r , км/с	M _V	L _V
30	α Gru Аль Наир	22 05	-47 12	1,74 _v ?	B5 V	51	195	+12	+0,2	71
31	ε UMa Алиот	12 52	+56 14	1,78 _v	A0p	8	114	-9 _v	-0,2	102
32	ζ Ori Алнитак	5 38	-01 58	1,79	O9,5 Ib	22	5	+18	-6,4	30900
33	α UMa Дубхе	11 01	+62 01	1,79 _v ?	K0 III	31	138	-9 _v	-0,7	162
34	α Per Мирфак	3 21	+49 41	1,80 _v ?	F5 Ib	29	35	-2	-4,3	4470
35	γ Vel —	8 08	-47 12	1,83 _v ?	WC7 + B1 IV	6	10	+35	-4	3400
36	ε Sgr Каус Австралис	18 21	-34 25	1,85	B9 IV	15	137	-11	-1,5	340
37	δ CMa Везен	7 06	-26 19	1,84 _v ?	F8 Ia	3	8	+41	-7,3	70000
38	η UMa Бенетнаш	13 46	+49 34	1,86 _v ?	B3 V	4	122	-11	-1,6	370
39	ε Car Авиор	8 22	-59 21	1,87 _v ?	K0 II + B	10	29	+12	-3	1350
40	θ Sco —	17 34	-42 58	1,87	F0 Ib	20	12	+1	-4,5	5400
41	β Aur Менкалинан	5 56	+44 57	1,90 _v	A2 V	37	51	-18 _v	-0,2	102
42	γ Gem Альхена	6 35	+16 27	1,93	A0 IV	31	66	-13 _v	-0,4	123
43	α Tra Металах	16 43	-68 56	1,93	K4 III	24	43	-4 _v	-0,3	112
44	δ Vel —	8 43	-54 31	1,95	A0 V	43	87	+2	+0,1	78
45	α Pav Пикок	20 22	-56 54	1,93 _v ?	B3 IV	14	87	+2 _v	-2,9	1230
46	β CMa Мирзам	6 20	-17 56	1,98 _v	B1 II	14	4	+34 _v	-4,5	5400
47	α Nuа Альфард	9 25	-08 26	1,99 _v ?	K4 III	17	34	-4	-0,4	123
48	σ Cet Мира	2 17	-03 12	2,0 _v	M6e III	13	233	+64 _v	-1,0	214
49	α Agi Хамал	2 04	+23 14	2,00 _v ?	K2 III	43	242	-14	+0,2	71
50	α UMi Полярная	1 49	+89 02	2,02 _v	F8 Ib	3	46	-17 _v	-4,6	5600

Примечания:

1. Сп. — белый карлик DA5, $a = 7''50$, $P = 50^a 1$;
 $M_A = 2,31 \odot$, $M_B = 0,98 \odot$. 3. K3П I 101 433; 4. ADS 11510, опт. сп. 9^m,5 на расст. 57" — K3П I 101 746; Вега — K3П I 101 745. 5. Дв. CoD — 60° 5293 A и B, $a = 17''58$, $P \sim 80^a$, еще сп. 9^m, 17", общ. μ . 6. ADS 3841, сп. и интерф. дв. $a = 0''054$, $P = 104^d 9$, $\Delta m = 0^m 1$; общ. μ с дв. 10^m и 13^m,7 на расст. 723" (между комп. $\sim 2''$).
7. ADS 3823, сп. 7^m,4 на расст. 10"; A — сп. дв., B — физ. дв.: $\Delta m = 0^m$, $\rho = 0''4$. Ригель — K3П I 100 463.
8. ADS 6251 и сп. дв. — K3П I 100 884; сп. 10^m,7 — белый карлик DF, $a = 4''55$, $P = 40^a 65$. 9. ADS 4506; A полуправ. пер. и сп. дв.; B — 11^m на расст. 176".

10. М.б. сп. дв.? 11. Сп. 4^m на расст. 1" 3; β Cep — перем.? с ампл. 0^m02 и циклом 3^h 5. 12. ADS 13 009, опт. сп., Δ*m* = 8^m7 на расст. 165". 13. Дв., Δ*m* = 0^m5, расст. 4"4, А — сп. дв. 59^d3, В — сп. дв. 56^d 14. ADS 3324. В — 13^m5. dM2, на расст. 31"; А — КЗП II 6116, ампл. 0^m2. 15. ADS 10074, В — 6^m8, В4, на расст. 3"4, общ. μ; А — полушрав. пер., ампл. 0^m9, *P* = 1733^d. 16. Сп. дв. и затм. (алголь) с *P* = 4^d01, ампл. 0^m1. 17. ADS 6335, КЗП I 100 892; опт. сп. 8^m8 на расст. 201". 19. Дв., Δ*m* = 10^m0, С5—С7¹, на расст. 44"; А — перем. типа β CMa, 0^d25, ампл. 0^m07. 20. ADS 14172, Δ*m* = 10^m4, на расст. 76", А — КЗП I 102 017. 21. Четверная, ADS 7654; В на расст. 177", с общими μ, V_r и л, состоит из двух: 7^m6, К2 и 13^m разд. 4"; сп. D на расст. 217", общ. μ. 22. ADS 5654, сп. 7^m9 на расст. 8"2. 23. Шестерная ADS 6175 АВ: 2^m0 и 2^m8, *a* = 6"30, *P* = 420^a, С = YY Gem — алголь на расст. 73" от АВ — 8^m6 и 9^m4, dM1e + dM1e; все три комп. сп. дв.: периоды колеб. блеска и V_r 9^d2, 2^d9 и 0^d8. 24. Сп. дв. 5^d6. 25. КЗП I 100483. 26. КЗП I

¹ Углеродные звезды по классификации МК.

101 285, ампл. 0^m06; опт. сп. 6^m4, А2 на расст. 111". 27. КЗП II 6305. 28. КЗП II 103 076; сп. 11^m5 на расст. 29". 31. Перем. типа α CVn, ампл. 0^m3, *P* = 5^d1; сп. дв. с *P* = 4^a15 и 0^d95. 32. КЗП I 100670, ADS 4263, Δ*m* = 2^m2, В3n на расст. 2"5. 33. ADS 8035, сп. 4^m9, F, *a* = 0"63, *P* = 44^a7; α UMa А — КЗП I 101 174; α UMa В — КЗП I 101 175. 34. КЗП I 100 269. 36. Сп. 13^m1 на расст. 32"5. 38. КЗП I 101 406. 39. КЗП II 6634, ампл. 0^m3, м.б. затм. с *P* = 785^d?, сп. дв.? 41. ADS 4556: А — сп. дв. и затм. дв. с ампл. 0^m1 и *P* = 4^d; В — 10^m4 на расст. 185". 44. Физ. сп. 6^m5 на расст. 3"5; еще сп. (дв. 11^m и 12^m, расст. 4") 10^m на расст. 69", общ. μ. 45. Сп. дв. 11^d75; КЗП I 101 983. 46. Прототип перем., ампл. 0^m07, *P*₁ = 0^d2500, *P*₂ = 0^d2513, период биений 49^d124; V_r имеет периоды 0^d25 и 49^d. 47. КЗП I 101 049. 48. Прототип долгопер. пер. *P* = 331^d6, ампл. 8^m; ADS 1778, имеет физ. сп. 10^m на расстоянии ≤ 0"9 — новоподобная пер. VZ Cet, спектр Ne. 49. КЗП I 100 163. 50. ADS 1477: А — цефеида CW с ампл. 0^m14 и *P* = 3^d970; В = 8^m8, F3 V, сп. дв. с двумя периодами 3^d97, и 29^a6 (невид. сп.) сп. С = 13^m на расст. 43"; сп. D = 12^m на расст. 83".

II 2.12. 50 самых близких звезд

№№ ПП	Звезда	α_{1956}	δ_{1950}	V	Sp	π ×1000	r , пс	μ	V_r , км/с	MV	L _V (☉ = 1)
1	Солнце	—	—	—26, ^m 73	G2 V	762	1,32	"	—16	+4, ^m 83	1
2	Проксима Сеп	14 26, ^m 3	—62° 28	11,05 ^v	M5e	754	1,34	3,85	—22 ^v	+15,45 ^v	0,000056
3	α Сеп А	14 36,2	—60 38	0,32	G2V	754	1,34	3,68	—	+4,76	1,06
4	α Сеп В	14 36,2	—60 38	1,72	K5 V	754	1,34	3,68	—	6,16	0,293
5	Барнарда	17 55,4	+04 33	9,54	M5 V	552	1,81	10,31	—108	13,25	0,000427
6	Вольф 359	10 54,1	+07 19	13,53 ^v	dM8e	429	2,33	4,71	+13	16,68 ^v	0,000018
7	+36°2147	11 00,6	+36 18	7,50	M2 V	401	2,50	4,78	—86	10,49	0,0053
8	α СМа А	6 42,9	—16 39	—1,46	A1 V	374	2,66	1,33	—8 ^v	1,46	22,2
9	α СМа В	6 42,9	—16 39	8,67	DA5	374	2,66	1,33	—	11,55	0,00204
10	L 726—8 A	1 36,4	—18 13	12,45	dM5e	367	2,73	3,36	+29	15,27	0,000067
11	L 726—8 B	1 36,4	—18 13	12,95 ^v	dM6e	367	2,73	3,36	+32	15,8 ^v	0,000041
12	Росс 154	18 46,7	—23 53	10,6 ^v	dM4e	345	2,90	0,72	—4	13,3 ^v	0,00041
13	Росс 248	23 39,4	+43 55	12,29	dM6e	317	3,16	1,59	—81	14,80	0,000102
14	LP 9—231 UMi	3 30,6	—09 38	15	wd	310	3,22	—	—	17,9	0,000006
15	ϵ Eri	22 35,8	—15 36	3,73	K2 V	303	3,30	0,98	+16	6,13	0,30
16	L 789—6	11 45,1	+01 06	12,18	dM7e	303	3,30	3,26	—60	14,60	0,00012
17	Росс 128	21 04,7	+38 30	11,10	dM5	301	3,32	1,37	—13	13,50	0,00034
18	61 Cyg A	21 04,7	+38 30	5,22	K5 V	296	3,40	5,21	—64	7,58	0,080
19	61 Cyg B	21 04,7	+38 30	6,03	K7 V	296	3,40	5,21	—64	8,39	0,038
20	ϵ Ind	21 59,6	—57 00	4,68	K5 V	291	3,44	4,69	—40	7,00	0,135
21	α CMi A	7 36,7	+05 21	0,37	F5 IV	288	3,49	1,25	—3 ^v	2,64	7,5
22	α CMi B	7 36,7	+05 21	10,7	DF	288	3,49	1,25	—	13,0	0,00054
23	+59°1915 A	18 42,2	+59 33	8,90	dM4	283	3,53	2,30	+0	11,15	0,0030
24	+59°1915 B	18 42,2	+59 33	9,69	dM5	283	3,53	2,28	+10	11,94	0,00143
25	+43°44 A	0 15,5	+43 44	8,07	M1V	282	3,55	2,90	+13 ^v	10,32	0,0064
26	+43°44 B	0 15,5	+43 44	11,04 ^v	M6V	282	3,55	2,90	+20	13,29 ^v	0,00041
27	—36°15693	23 02,6	—36 08	7,36	M2V	279	3,58	6,90	+10	9,59	0,0124
28	τ Cet	1 41,7	—16 12	3,50	G8p VI	276	3,62	1,91	—16	5,72	0,442
29	+5°1668 CMi	7 24,7	+05 23	9,82	dM5	268	3,72	3,73	+26	11,98	0,0014

30	L 725—32	1	10,0	-17	17	11,6	dM2e	261	3,83	1,36	13,4	0,00037
31	-39°14192	21	14,3	-39	04	6,67	M0 V	260	3,84	3,46	8,75	0,027
32	Каптейна	5	09,7	-45	00	8,81	sdM0	256	3,90	8,81	10,85	0,0039
33	Крюгер 60 A	22	26,2	+57	27	9,85	M3 V	253	3,95	0,86	11,87	0,0014
34	Крюгер 60 B	22	26,2	+57	27	11,3 _v	M4 eV	253	3,95	0,86	13,3 _v	0,00041
35	Росс 614 A	6	26,8	-02	46	11,17	dM7e	250	4,00	0,99	13,16	0,00046
36	Росс 614 B	6	26,8	-02	46	14,8	(M)	250	4,00	0,99	16,8	0,000016
37	-12°4523	16	27,5	-12	32	10,12	dM5	249	4,01	1,18	12,06	0,00128
38	Маанена	0	46,4	+05	09	12,37	DG	236	4,24	2,97	14,26	0,00017
39	Вольф 424 A	12	30,9	+09	18	13,16	dM6e	230	4,35	1,75	14,98	0,000087
40	Вольф 424 B	12	30,9	+09	18	13,4	dM7e	230	4,35	1,75	15,2	0,000071
41	-37°15492	0	02,5	-37	36	8,63	M4 V	225	4,43	6,09	10,39	0,0060
42	+50°1725	10	08,3	+49	42	6,59	K7V	219	4,55	1,45	8,32	0,040
43	-46°11540	17	24,9	-46	51	9,36	M4	216	4,63	1,10	11,03	0,0033
44	-49°13575	21	30,2	-49	13	8,67	M1 V	214	4,68	0,81	10,32	0,0064
45	-44°11909	17	33,5	-44	17	11,2	M5	213	4,70	1,16	12,8	0,00064
46	L 1159—16	1	57	+12	50	12,27 _v	M8	212	4,72	2,08	13,91 _v	0,00023
47	+68°946	17	36,7	+68	23	9,15	M3,5V	209	4,78	1,32	10,79	0,0041
48	-15°6290	22	50,6	-14	31	10,17	dM5	207	4,83	1,15	11,77	0,0017
49	L 145—141	11	43,0	-64	33	11,44	DA	206	4,85	2,68	13,01	0,00053
50	+15°2620	13	43,2	+15	10	8,50	M4 V	205	4,86	2,30	10,02	0,00084

Примечания:

2. Вспых. перем. α Сеп С, на расст. 7849" от α Сеп АВ.
 3 и 4. Двойная с $a \cong 18''$ и периодом $\sim 80^a$. 5. $+4^\circ$
 3561. Темн. сп. с $P \cong 25^a$ и массой 0,0016 M_\odot . но м.б.
 есть несколько планетоподобных сп., а не один темный
 сп. 6. Вспых. перем. CN Leo. 7. Лаланд 21 185; темн.
 сп. с $a = 0''03$ и $P = 8^a$, $M = 0,02 M_\odot$. 8 и 9. Сириус,
 двойная с $a = 7''5$ и $P \cong 50^a$. 10 и 11. Двойная с
 $a \sim 1''5$, $P \cong 100^a$, В—вспых. перем. UV Cet. 12. Вспых.
 перем. V 1216 Sgr. 18 и 19. Двойная с $a = 25''$, $P \cong 700^a$,

темн. сп. у А с $P \sim 5^a$. 21 и 22. Проион. Двойная:
 $a 4''5$ и $P \sim 40^a$. 6. 23 и 24. Σ 2398, двойная с $a = 17''$,
 $P \cong 450^a$. 25 и 26. Грумбридж 34 А и В, двойная с
 $a = 44''$, $P \cong 3000^a$: А — сп. дв., В — вспых. перем.
 27. Лакайль 9352. 29. Звезда Лейтена, дв.? 31. Лакайль
 8760. 32.—45°1841. 33 и 34. Двойная ADS 5972 с $a =$
 $= 2''4$ и $P = 45^a$; темн. сп. у А с $M = 0,01 M_\odot$, В —
 вспых. перем. DO Сер. 35 и 36. Двойная с $a \cong 1''$ и
 $P = 16^a$. 5. 37. Сп. дв. 38. Вольф 28. 39 и 40. Двойная
 с $a = 0''7$. 47. Темн. сп. с $a = 0''1$ и $M = 0,026 M_\odot$.
 48. Росс 780.

П 2.13. 50 звезд с наибольшими собственными движениями

№№ ПП	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	B-V	Sp	μ	θ	π 0", 001	MV	L $\times 1000$	Vr, км/с	V, км/с
1	Звезда Барнарда	17 ^h 55 ^m 4	+4° 33'	9 ^m 54	+1 ^m 74	M5 V	10", 31	356°	552	13 ^m 25	0,43	-107,8	140
2	Звезда Каптейна	5 09,7	-45 00	8,85	+1,57	M0 V	8,74	131	256	10,89	3,8	+245,6	293
3	Грумбридж 1830	11 50,1	+38 05	6,45	+0,75	G8 V	7,04	145	116	6,77	167	-98,3	376
4	Лакайль 9352	23 02,6	-36 09	7,36	+1,48	M2 V	6,90	79	279	9,59	12,4	+9,5	120
5	Кордова 32416	0 02,5	-37 36	8,58	+1,46	M4 V	6,08	113	225	10,30	6,5	+23,6	134
6	Росс 619	8 09,2	+9 02	12,5	+1,7	dM5 V	5,35	167	150	13,4	0,37	-35	172
7	61 Cyg	21 04,7	+38 30	5,22	+1,18	K5 V	5,22	52	296	7,58	79	-64,3	105
8	Лаланд 21185	11 00,6	+36 18	7,49	+1,51	M2 V	4,78	187	396	10,48	5,5	-86,5	104
9	Вольф 359	10 54,1	+7 19	13,5 ^v	+2,01	M 8	4,71	235	429	16,6 ^v	0,020 ^v	+13	54
10	ϵ Ind	21 59,5	-57 00	4,69	+1,06	K5 V	4,69	123	291	7,01	134	-40,4	88
11	Лаланд 21258	11 03,0	+43 47	8,66	+1,52	M2 V	4,53	295	186	10,00	8,5	+64,9	140
12	40 α^2 Eri A	4 13,0	-7 44	4,43	+0,82	K1 V	4,08	213	205	5,99	343	-42,4	106
13	40 α^2 Eri B	4 13,1	-7 44	9,53	+0,11	WA2	4,08	213	205	11,09	3,1	-35,7	[106]
14	Вольф 489	13 34,4	+3 58	14,75	+0,96	WG8	3,87	253	131	15,33	0,065	-	>140
15	Проксима Сеп	14 26,3	-62 28	10,7 ^v	+2,72	dM5e	3,86	282	761	15,1 ^v	0,078 ^v	-15,7	34
16	Звезда Лейтена	7 24,7	+5 23	9,82	+1,56	dM4	3,76	171	270	11,98	1,38	+26	72
17	μ Cas	1 04,9	+54 41	5,12	+0,69	G2 VI	3,75	115	128	5,66	474	-97,2	163
18	α Cen A	14 36,2	-60 38	-0,01	+0,68	G2 V	3,69	281	743	4,32	1590	-22,2	34
19	α Cen B	14 36,2	-60 38	1,33	+0,88	K0 V	3,69	281	743	5,66	474	-22,2	34
20	BD -15°4042	15 07,5	-16 08	9,05	+0,78	K0 VI	3,68	196	40	7,1	123	+292	525
21	LP 9 - 231	17 56,8	+82 44	14,8	+0,6	g	3,60	338	106	14,9	0,094	-	>160
22	Лакайль 8760	21 14,3	-39 04	6,68	+1,40	M0 V	3,46	251	260	8,75	27,0	+21	68
23	Лейтен 726-8	1 36,4	-18 13	12,45	+1,70 ^v	dM5,5e	3,36	80	367	15,3	0,065	+29,0	53
24	Лейтен 789-6	22 35,8	-15 36	12,18	+1,96	dM5,5e	3,25	46	305	14,60	0,123	-60	81
25	Росс 451	11 37,6	+67 36	12,23	+1,45	M0 VI	3,20	174	41	10,3	6,5	-118	390
26	82 e Eri	3 17,9	-43 16	4,26	+0,70	G5 V	3,14	76	156	5,3	650	+86,8	128
27	Росс 578	3 35,8	-11 37	13,1	+1,5	dM2	3,06	152	33	10,7	4,47	-	>440
28	Звезда Маанена 1	0 46,5	+5 09	12,37	+0,56	DF3	2,98	155	239	12,26	0,168	+54	60
29	BD +66°717	11 17,5	+66 07	9,30	+1,3	M1V	2,96	273	-	-	-	+47,4	-
30	Лейтен 1159-16	1 57,5	+12 50	12,28 ^v	+1,82	dM8e	2,95	150	213	13,92 ^v	0,23 ^v	-	-
31	LFT 1469	19 17,1	-45 37	13,7	+1,82	M7	2,93	168	175	14,9	0,094	-	-
32	Грумбридж 34	0 15,5	+43 44	8,08	+1,56	M1V	2,90	82	282	10,39	6,05	+13,6	50

33	LHS 40	11 ^h 44 ^m 0	-57° 18'	12 ^m 6	0,17	DA	2,68	295°	206	13,05	0,514	—	—
34	LFT 844	11 43,0	-64 33	11,48	0,47	M4 V	2,30	187	205	10,02	8,4	+15,2	55
35	Вольф 498	13 43,2	+15 10	8,46	1,45	dM4	2,28	129	284	11,17	2,88	+5	38
36	BD +59°1915	18 42,2	+59 33	8,90	1,54	K2 IIIp	2,28	324	90	-0,2	102000	-5,3	8
37	Арктур (α Boo)	14 13,4	+19 27	-0,05v?	+1,23		2,20	305	180	7,06	128	+31,5	62
38	LFT 76	0 46,5	+5 09	13,3			2,01	154	277	5,71	446	-16,2	37
39	BD -20°4125	14 54,4	-21 11	5,78	+1,10	G8 Vp	1,95	149	176	5,92	364	+26,7	56
40	τ Cet	1 41,7	-16 12	3,50	+0,72	K0 V	1,84	296	231	14,98	0,087	-5	36
41	σ Dra	19 32,5	+69 35	4,69	+0,80	dM4e	1,79	164	177	6,55	204	-130	130
42	Вольф 424	12 30,8	+9 18	13,16	+1,80	K3 V	1,63	165	318	14,80	0,102	-81	84
43	CoD -36°13940	20 07,9	-36 14	5,31	+0,86	dM6e	1,60	266	222	8,32	40,0	-26,0	40
44	Росс 248	23 39,5	+43 55	12,29	+1,92	K7 V	1,45	249	301	13,49	0,342	-13	26
45	Грумбридж 1618	10 08,3	+49 42	6,59	+1,38	dM5	1,40	153	189	6,45	224	-0,7	32
46	Росс 128	11 45,1	+1 06	11,10	+1,76	A1 V	1,42	204	377	-1,42	316000	-7,6	18
47	α CMa	6 43,0	-16 39	-1,46	0,00	M4 V	1,31	206	214	10,80	4,07	-27,9	67
48	BD +68°946	17 36,7	+68 23	9,15	+1,50	K0 V	1,26	265	287	2,66	7370	-3	21
49	36 Oph	17 12,3	-26 32	5,07	+0,86	F5 V	1,25	214					
50	α CMi (Процион)	7 36,7	+5 21	0,37	+0,42								

Примечания:

1. BD = +4° 3561 = LFT 1385; имеет два планетопо-
добных спутника, либо одного с $M = 0,0016 M_{\odot}$ и
 $P = 25^a$. 2. CoD -45°1841 = LFT 395, субкарлик.
3. BD = +38°2285 = LFT 855, спутник — вспыхи-
вающая переменная CF UMa (типа UV Cet), $8^m,5 - 12^m$.
4. CoD -36° 15 693 = LFT 1758. 5. CD -37° 15492 =
= LFT 5. 6. LFT 569. 7. Звезда Бесселя = LFT
1604,05 = BD +38°4343,44, двойная ADS 14 636 AB;
B = $6^m,08$, B - V = +1^m,38, K7V, Mv = + 8^m,38,
Lv = 0,037 L_☉; a = 24"307, P = 653^a,34; A — астро-
- метрическая двойная: a = 0" 0102, P = 4^a,8, M невиди-
мого спутника ~0,008 M_☉; M_A = M_B ≈ 0,7 M_☉.
8. BD +36°2147 = LFT 756, невидимый спутник:
a = 0"03, P = 8^a,M = 0,02 M_☉. 9. CN Leo — вспыхи-
вающая переменная типа UV Cet = LFT = 50, t°
2200 K. 10. CoD -57°8464 = LFT 1677. 11. BD 7+44°
2051A = LFT 757; BD +44°2051B = LFT 758 =
= WX UMa, на расст. 28", θ = 133° — вспыхивающая
переменная типа UV Cet 14^m,2 — 16^m,0, B - V =
= +1^m,2, dM5,5e. 12. BD -7° 780 = ADS 3093 A =
= LFT 338. 13. На расст. 82" от предыдущей звезды,

- BD $-7^{\circ} 781 = \text{LFT } 339$ — классич. белый карлик $\mathfrak{M} = 0,44 \mathfrak{M}_{\odot}$, $R = 0,0143 R_{\odot}$, сп. $11^{\text{m}} 16$, $B - V = +1^{\text{m}} 5$, спектр M4eV, $M_V = 12^{\text{m}} 72$, $a \cong 6^{\text{m}} 88$, $P \cong 250^{\text{a}}$. 14. LFT 1023. 15. «Ближайшая» α Cep C = CoD $-60^{\circ} 5293\text{C} = \text{LFT } 1110 = \text{V } 645$ Cep — тип на UV Cet; на расст. $2^{\text{m}} 11'$ от α Cep AB. 16. BD $+5^{\circ} 1688 = \text{LFT } 527$, вероятно, имеет спутника малой (но еще не планетной) массы. 17. BD $+54^{\circ} 223$, невид. сп. с $P = 18^{\text{a}} 5$, с \mathfrak{M} от 0,2 до 0,7 \mathfrak{M}_{\odot} . 18. CoD $-60^{\circ} 5293\text{A}$, дв., $a = 17^{\text{m}} 58$, $P \cong 80^{\text{a}}$, $\mathfrak{M}_A = 1,4 \mathfrak{M}_{\odot}$, $R_A = 1,23 R_{\odot}$. 19. CoD $-60^{\circ} 5293\text{B}$, $\mathfrak{M} = 0,89 \mathfrak{M}_{\odot}$. 20. Wash 5584; на расст. 5' к S имеет физ. сп. BD $-15^{\circ} 4041 = \text{Wash } 5583$, $9^{\text{m}} 44$, K2 VI, $B - V = +0^{\text{m}} 86$, $M = +7^{\text{m}} 4$, $L = 0,089 L_{\odot}$; обе звезды субкарлики. 22. CoD $-39^{\circ} 14192 = \text{LFT } 1617$. 23. LFT 144, двойная: $a = 2^{\text{m}} 13$, $P = 25^{\text{a}}$, B — первый представитель вспых. Вспышки сопровожд. вспышками радиоизлучения, $M = +15^{\text{m}} 8$ в миним. $L = 0,00004 L_{\odot}$. 24. LFT 1729. 25. LFT 834. 26. CoD $-43^{\circ} 1028 = \text{LFT } 83$. 27. LFT 298. 28. Вольф 28 = LFT 76, белый карлик с резк. линиями H и K. 29. LFT 795 = GC 15 579. 30. LFT 171 = TZ Ari типа UV Cet ($14^{\text{m}} 14 - 15^{\text{m}} 31$ в U). 31. Йел 4505. 32. BD $+43^{\circ} 44\text{A} = \text{LFT } 31 = \text{ADS } 246\text{A}$, двойная: $a = 43^{\text{m}} 94$, $P = 3020^{\text{a}}$, B — вспых. перем. GQ And типа UV Cet $- 11^{\text{m}} 04$ в мин. [в лучах
- V, B $- V = +1^{\text{m}} 80$, M6eV. A — сп.-дв. 35. Лаланд 25372 = LFT 1034 = BD $+15^{\circ} 2620$. 36. ADS 11632A = LFT 1431 = Σ 2398; двойная: $a \cong 20''$, $P \cong 350^{\text{a}}$, спутник $9^{\text{m}} 69$, B $- V = +1^{\text{m}} 59$, dM5, $M_V = +11^{\text{m}} 96$, $L = 0,00134 L_{\odot}$. $\mathfrak{M}_A = 0,4$, $\mathfrak{M}_B = 0,4 \mathfrak{M}_{\odot}$. 37. K3P I 101 433. 39. ADS 9446 = LFT 1161, м.б. движение по гиперболе с $q = 5^{\text{m}} 6$; спутник = BD $-20^{\circ} 4123 = \text{LFT } 1160$, $8^{\text{m}} 0$, B $- V = +1^{\text{m}} 5$, M2V, $M = 9^{\text{m}} 30$, $L = 15,5 L_{\odot}$. 40. LFT 159. 41. LFT 1486, $R = 0,84 R_{\odot}$. 42. LFT 1529 и 1530 — двойная, измен. ρ и θ (в 1949 $\rho = 7^{\text{m}} 1$, $\theta = 123^{\circ}$); спутник $11^{\text{m}} 5$, M5, $M = 12^{\text{m}} 7$, $L = 0,00068 L_{\odot}$. 44. LFT 1816. 45. BD $+50^{\circ} 1725$. 46. LFT 852. 47. Сириус = ADS 5423 A, двойная: $a = 7^{\text{m}} 50$, $P \cong 50^{\text{a}} 4$, спутник $8^{\text{m}} 3$, спектр DA5 — первый открытый белый карлик, $M = +11^{\text{m}} 2$; $\mathfrak{M}_A = 2,31 \mathfrak{M}_{\odot}$, $\mathfrak{M}_B = 0,98 \mathfrak{M}_{\odot}$; $R_A = 1,8 R_{\odot}$, $R_B = 0,022 R_{\odot}$. 48. LFT 1364, астрометр. дв. $a = 0^{\text{m}} 102$, $P = 24^{\text{a}} 5$; AB — сп. дв. (ампл. 16 км/с). 49. LFT 1330 и 1331 = ADS 10 417, двойная: $a = 13^{\text{m}} 91$, $P = 548^{\text{a}} 7$, спутник $5^{\text{m}} 10$, K 1V; еще один спутник — 36 Орб C — на расст. $732''$ имеет близкие значения μ , V_T и λ : $6^{\text{m}} 34$, K5V, B $- V = +1^{\text{m}} 16$, $M = +7^{\text{m}} 59$, $L = 0,075 L_{\odot}$. 50. Прокцион = ADS 6251 A = LFT 541, сп. дв.; двойная: $a = 4^{\text{m}} 55$, $P = 50^{\text{a}} 65$, спутник — белый карлик DF 10 $^{\text{m}} 7$, $M = +13^{\text{m}} 0$; $\mathfrak{M}_A = 1,77 \mathfrak{M}_{\odot}$, $\mathfrak{M}_B = 0,63 \mathfrak{M}_{\odot}$.

II 2.14. Некоторые яркие рассеянные звездные скопления

NGC	M	α_{1950}	δ_{1950}	Тип I	Тип II	D	$m_{ph, \text{инт.}}$	R, кпс	D, пс	\bar{m}_{ph}	N
457	—	1 ^h 15 ^m 9	+58°04'	I 3r	1b	14'	7 ^m 5	2,90	12	10 ^m 2	100
581	103	1 29, 9	+60 27	II 3m	1-2b	6	7, 0	2,50	4	10, 0	60
869 ¹	—	2 15, 5	+56 55	IV 3r	1b	36	4, 3	2,30	24	9, 3	350
884 ²	—	2 18, 9	+56 53	IV 3m	1-2b	36	4, 3	2,60	25	9, 3	300
1039	34	2 38, 8	+42 34	I 3m	1b-a	42	5, 7	0,45	6	8, 7	80
Плеяды	45	3 43, 9	+23 58	II 3rN	1b	180	1, 4	0,12	6	3, 6	130
Гиады	—	4 16, 7	+15 31	II 3m	2a	1200	0, 8	0,04	14	4, 4	100
1912	38	5 25, 3	+35 48	II 2r	2b-a	26	7, 0	1,30	10	10, 3	150
1960	36	5 32, 0	+34 07	I 3m	1b	19	6, 3	1,30	7	8, 9	60
2099	37	5 49, 0	+32 33	I 1r	2a	34	6, 2	1,40	14	11	270
2168	35	6 05, 7	+24 20	III 3r	1-2b	40	5, 3	0,85	10	9, 0	120
2287	41	6 44, 9	-20 42	I 3r	2a	50	5, 0	0,65	9	7, 8	90
2281	—	6 45, 8	+41 07	I 3p	1a	17	6, 7	1,48	(7)	(10, 3)	30
2447	93	7 42, 2	-23 45	I 3r	2a	25	6, 0	1,10	8	9, 5	80
2632 ³	44	8 37, 5	+19 52	I 2r	2a	420	3, 9	0,16	20	6, 6	320
2682	67	8 48, 3	+12 00	II 2r	2-3a	18	4, 0	0,80	4	11, 6	100
3114	—	10 01, 1	-59 53	II 3r	2a	60	4, 5	0,90	16	8, 1	160
3532	—	11 03, 4	-58 24	II 2r	2b-a	70	3, 5	0,44	9	8, 1	130
3766	—	11 34, 2	-61 19	I 2r	1b	24	5, 0	0,88	6	8, 3	100
4349	—	12 21, 4	-61 37	II 2r	—	25	8, 0	0,70	5	11, 2	100
Сoma	—	12 22, 6	+26 24	II 3p	2a	300	2, 8	0,08	7	~5	40
UMa	—	12, 5	+57	—	1a	1000	-0, 2	0,02	7	2, 7	100
4755 ⁴	—	12 50, 6	-60 05	I 3r	1-2b	12	5, 2	1,30	5	6, 9	50
6231	—	16 50, 7	-41 43	I 3m	1o	22	(6)	1,70	11	6, 7	120
6242	—	16 52, 2	-39 25	I 3m	1-2b	10	(7)	(0,60)	2	(8,0)	44
6405	6	17 36, 8	-32 11	II 3m	1-2b	55	4, 6	0,50	8	4, 1	80
6416	—	17 41, 0	-32 20	III 2p	2a	20	(7)	(0,60)	4	(8,0)	35
6475	7	17 50, 7	-34 48	I 3m	1b	70	3, 2	0,25	5	6, 2	80
6494	23	17 54, 0	-19 01	I 2r	2a	35	6, 0	0,65	7	9, 4	120
6520	—	18 00, 3	-27 54	II 3m	—	5	7, 5	(0,7)	(1)	(8,5)	25
6531	21	18 01, 8	-22 30	I 3p	1b	12	6, 5	1,30	4	8, 2	50
6611	16	18 16, 0	-13 48	II 3mN	1o	25	6, 4	(2,9)	(20)	(10,3)	55
6705	11	18 48, 4	-06 20	II 2r	2b-a	12	6, 3	1,70	6	11, 3	200
6939	—	20 30, 4	+60 28	II 1r	3a	10	10, 0	1,30	4	13, 2	100
7092	39	21 30, 4	+48 13	II 2p	1a	30	5, 2	0,26	(2)	(6,2)	25
7654	52	23 22, 0	+61 20	II 2r	1b-a	18	7, 7	1,00	5	11, 3	120

¹ h Per, ² χ Per, ³ Ясли (Praesep), ⁴ \times Cru.

NGC — № каталога Дрейера, M — каталога Мессье, D — угловой диаметр, тип I — по первой классификации Тремплера, тип II — по его второй классификации, $m_{ph, \text{инт.}}$ — интегральный блеск скопления, R, кпс — расстояние, D, пс — диаметр в пс, \bar{m}_{ph} — средняя m пяти ярчайших звезд, N — число известных членов скопления. Классификация I дает убывание концентрации к центру (от I до IV), увеличение диапазона звездных величин, охватываемого членами скопления (баллы от 1 до 3), богатство звездами ($r \rightarrow 100$ звезд, m — от 50 до 100, p — < 50 звезд); буквой N отмечено наличие светлых туманностей. Классификация II описана на стр. 129. В скобках даны неуверенные значения.

П 2.15. Некоторые шаровые звездные скопления

NGC	М или Δ	Созвездие	α_{1950}	δ_{1950}	l	b	$V_{\text{инт}}^1$	M_V	Интерпр. Sp	$[m/H]$	$B-V$	E_{B-V}	V_r^1 км/с	RT^2 , мин. дуги	R_c кпс
104		47 Tuc	$0^h 21^m 08^s$	$-72^\circ 21'$	306°	-45°	$4^m 1$	$-9^m 1$	G3	-0,5	0,86	0,07	-18	47'	3,8
288		Scl	$0^h 50^m 2^s$	$-26^\circ 52'$	150	-89	$8^m 0$	$-5^m 9$	(F6)	-1,8	0,66	0,04	-47	19	7,3
362	Δ 62	Tuc	$1^h 01^m 6^s$	$-71^\circ 07'$	302	-46	$6^m 5$	$-8^m 2$	F8	-1,0	0,76	0,05	+221	13	7,7
1851	Δ 508	Col	$5^h 12^m 4^s$	$-40^\circ 05'$	244	-35	$7^m 1$	$-8^m 5$	F7	-1,0	0,75	0,11	+310	12	9,3
1904	M 79	Lep	$5^h 22^m 2^s$	$-24^\circ 33'$	227	-30	$7^m 9$	$-7^m 8$	F6	-1,5	0,60	0,01	+198	11	13,0
2808		Car	$9^h 10^m 9^s$	$-64^\circ 39'$	282	-11	$6^m 2$	$-9^m 5$	F7	-1,4	0,91	0,27	+101	17	9,3
3201	Δ 445	Vel	$10^h 15^m 5^s$	$-46^\circ 09'$	277	$+9$	$6^m 8$	$-6^m 7$	(F9)	-1,4	0,97	0,24	+493	31	4,1
4372		Mus	$12^h 23^m 0^s$	$-72^\circ 24'$	301	-10	$7^m 4$	$-6^m 8$	(F4)	-1,6	0,91	0,40	+66	26	4,2
4590	M 68	Hya	$12^h 36^m 8^s$	$-26^\circ 29'$	300	$+36$	$7^m 9$	$-7^m 0$	F3	-2,0	0,66	0,08	-116	17	10,0
4833		Mus	$12^h 56^m 0^s$	$-70^\circ 36'$	304	$+8$	$7^m 1$	$-7^m 2$	(F5)	-1,7	0,96	0,33	+204	19	5,1
5024	M 53	Com	$13^h 10^m 5^s$	$+18^\circ 26'$	333	$+80$	$7^m 6$	$-8^m 5$	F4	-1,8	0,65	0,03	-112	19	16,4
5139		ω Cen	$13^h 23^m 8^s$	$-47^\circ 13'$	309	$+15$	$3^m 6$	$-10^m 2$	F7	-1,5	0,79	0,12	+230	54	4,9
5272	M 3	CVn	$13^h 39^m 9^s$	$+28^\circ 38'$	42	$+79$	$6^m 2$	$-8^m 4$	F6	-1,4	0,69	0,02	-154	25	8,8
5286	Δ 388	Cen	$13^h 43^m 0^s$	$-51^\circ 07'$	312	$+11$	$7^m 4$	$-7^m 9$	F7	-1,2	0,90	0,20	+45	12	9,1
5904	M 5	Ser	$15^h 16^m 0^s$	$+02^\circ 16'$	4	$+47$	$5^m 8$	$-8^m 3$	F6	-1,3	0,71	0,05	+50	26	6,7
5986	Δ 552	Lup	$15^h 42^m 8^s$	$-37^\circ 37'$	337	$+13$	$7^m 4$	$-7^m 9$	F6	-1,4	0,89	0,25	+2	14	8,7
6093	M 80	Sco	$16^h 14^m 1^s$	$-22^\circ 52'$	353	$+19$	$7^m 3$	$-8^m 2$	F6	-1,4	0,84	0,18	+19	11	9,7
6121	M 4	Sco	$16^h 20^m 6^s$	$-26^\circ 24'$	351	$+16$	$5^m 8$	$-6^m 6$	F7	-1,1	1,04	0,36	+65	34	2,0
6171	(M 107)	Oph	$16^h 29^m 7^s$	$-12^\circ 57'$	3	$+23$	$8^m 2$	$-6^m 5$	G0	-0,8	1,13	0,35	-147	16	5,2
6205	M 13	Her	$16^h 39^m 9^s$	$+36^\circ 33'$	59	$+41$	$5^m 7$	$-8^m 2$	F5	-1,5	0,69	0,02	-240	25	6,3
6218	M 12	Oph	$16^h 44^m 6^s$	$-01^\circ 52'$	16	$+26$	$6^m 7$	$-7^m 3$	F6	-1,5	0,86	0,18	-16	20	5,3
6254	M 10	Oph	$16^h 54^m 5^s$	$-04^\circ 02'$	15	$+23$	$6^m 5$	$-7^m 3$	F6	-1,5	0,92	0,26	+69	22	4,3
6266	M 62	Oph	$16^h 58^m 1^s$	$-30^\circ 03'$	354	$+7$	$6^m 6$	$-8^m 9$	F8	-1,0	1,14	0,42	-77	16	6,9
6273	M 19	Oph	$16^h 59^m 5^s$	$-26^\circ 12'$	357	$+9$	$6^m 7$	$-8^m 3$	F5	-1,2	1,00	0,36	+144	17	6,3

Продолжение II 2.15

NGC	М или Δ	Созвездие	α_{1950}	δ_{1950}	l	b	$V_{\text{инт}}^1$	M_V	Интегр. Sp	$[m/H]$	$B-V$	E_{B-V}	V_r' , км/с	RT^2 , мин. дуги	R , кпс
6333	M 9	Oph	17 16,2	-18 28	6	+11	7,6	-7,8	F3	-1,7	0,96	0,39	+224	14	7,6
6341	M 92	Hcr	17 15,6	+43 11	68	+35	6,4	-7,9	F3	-2,0	0,63	0,03	-118	17	7,4
6356		Oph	17 20,7	-17 46	7	+10	8,2	-8,1	G3	-0,2	1,14	0,32	+32	10	12,4
6388		Sco	17 32,6	-44 43	346	-7	6,8	-9,9	G2	-0,1	1,16	0,37	+81	11	13,2
6397		Ara	17 36,8	-53 39	338	-12	5,9	-6,0	F5	-1,5	0,76	0,15	+11	34	2,0
6402	M 14	Oph	17 35,0	-03 14	21	+15	7,5	-8,9	F8	-1,1	1,26	0,50	-116	15	9,7
6441		Sco	17 46,8	-37 02	354	-5	7,3	-8,8	G3	-0,0	1,25	0,49	-70	9	8
6541	Δ 473	CrA	18 04,4	-43 44	349	-11	6,7	-7,4	G5	-1,6	0,76	0,17	-148	20	5,8
6544		Sgr	18 04,3	-25 01	6	-2	8,1	-6,8	F9	-0,9	1,46	0,70	-12	13	4,0
6553		Sgr	18 06,3	-25 56	5	-3	8,1	-7,0	G3	-0,2	1,63	0,84	-27	12	3,3
6626	M 26	Sgr	18 21,5	-24 53	8	-6	6,9	-8,0	F8	-0,9	1,09	0,38	0	15	5,8
6637	M 69	Sgr	18 28,1	-32 23	2	-10	7,6	-6,7	G5	-0,2	1,02	0,18	+74	11	6,3
6656	M 22	Sgr	18 33,3	-23 58	10	-8	5,0	-8,3	F5	-1,7	1,00	0,38	-144	32	2,7
6712		Set	18 50,3	-08 47	25	-4	8,2	-7,0	G0	-0,9	1,14	0,44	-124	11	5,7
6715	M 54	Sgr	18 51,9	-30 32	6	-14	7,5	-8,6	F8	-1,2	0,84	0,15	+122	10	14,1
6723	Δ 573	Sgr	18 56,2	-36 42	0	-17	7,1	-7,4	G0	-0,8	0,74	0,04	-3	15	8,0
6752	Δ 295	Pav	19 06,4	-60 04	336	-26	5,7	-7,4	F6	-1,5	0,66	0,05	-39	30	3,9
6779	M 56	Lyr	19 14,6	+30 05	63	+8	8,2	-7,2	F5	-1,8	0,87	0,22	-145	11	8,8
6809	M 55	Sgr	19 36,9	-31 03	9	-23	6,2	-7,2	F5	-1,6	0,69	0,09	+169	23	4,6
6838	M 71	Sge	19 51,5	+18 39	57	-5	8,1	-5,1	G2	-0,4	1,12	0,31	-80	13	3,1
7078	M 15	Peg	21 27,6	+11 57	65	-27	6,3	-8,7	F3	-2,0	0,68	0,09	-109	19	9,8
7089	M 2	Aqr	21 30,9	-01 03	53	-36	6,3	-8,9	F4	-1,7	0,68	0,06	-5	17	11,2
7099	M 30	Cap	21 37,5	-23 25	27	-47	7,5	-7,0	F3	-1,8	0,60	0,06	-175	15	7,4

¹ Данные Б. В. Кукаркина («Каталог шаровых звездных скоплений нашей Галактики», М., 1974).
 Δ — номер по каталогу Dunlop J., Phil. Trans., 1828.

² Предварительные данные 2-го издания Каталога Б. В. Кукаркина.

II 3. НОМОГРАММЫ

II 3.1. Равновеликая проекция небесной сферы (см. вкладку в конце книги).

II 3.2. Переход от α, δ к l, b (см. вкладку в конце книги).

ЛИТЕРАТУРА

- I. П. П. П а р е н а г о, Курс звездной астрономии, изд. 3-е, 1954, 476 стр.
- II. В. З о н н, К. Р у д н и ц к и й, Звездная астрономия, ИЛ, 1959, 448 стр.
- III. Курс астрофизики и звездной астрономии, под ред. А. А. Михайлова, том II, изд. 2-е, 1962, 688 стр.; том I, изд. 3-е, 1973, 608 стр.
- IV. Сб. «Строение звездных систем», пер. с англ., ИЛ, 1962, 664 стр.
- V. К. Ф. О г о р о д н и к о в, Динамика звездных систем, Физматгиз, 1958, 628 стр.
- VI. Р. К у р т, Введение в звездную статистику, пер. с англ., «Мир», 1969, 222 стр.
- VII. Сб. «Практические работы по звездной астрономии», под ред. П. Г. Куликовского, «Наука», 1971, 187 стр.
- VIII. Сб. «Методы астрономии», пер. с англ., «Мир», 1967, 536 стр.
- IX. Сб. «Методы исследования переменных звезд», под ред. В. Б. Никонова, «Наука», 1971, 334 стр.
- X. Д. Я. М а р т ы н о в, Курс общей астрофизики, «Наука», 1965, 591 стр.
- XI. Сб. «The Structure and Evolution of the Galaxy», Ed. L. Mavridis, NATO Advans. Study Inst., 1969, V+312 pp.
- XII. Сб. «Stellar astronomy», Eds Hong-Yee Chiu et al., vol I, State Univ. N. Y., 1967, 374 pp.; vol. II, Gordon and Breach, London, N. Y., Paris, 1969, 354 pp.
- XIII. D. M i h a l a s, Galactic astronomy, San-Francisco, Freeman, 1968, XIII+257 pp.
- XIV. Б. В. К у к а р к и н. Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд. Гостехиздат, 1949, 191 стр.
- XV. R. J. T r u m p l e r, H. F. W e a v e r, Statistical Astronomy, Univ. of Cal., 1953, 644pp.
- XVI. Сб. «Observational Aspects of Galactic Structure». Lecture Notes of Inst. Summer Course 9—23 Sept. 1964, Lagonissi, Greece. Eds A. Blaauw, L. Mavridis, Athens, 1965, 370 pp.
- XVII. Сб. «Dynamics of stellar systems», Ed. A. Hayli, IAU Symp. № 69, Besançon, France, Sept. 9—13, 1974, Reidel Publ. Co, Dordrecht — Holland,, 1975, 361 pp.
- XVIII. Б. А. В о р о н ц о в-В е л ь я м и н о в, Внегалактическая астрономия, «Наука», 1972, 464 стр.
- XIX. Сб. «Происхождение и эволюция галактик и звезд», под ред. С. Б. Пикельнера, «Наука», 1976, 407 стр.
- XX. С. Ч а н д р а с е к а р. Принципы звездной динамики, ИЛ, 1948.

1. В. В. Подобед, В. В. Нестеров, Общая астрометрия, «Наука», 1975, 551 стр.
2. П. И. Бакулин, Фундаментальные каталоги звезд, Гостехиздат, 1949, 236 стр.
3. W. Fricke, Le mouvement des étoiles dans la Galaxie, L'Astronomie 89, oct.-nov. 1975, 355—370.
4. В. С. Троицкий, Радиоинтерферометрия — будущее астрометрии и геодезии, Сб. «Будущее науки», вып. 10, «Знание», 1977, 119—130.
5. P. van de Kamp, Astrometric study of Barnard's star from plates taken with the 24-inch Sproul refractor, AJ 68, 515—521, 1963, Sproul Obs. Repr. № 135; Barnard's star 1916—1976: a sexagintennial report. V. in. A. 20, 501—521 pp., 1977.
6. Palomar Observatory Sky Survey, 1954—1960.
7. H. Giclas et al., Lowell Proper Motions, I—XVI, 1960—1973.
8. H. Abt, E. Biggs, Bibliography of Stellar Radial Velocities, Kitt Pick Nat. Obs., N. Y., 1972, 502 pp.
9. Basic Astronomical Data (BAD), Ed. K. Aa. Strand, Chicago—London, 1963, 495 pp.
10. W. Gliese, Errors in the trigonometric parallaxes, QJ RAS 13, 138—151, 1972.
11. Д. Шалонж, Непрерывные звездные спектры и классификация звезд, АЖ 33, вып. 4, 474—489, 490—505, 1956 (франц. и русск. тексты).
12. H. Johnson, W. Morgan, Fundamental stellar photometry for standards of stellar type on the revised system of the Yerkes Spectral Atlas, ApJ 117, № 3, 313—352, 1953; H. L. Johnson, A photometric system, Ann. d'Ap. 18, 292—316, 1955.
13. В. Страйжис, А. Ажусенис, Уточнение кривых реакции и параметров системы U, B, V . Сводки результатов, Бюлл. Вильнюсск-Астр. Обс. № 49, 28—39, 1967; А. Ажусенис, В. Страйжис, Отношение полного поглощения A_V к избытку цвета E_{B-V} , АЖ 46, вып. 2, 402—411, 1969; В. Страйжис, Многоцветная фотометрия звезд, Вильнюс, «Мокслас», 1977, 311 стр.
14. V. Blanco, S. Demers, G. Douglas et al., Photoelectric catalogue of magnitudes and colors of stars in the U, B, V and $U_c B, V$ systems, U. S. Naval Obs. Publ., 2nd Ser., 21, Washington, 1968, 742 pp.
15. А. С. Шаров, Н. Н. Якимова, Фотометрические каталоги и стандарты, Труды ГАИШ 40, 106—161, 1970 (598 источ.)
16. L. Davis, J. L. Greenstein, The polarization of starlight by aligned dust grains, ApJ 114, 206—240, 1951; L. Davis, Polarization of starlight: the torque on a nutating grain, ApJ 128, № 3, 508—509, 1958.
17. Г. Какарас, В. Страйжис, Фотометрические эффекты неразделимых двойных звезд в системе URXYZVS, Бюлл. Вильнюсск. Обс. № 23, 3—35, 1969; Г. Какарас, Наблюдения двойных в системе URXYZVS, Ibid. 36—44.
18. A. H. Batten, Binary and multiple systems of stars, Oxford, 1973. (А. Бэттен, Двойные и кратные звезды, «Мир», 1976, 323 стр.)
19. V. A. Ambargumian, Sh. G. Gordeladze, Problem of diffuse nebulae and cosmic absorption, Bull. Abastumani Obs. № 2, 37—52, 1938.
20. R. Giacconi et al., The third UHURU catalog of X-ray sources, ApJ, Suppl. Ser. 27, № 2, 37—64, 1974.
21. А. С. Мелиоранский и др., Наблюдение жесткого рентгеновского излучения шарового скопления NGC 6624, АЦ № 898, 6—8, янв. 15, 1976.
22. J. Neugebauer, R. Leighton, «2 μ Survey», CIT Press, 1969, 309 pp.; см. также их статью «Инфракрасное небо» в УФН 98, вып. 2, 351—368, 1969.

23. R. Schild, J. B. Oke, L. Searle, The energy distribution of the very red star in NGC 6321, *ApJ* 188, 71—74, 1974.
24. F. Gillet, A. Hyland, W. Stein, 89 Herculis: An F2 supergiant with large circumstellar infrared emission, *ApJ* 162, Pt. 2, L 21—24, 1970.
25. E. Becklin, G. Neugebauer, The unusual infrared object IRC + 10216, *ApJ* 158, L 133—137, 1969.
26. K. Krishna Swamy, Circumstellar dust model for infrared stars, *Aph. and Sp. Sc.* 9, № 1, 123—127, 1970.
27. E. Mendoza, Infrared photometry of T Tauri stars and related objects, *ApJ* 143, 1010—1014, 1966.
28. A. Poveda, The H — R diagrams of young clusters and the formation of planetary systems, *Bol. Obs. Tonantz. y Tacubaya* 4, № 26, 15—21, 1965.
29. В. С. Стрельницкий, Молекулы в межзвездной среде, сб. «Физика космоса», СЭ, 1976, 373—375. G. H. Field, The physics of the interstellar matter, 5. Molecules, *IAU Highlights of Astronomy* 3, 45—47, Holland, 1974.
30. L. Binnendijk, Mean parallaxes of faint stars, derived from a combination of the Pulkovo and Radcliffe Catalogues of proper motions, *BAN* 10, № 362, 9—18, 1943.
31. B. Lindblad, On the evolution of stellar systems, *VJS* 61, 265—267, 1926.
32. A. Eddington, On a formula for correcting statistics] for the effect of a known probable error of observation, *MN* 73, 359—360, 1913; *Stellar movements*, London, 1914.
33. Д. К. Каримова, Е. Д. Павловская, О галактическом вращении центроидов различных объектов, *АЖ* 50, вып. 4, 737—746, 1973.
34. A. Joy, Rotation effects, interstellar absorption and certain dynamical constants of the Galaxy determined from cepheid variables, *ApJ* 89, № 3, 356—603, 1939.
35. Ф. А. Цицин, Динамика звездных систем, в сб. «Развитие астрономии в СССР», «Наука», 1967, 247—268.
36. А. М. Микиша, Ф. А. Цицин, О формуле для времени релаксации, *Вестник МГУ, сер. III, физика, астрономия*, № 5, 74—77, 1965.
37. Г. М. Идлис, О статье А. М. Микиша и Ф. А. Цицина «О некоторых вопросах теории галактического потенциала», *АЖ* 34, № 2, 298—301, 1957; «Структура и динамика звездных систем», *Изв. Астрофиз. Ин-та АН КазССР* 13, 3—15, 1961.
38. Г. А. Старикова, Функция светимости и цвета звезд, *АЖ* 37, № 3, 476—491, 1960.
39. W. Luyten, A new determination of the luminosity function, *MN* 139, 221—224, 1968; S. W. McCuskey, The stellar luminosity function, *V. in A.*, 7, 141—171, 1966.
40. W. Luyten, The stars of large proper motion and the luminosity function. *Publ. Obs. Minnesota*, II, № 7, 121—159, 1939.
41. Е. Б. Костякова, Предварительные результаты спектрофотометрии ярких областей Млечного Пути, *АЦ* № 192, 13—14, 1958; Результаты спектрофотометрического исследования южных областей Млечного Пути, *АЖ* 40, № 4, 771—772, 1963.
42. E. G. Ebbighausen, Proper motions in the galactic cluster M 35, *AJ* 50, № 1, 1—4, 1942.
43. З. И. Кадла, Исследование шарового скопления M 13, *Изв. Пулк. обс.* № 181, 93—137, 1966.
44. Л. В. Жуков, Шаровые скопления M 3 и M 5, *АЖ* 46, № 2, 389—401, 1969.

45. P. W a y m a n et al., Proper motions and radial velocities of Hyades stars. Determination of the position of the Vertex. Royal Obs. Bull. № 98, E 37—39, 1965.
46. H. W e a v e r, A. S e t t e d u c a t i, New found star clusters, Univ. of Calif., Berkeley, 1962, two volumes.
47. Б. Е. М а р к а р я н, О классификации открытых (галактических) звездных скоплений, Сообщ. Бюраканск. обсерв., вып. 5, 1950; вып. 9, 1961.
48. W. B u s c o m b e, Photometric data for galactic clusters, MtStromlo, Mimeogr. № 6, Canberra, 1963, 9 pp.
49. Г. А. С т а р и к о в а, Функция светимости системы рассеянных скоплений, АЖ 41, № 4, 752—757, 1964.
50. G. A b e l l, Globular clusters and planetary nebulae discovered in the POSS, PASP 67, 258—261, 1955.
51. I. K i n g, The structure of star clusters. I. An empirical density law, AJ 67, № 8, 471—485, 1962.
52. G. E. K r o n, A photometric study of the globular cluster 47 Tucanae, PASP 78, 143—152, 1966; US Nav. Obs. Repr. № 77.
53. P. Th. O o s t e r h o f f, Some remarks on the variable stars in globular clusters, Obs. 62, № 779, 104—109, 1939.
54. N. V a k e r, On the two Oosterhoff groups of globular clusters, ApJ 185, 477—498, 1973.
55. А. В. М и р о н о в, Н. Н. С а м у с ь, О химическом составе и происхождении шаровых скоплений Галактики, ПЗ 19, № 4, 337—356, 1974.
56. А. В. М и р о н о в, А. С. Р а с т о р г у е в, Н. Н. С а м у с ь, Кинематические и динамические различия между двумя группами шаровых скоплений, АЖ 53, вып. 6, 1164—1169, 1976.
57. Б. В. К у к а р к и н, Шаровые звездные скопления. Общий каталог шаровых скоплений нашей Галактики, содержащий приведенные к единой системе характеристики 129 объектов, «Наука», 1974, 136 стр.
58. П. Н. Х о л о п о в, Численный способ определения пространственной плотности звезд в сфероидальном звездном скоплении, АЖ 26, № 5, 298—304, 1949.
59. H. C. P l u m m e r, On the problem of distribution in globular star clusters, MN 71, 460—470, 1911.
60. A. W a l l e n q u i s t, Researches based on the space distribution of stars in stellar clusters, Bosscha Ann. 4, № 5, 47—72, 1933.
61. П. Н. Х о л о п о в, Пространственное распределение переменных звезд типа RR Лиры в шаровом скоплении ω Центавра, АЖ 30, 426—431, 1953; О единстве строения звездных скоплений, АЖ 45, 786—794, 1235—1245, 1968.
62. А. С. Ш а р о в, Краткое изложение численного метода определения звездной плотности в сфероидальном скоплении, АЖ 34, № 1, 139—140, 1957.
63. A. S a n d a g e, Observational approach to evolution. I. Luminosity functions, ApJ 125, № 2, 422—434, 1957.
64. П. Н. Х о л о п о в, Звездные скопления, в сб. «Происхождение галактик и звезд», под ред. С. Б. Пикельнера, «Наука», 1976, 407 стр., глава V (160—189); Ю. Н. Е ф р е м о в, Развитие эволюционных представлений в звездной астрономии, там же, стр. 371—394 (гл. X).
65. П. Н. Х о л о п о в, Звездные ассоциации и проблема звездообразования, УФН 119, вып. 3, стр. 573—575, 1976; о н ж е, Что такое звездные ассоциации, Астрон. Календарь на 1978 г., стр. 194—206.
66. C. A l l e n, A. P o v e d a, Ch. W o r l e y, The kinematics of Trapezium systems, Revista Mex. de A. y Af. 1, № 2, 101—118, 1974.
67. G. H e r b i g, Radial velocities and spectral types of T Tauri stars, LOB № 749, 1977, 44 pp.

68. E. E. Barnard, A photographic atlas of the selected regions of the Milky Way, in two vols., Washington, 1927.
69. Дж. Ш. Хавтаси, К статическому изучению темных туманностей, Бюлл. Абастум. Астрофиз. Обс. 18, 29—114, 1955; Атлас галактических темных туманностей, Тбилиси, АН ГрузССР, 1960.
70. B. J. Bok, E. F. Reilly, Small dark nebulae, *ApJ* 105, 255—257, 1947.
71. W. A. Hiltner, H. L. Johnson, The law of interstellar reddening and absorption, *ApJ* 124, № 2, 367—378, 1956.
72. E. Wampler, Observed variations in the law of interstellar reddening, *ApJ* 136, № 1, 100—106, 1962.
73. П. П. Паренаго, О темных туманностях и о поглощении света в Галактике, *АЖ* 17, № 4, 1—22, 1940; Бюлл. ГАИШ № 4, 3—24.
74. П. П. Паренаго, О межзвездном поглощении света, *АЖ* 22, № 3, 129—150, 1945.
75. А. С. Шаров, Ревизия межзвездного поглощения света в Галактике, *АЖ* 40, № 5, 900—911, 1963.
76. T. A. Agekjan, K. F. Ogrodnikov, Solar neighbourhood as the local macroscopic volume element within the Galaxy, *IAU, Highlights of Astronomy* 3, 451—456, Dordrecht — Holland, 1974.
77. B. Bok, A. M. Srae, The fundamental properties of the galactic systems: The stellar distribution in high and intermediate latitudes, *Annals N. Y. Acad. Sci.* 42, 219—258, 1941.
78. C. Easton, A new theory of the Milky Way, *ApJ*, 12, 136—158, 1900.
79. Е. Д. Павловская, А. С. Шаров, О спиральной структуре Галактики, *АЖ* 43, № 1, 40—45, 1966.
80. И. С. Шкловский, Ядро Галактики — черная дыра? Письма в *АЖ* 1, № 7, 3—7, 1975.
81. S. C. Simonsen III, G. L. Mader, Motions near the galactic center and the «3 kps arm», *A. and Ap.* 27, N 3, 337—367, 1973.
82. E. Holmberg, A photographic photometry of extragalactic nebulae. I. A study of integrated magnitudes and colors of 300 galaxies, *Medd. Lund. Obs.* (2), № 136, 1958, 103 pp.
83. T. D. Kinman, The nucleus of M 31, *ApJ* 142, № 4, 1376—1389, 1965 = *Contr. Lick Obs.* № 185.
84. H. Shapley, A. Aimes, A survey of the external galaxies brighter than the thirteenth magnitude, *HA* 88, № 2, 32 pp., 1932; H. Shapley. The angular diameters of bright galaxies, *HA* 88, № 4, 10, pp., 1934.
85. F. Zwicky et al., Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, vols I—V, 1961—1965.
86. Ж. де Вокюлер, Местное сверхскопление галактик, *АЖ* 36, № 6, 977—995, 1959.
87. А. С. Шаров, Подсистема шаровых скоплений Галактики, *АЖ* 53, № 4, 702—712, 1976.

УКАЗАТЕЛЬ ИМЕН

- Агекян Т. А. 96, 161, 162 |
 Адамс В. С. (Adams W. S.) 44, 208, 209
 Альбада Г. ван (Albada G. B. van) 138
 Амбарцумян В. А. 53, 148, 149, 210, 211
 Аргеландер Ф. В. А. (Argelander F. W. A.) 205, 206, 214
 Аро Г. (Haro G.) 212

 Бааде В. Г. В. (Baade W. H. W.) 173, 176, 211, 212
 Байделман В. П. (Bidelman W. P.) 210
 Байер И. (Bayer J.) 203
 Барнард Э. Э. (Barnard E. E.) 152, 209
 Бейкер Н. (Baker N.) 138
 Бейли С. Л. (Baily S. L.) 207
 Бессель Ф. В. (Bessel F. W.) 205, 206
 Биннендайк Л. (Binnendijk L.) 72
 Бок В. Я. (Bok W. J.) 152, 163, 164, 167, 169, 211
 Бонд В. (Bond W.) 206
 Босс В. (Boss V.) 209, 215
 Босс Л. (Boss L.) 208, 216
 Ботлингер К. (Bottlinger K.) 83, 173
 Бошкович Р. (Boscovich R.) 204
 Бравэ А. (Bravais A.) 206
 Браге Тихо (Brahe T.) 203
 Бродли Дж. (Bradley J.) 203—206
 Бруно Джордано (Bruno G.) 203

 Валленквист А. (Wallenquist A.) 143
 Вашакидзе М. А. 167
 Вилсон Р. (Wilson R.) 21, 212, 217
 Вокулер Ж. (Vaucouleurs G. de) 187, 188, 194, 198, 199
 Вольф М. (Wolf M.) 148, 153, 208, 209
 Воронцов-Вельяминов Б. А. 31, 186, 188

 Газе В. Ф. 211
 Галилей Г. (Galilei G.) 203
 Галлей Э. (Halley E.) 203
 Гартман Дж. (Hartmann J. F.) 207
 Гевелий Ян (Hevelius J.) 203
 Гендерсон Т. (Henderson Th.) 205
 Герцшпрунг Э. (Hertzsprung E.) 27, 44, 207—209
 Гершель В. (Herschel W.) 14, 70, 109—111, 151, 204, 205
 Гершель Дж. (Herschel J.) 109, 111, 115, 206
 Гиклас Х. (Giclas H.) 19
 Гильден Х. (Gylden H.) 206
 Гиппарх 203, 204
 Горделадзе Ш. Г. 53, 210
 Гук Р. (Hooke R.) 203
 Гулд Б. А. (Gould B. A.) 207
 Гюйгенс Хр. (Huygens Ch.) 203

 Дайсон Ф. (Dyson F. W.) 25
 Дженкинз Л. (Jenkins L.) 24
 Джой А. Х. (Joy A. H.) 87, 209
 Джонсон Г. Л. (Johnson H. L.) 32, 37, 38, 211
 Диггс Т. (Diggs Th.) 203
 Домбровский В. А. 38, 211
 Дрейер Дж. Л. (Dreyer J. L.) 207, 216

 Ефремов Ю. Н. 45

 Зеелигер Г. (Seeliger H. von) 111, 112, 163

 Ивен Х. (Iben J.) 211
 Идлис Г. М. 106
 Истон Ч. (Easton C.) 176, 177

 Калиняк А. А. 211
 Камм Д. (Kamm G. L.) 89
 Кант И. (Kant I.) 109, 204
 Каптейн Я. К. (Kapteyn J. C.) 22, 76, 112, 119, 148, 163, 207, 208, 215—217

- Каримова Д. К. 90
 Кассини Д. (Cassini D.) 203
 Кассини Ж. (Cassini J.) 204
 Келман Э. (Kellman E.) 29, 210, 216
 Кемпбелл В. (Campbell W. W.) 69, 70, 207, 208
 Кёртис Х. (Curtis H. D.) 209
 Кинг И. (King I.) 138
 Кинэн П. (Keenan P. C.) 29, 210, 216
 Кларк А. (Clark A. G.) 205
 Клинкерфус В. (Klinkerfuss W.) 207
 Кобольд Г. (Kobold H.) 208
 Ковальский М. А. 76, 81, 206
 Койпер Дж. (Kuiper G. P.) 161
 Кольшюттер А. (Kohlschutter A.) 44, 208
 Коперник Н. (Copernikus N.) 203
 Костякова Е. Б. 120
 Кришна Свами К. (Krishna Swamy K.) 57
 Кукаркин Б. В. 46, 139, 147, 171—173, 210
 Кэннон Э. (Cannon A. J.) 207, 209
- Лакайль Н. Л. де (Lacaille N. L. de) 204
 Лаланд Ж. Ж. де (Laland J. J. de) 204, 205
 Ландау Л. Д. 212
 Лейтен В. (Luyten W. J.) 19, 44, 119, 120, 214
 Ливитт Г. С. (Leavitt H. S.) 45, 208
 Лин К. (Lin C. C.) 212
 Линдблад Б. (Lindblad B.) 74, 77, 80, 81, 173, 210, 212
- Майер Т. И. (Mayer T. J.) 204
 Майкельсон А. (Michelson A.) 209
 Мак-Ри Д. А. (McRee D. A.) 169
 Мариус С. (Marius S.) 203
 Маркарян Б. Е. 129, 148, 211
 Маскелайн Н. (Maskelyne N.) 204
 Мейолл М. (Mayall M.) 209
 Мелиоранский А. С. 55
 Мессье Ш. (Messier Ch.) 204, 216
 Милн Э. А. (Milne E. A.) 210
 Миронов А. В. 138
 Монк В. (Monk W.) 207
 Морган У. (Morgan W. W.) 29, 32, 37, 38, 210, 211, 216
 Мори А. К. (Mauzy A. C.) 207
 Мур Д. (Moore D.) 70
- Никонов В. Б. 211
 Нойгебауэр Дж. (Neugebauer J.) 57, 58
 Ньюком С. (Newcomb S.) 17
 Ньютон И. (Newton I.) 49, 203
- Огородников К. Ф. 162, 210
 Ольберс Г. В. (Olbers H. W.) 205
 Оорт Я. (Oort J. H.) 80, 81, 85, 89, 90, 105, 167, 169, 170, 176, 183, 184, 210, 211
 Оостергоф П. (Oosterhoff P.) 138
- Павловская Е. Д. 90, 178, 181
 Паренаго П. П. 68, 89, 106, 157, 159, 172, 173, 210, 212
 Парселл Э. (Parcell E.) 211
 Парсонс В. (Parsons W.) 206
 Парсонс С. (Parsons S. J.) 211
 Пейреск Н. (Peiresk N. O.) 203
 Петерс Х. И. 206, 216
 Петри Р. (Petrie R.) 31
 Пиз Ф. (Pease F.) 208, 209
 Пикеринг Э. Ч. (Pickering E. Ch.) 207, 209, 216
 Пирс Д. (Pearce D.) 210
 Пласскетт Д. С. (Plaskett J. S.) 210
 Погсон Н. Р. (Pogson N. R.) 204
 Притчард Ч. (Pritchard Ch.) 207
 Проктор Р. Э. (Proctor R. A.) 206
 Пуанкаре А. (Poincaré H.) 107
- Райн П. ван (Rhijn P. van) 112, 114, 119, 216
 Райт Т. (Wright Th.) 204
 Резерфорд Л. (Rutherford L.) 206
 Рейли Э. (Reilly E. F.) 153, 211
 Рассел Г. Н. (Russell H. N.) 72, 208, 209
 Рёмер О. (Roemer O.) 204
 Рибер Г. (Reber G.) 210
 Ричи Дж. (Ritchey G. W.) 209, 210
 Роман Н. (Roman N.) 210, 211
 Ругоор Г. (Rougoor G. W.) 183, 184
- Самуэль Н. Н. 138
 Сэйферт К. (Suyfert C.) 210
 Секки А. (Secchi A.) 206
 Сеттедукати А. (Setteducati A.) 129
 Сирс Ф. Х. (Sears F. H.) 112, 114, 163, 209, 216
 Слайфер В. М. (Slipher V. M.) 207, 208
 Старикова Г. А. 118, 119, 133
 Страйжис В. Л. 33
 Стрёмберг Г. (Strömberg G. B.) 79, 80, 209, 210

- Струве В. Я. 151, 205, 206
 Струве Л. О. 81, 207
 Струве О. (Struve O.) 210
 Струве О. В. 148
 Сэндидж А. Р. (Sandage A. R.) 147
 187, 212
- Таунз Ч. (Townes C. H.) 212
 Томсон У. (лорд Кельвин) (Thomson W.) 95
 Трумплер Р. Дж. (Trumpler R. J.)
 129, 151, 210
- Уивер Х. (Weaver H. F.) 129
- Ференбак Ш. (Fehrenbach Ch.) 20
 Филлипс Д. (Phillips D.) 211
 Флэмстид Дж. (Flamsteed J.) 203,
 204
 Фогель Г. К. (Fogel H. C.) 207
 Фраунгофер Й. (Fraunhofer J.) 205
 Фрост Э. (Frost E. V.) 208
 Фэс Э. (Fath E.) 208
- Хаббл Э. (Hubble E. P.) 186, 187,
 193, 194, 210
 Хей Д. (Hey J. S.) 211
 Хербиг Г. (Herbig G. H.) 212
 Хецлер К. (Hetzler C.) 57
 Хэггинс В. (Huggins W.) 206
 Хилтнер В. А. (Hiltner W. A.) 38,
 211
 Хинек Д. (Hynek J. A.) 31
 Холл Д. (Hall D.) 38, 211
 Холм Дж. (Halm J.) 208
 Холопов П. Н. 141, 143, 145, 212
 Хольмберг Э. (Holmberg E.) 186
 Хьюгз Э. (Hughes E.) 57
- Хюлст Х. К. ван де (Hulst H. C.
 van de) 91, 211
- Цвикки Ф. (Zwicky F.) 43, 44, 194,
 195, 198, 199, 212
 Цейпель Г. фон (Zeipel H. von) 141
- Чандрасекар С. (Chandrasekhar S.)
 99, 105
- Шайн Г. А. 210 211
 Шалонж Д. (Chalonge D.) 30
 Шапли Х. (Shapley H.) 112, 136,
 176, 209, 210
 Шарлье К. В. (Charlier C. V. L.)
 163
 Шаров А. С. 34, 134, 135, 144, 157—
 159, 178, 181
 Шварцшильд К. (Schwarzschild K.)
 76, 162, 163, 208
 Шварцшильд М. (Schwarzschild M.)
 138, 139
 Шезо Л. (Cheseaux J. F. Loys de)
 151, 204
 Шёнфельд Э. (Schönfeld E.) 214
 Шкловский И. С. 133, 183, 211, 212
 Шлезинджер Ф. (Schlesinger F.) 23,
 24, 214
 Шмидт М. (Schmidt M.) 212
 Шорр Р. (Schorr R.) 209, 215
 Шу Ф. (Shu F.) 212
- Эддингтон А. (Eddington A.) 25, 108
 148, 209
 Эри Дж. Б. (Airy G. B.) 206
- Якимова Н. Н. 34
 Янский К. (Jansky K. G.) 210

ПРЕДМЕТНЫЙ УКАЗАТЕЛЬ

- Анекс, координаты по отношению к звездам с различными скоростями 78
 — стандартный, координаты 65, 70
 Ассоциации звездные 148
 «Атлас галактик» Хаббла 187
 «Атлас звездных спектров» (Атлас МКК) 30, 31
 «Атлас и каталог взаимодействующих галактик» 188
 «Атлас Млечного Пути» 152
- Блеск 31
 Болومترическая поправка 40, 41
- Вириал Клаузиуса 107
 «Вириальный парадокс» 192
 Время релаксации 98, 100
- Галактика 9—12, 14, 39, 46, 59—62, 97
 —, возраст 60
 —, вращение 81, 86, 87, 180, 181
 —, — дифференциальное 85
 —, гало 62
 —, диаметр 59, 176
 —, масса 172, 173
 —, модель Гершеля 110
 —, — Каптейна 112
 —, направление на центр 60, 176
 —, области Н I и Н II 178, 180—185
 —, подсистемы 60, 74, 86, 173—176
 —, полюсы 14, 15
 —, радиоизлучение 182
 —, расстояние до центра 176
 —, скорость круговая 60, 66, 80
 —, составляющие 89, 173
 —, спиральная структура 61, 176—182
 —, форма 77, 189
 —, центр 12, 15
 —, центральная конденсация 61
 —, число ветвей 177, 178
- Галактика, число звезд 112
 —, ядро 182
 Галактики 193
 — взаимодействующие 188
 — карликовые 146
 —, скопления 94, 146
 — эллиптические 146
 Галактическая концентрация 109
 Главная последовательность 47, 121
 — — начальная 130—132
 Глобулы 153, 211
 Год галактический 88
 Гравитационное поле самосогласованное 93
- Диаграмма «видимая величина — цвет» 47, 129
 — Герцшпрунга —Рессела (спектр-светимость) 11, 29, 31, 42—44, 47, 48, 121
 — — —, последовательности 29, 42, 47
 — двуцветная (двухиндексная) 35, 36
 — сводная 130, 131
 — QQ 39
- Диаграммы полярные Ковальского — Каптейна 76
 Долготы галактические 15
- Зависимость «масса — светимость» 51
 — «масса — светимость — радиус» 51
 — «период — светимость» 11, 45, 46, 190
 — «спектр — абсолютная звездная величина» 11
- Закон Вебера — Фехнера 32
 — косеканса 158
 — Максвелла 74
 — Планка 40
 — Релея 153, 154
 — Стефана — Больцмана 40
 — Хаббла 190

- Звездная величина абсолютная 41, 42
 — — болометрическая 39
 — — видимая 31, 32, 41
 — плотность околосолнечная 161
 — — приведённая 163
 Звезды азотные 28
 — В, группировки 148
 — «бегуны», 73, 74, 79, 173
 — белые 28, 29
 — Вольфа — Райе 28
 — гиганты 12, 27, 29, 31, 62
 — двойные 48
 — —, количество 49
 — — тесные 39
 — инфракрасные (ИК-) 57
 — карлики 12, 27, 29, 42, 44
 — молодые 62
 — новые 28
 — одиночные, количество 49
 — опорные 17, 23
 — переменные 62
 — — орионовы 148
 — — типа RR Lyr 173, 176
 — пигмеи 44
 —, покраснение 152
 — сверхгиганты 28, 29
 — сверхновые 28, 42, 174
 —, светимости 41, 42
 —, скорости пекулярные 73
 —, — пространственные 63
 —, спектральная классификация
 двумерная 29, 39
 —, — — одномерная Гарвардская 26
 —, — — трехмерная 30, 31
 — субкарлики 31, 173
 — углеродные 28
 —, фундаментальные системы положений 16
 — цефеиды долгопериодические 173
 — шаровых скоплений 146
 — О, В, А 173
 Земля, движение 21
 «Зона избегания Хаббла» 52, 193, 199

 Избытки цвета 36, 37, 39
 Интеграл Эйлера — Пуассона 113, 114
 Интегралы энергии и площадей 103—105

 Карты А. С. Шарова 158—159
 Каталог звездных спектров 26
 — параллаксов 24, 26
 Каталоги, веса 16

 Каталоги лучевых скоростей 21
 — фотоэлектрические, точность 33, 34
 — фундаментальные 16
 Классы светимости 29, 42
 — спектральные 26—29
 Координаты галактические 14, 15
 —, система квазиинерциальная 18
 — сферические 14
 Кривая реакции инструмента (кривая спектральной чувствительности) 32

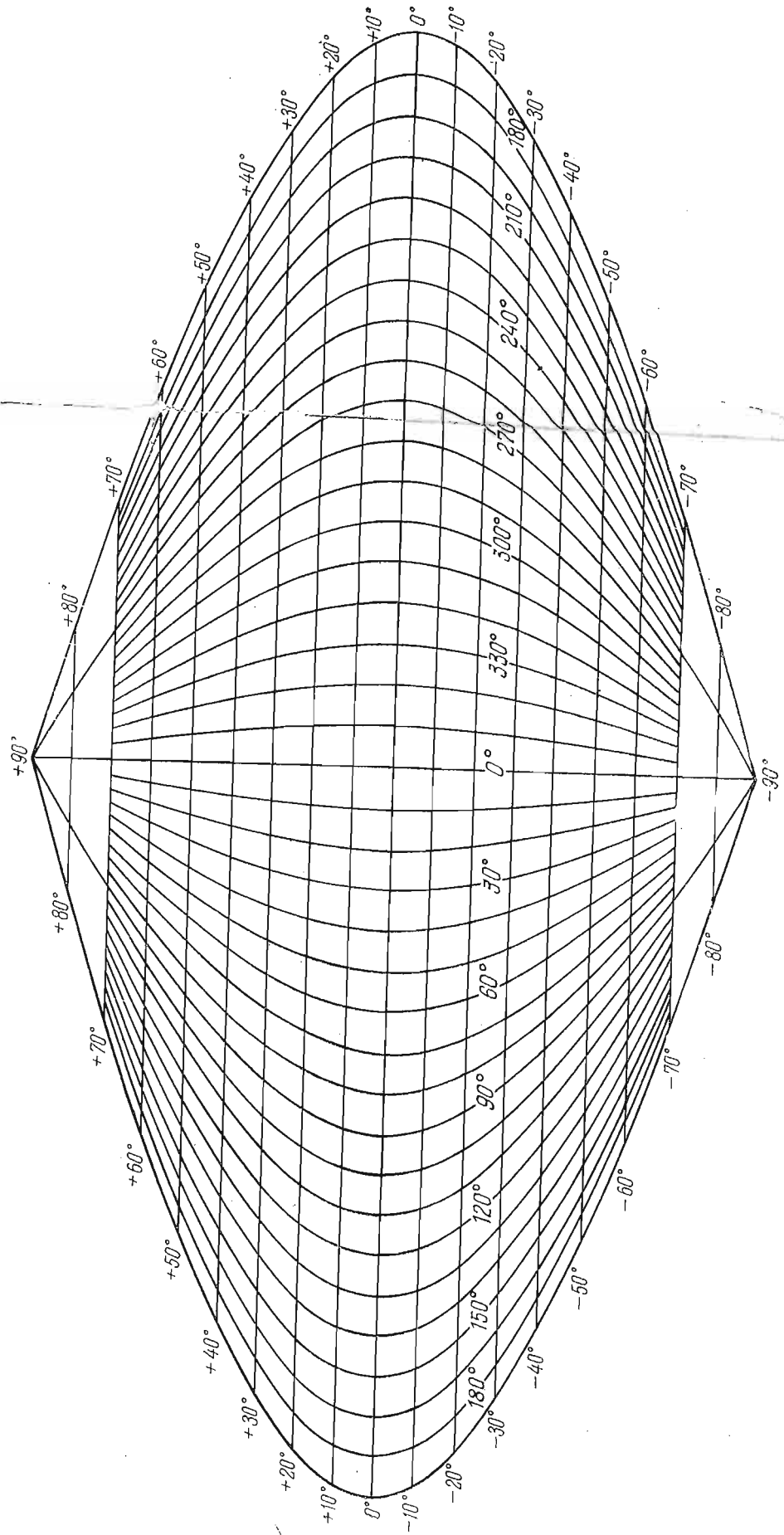
 Линии поглощения стационарные 51
 Линия нарастающего покраснения 36

 Межзвездная материя (среда) 51—53, 60, 61, 150, 151, 173
 — —, облака 153
 Местная система 12, 115, 117
 Металличность 31
 Метод Хаббла 159, 170
 — «черпков» 109
 — Шлезинджера 23—25
 Млечный Путь, интегральный спектр 120, 121
 Модель «типической системы» Зеллигера 112
 Модуль расстояния 37, 44, 47
 Морфологический Каталог Галактик 187, 188

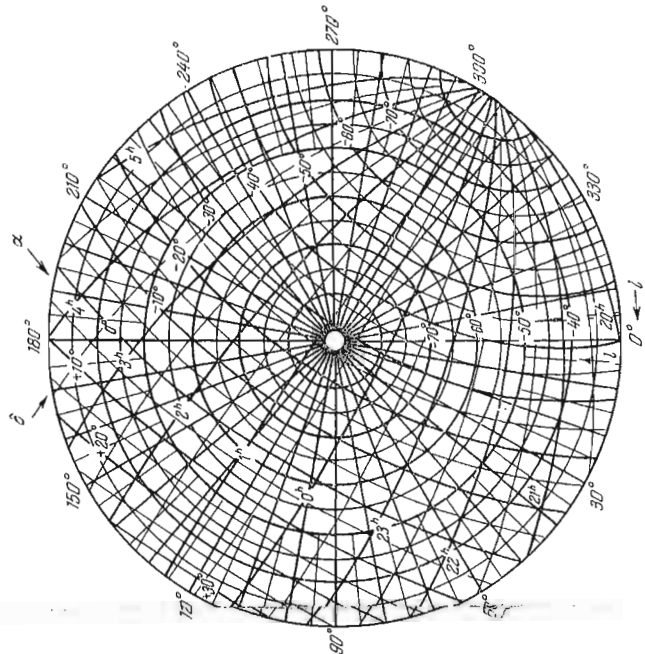
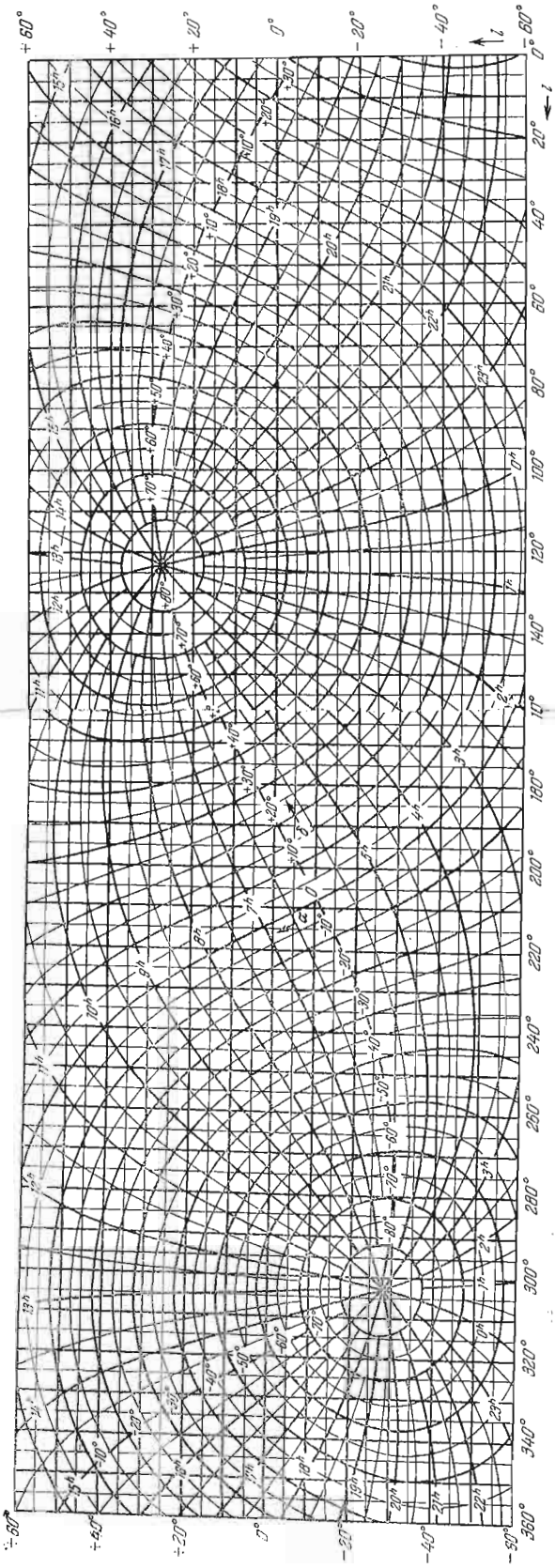
 Область избегания 73, 74, 78
 Ось асимметрии Стремберга 79
 Отклонение вертекса 78

 Параллакс 22, 41, 42
 — абсолютный 24
 — отрицательный 24
 — спектральный 44, 45
 — средний 71, 72
 —, средняя точность определения 24
 — тригонометрический относительный 23, 24
 — фотометрический 44, 47
 — цефеидный 45—47
 Пластика стандартная 23
 Поглощающая материя, дискретность 160
 — —, карта распределения плотности 158, 159
 Поглощающие облака 160
 Поглощение света межзвездное 39, 41, 44, 150—160

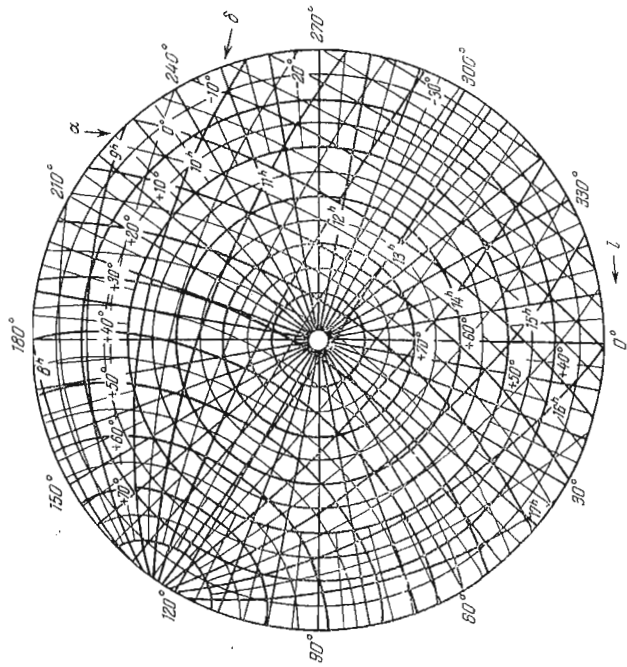
- Поглощение света общее и селективное 153
 — — полное 156, 157
 Показатели цвета 34
 Постоянные Оорта 81, 85, 87, 89, 90, 106
 Пояс Гулда 115
 Пробел М. Шварцшильда 138
 Протозвезды 153
- Радиант 125
 Радиоисточник Sgr A 15, 176, 182
 Распределение Шварцшильда 105
 — энергии в спектрах Солнца и звезд 58
 Рентгеновские источники 53
- Сверхассоциации 150
 «Сверхгалактика» 199
 Светимость 41
 Силы регулярные и иррегулярные 94, 96, 97, 100, 101
 Система звездная, квазистационарность 94—96
 Скопления звездные движущиеся 25
 — —, корона 145
 — —, молодые 148j
 — —, промежуточная зона 145
 — —, рассеянные 60, 121—123, 125—133, 151, 173, 174
 — — —, диаграмма составная 131, 132
 — — —, классификация 129, 130
 — —, устойчивость 149
 — — шаровые 60—62, 121, 134—140, 173, 184
 — — —, количество в Галактике 134, 135
 — — —, радиус приливной и радиус ядра 136, 138
 — — —, сплюснутость 136
 — —, ядро 145
 Скорость критическая (ускользания) 104
 — пекулярная 65, 75
 Собственное движение 15
 — —, абсолютизация 18, 19
- Собственное движение, паралактическая часть 70
 — — приведённое 119
 Солнце, движение к апексу 19
 —, — основное 66
 —, — относительно центра инерции Галактики 66
 —, — стандартное 65
 —, — координаты апекса 78, 79
 —, — положение в Галактике 59, 60, 110, 112, 169, 170
 —, — рентгеновское излучение 53, 56
 Сферическое распределение пекулярных скоростей 75
- Темные пятна в Млечном Пути 152, 153
 Теорема Зеелитера 111
 — о вириале 107
 Туманности инфракрасные (ИК-) 57
 — отражательные, светлые, эмиссионные 51, 60
 — темные, методы изучения 153
- Формула Агеяна 96
 — Ботлингера 83
 — Оорта 84, 85
 — Паренаго 158, 160
 — Эддингтона 25
 Формулы Тернера 18
 Функция блеска 12, 160, 161
 — — интегральная и дифференциальная 111—113, 161
 — Гамма 89
 — масс 50
 — распределения 13, 25
 — — Максвелла 75
 — — плотности звезд 102
 — — скоростей 77
 — светимости 12, 117—121, 146
 — — начальная 133
- Центроид группы звезд 64—66
 Эллипсоид скоростей (эллипсоид Шварцшильда) 78
 Эталон Фабри — Перо 20



Приложение 3.1.



Южный полюс Галактики



Северный полюс Галактики