

П. Г. КУЛИКОВСКИЙ



**ЗВЕЗДНАЯ
АСТРОНОМИЯ**



Видимое распределение звезд до 8-й величины и положение полосы Млечного Пути по мозаичной фотографии, составленной астрономами Лундской обсерватории (Швеция).

П. Г. КУЛИКОВСКИЙ

ЗВЕЗДНАЯ АСТРОНОМИЯ

ИЗДАНИЕ ВТОРОЕ,
ПЕРЕРАБОТАННОЕ И ДОПОЛНЕННОЕ

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



МОСКВА «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
1985

Куликовский П. Г. Звездная астрономия. — 2-е изд., перераб. и доп. — М.: Наука. Главная редакция физико-математической литературы, 1985. — 272 с.

Книга написана в соответствии с программой университетского курса звездной астрономии и содержит самое основное и необходимое для понимания методов и современного состояния этой науки: описание строения и состава Галактики, кинематику звезд и основы звездной динамики, сравнение Галактики с другими звездными системами. Новое издание дополнено с учетом результатов, полученных звездной астрономией в последние годы; в него внесены также ряд методических улучшений и разъяснений.

Табл. 27. Ил. 108. Библиогр. 151 назв.

Рецензент

доктор физико-математических наук *И. Л. Генкин*

Петр Григорьевич Куликовский

ЗВЕЗДНАЯ АСТРОНОМИЯ

Редактор *Е. Д. Павловская*

Техн. редактор *И. Ш. Аксельрод*

Корректоры *Т. Г. Егорова, Н. Б. Румянцева*

ИБ № 12491

Сдано в набор 14.08.84. Подписано к печати 12.03.85. Т-07524. Формат 60×90^{1/16}. Бумага книжно-журнальная импортная. Литературная гарнитура. Высокая печать.

Усл. печ. л. 17. Усл. кр.-отт. 17. Уч.-изд. л. 19,28.

Тираж 10 000 экз. Заказ № 3572. Цена 95 коп.

Ордена Трудового Красного Знамени издательство «Наука».

Главная редакция физико-математической литературы

117071 Москва В-71, Ленинский проспект, 15

МПО «Первая Образцовая типография» Союзполиграфпрома при Государственном комитете СССР по делам издательств, полиграфии и книжной торговли. 113054, Москва, Вавоная, 28

Отпечатано в типографии № 2 изд-ва «Наука».

121099 Москва Г-99, Шубинский пер., 6. Зак. 1202

К $\frac{1705060000-053}{053(02)-85}$ 122—84

© Издательство «Наука». Главная редакция физико-математической литературы, 1978. С изменениями, 1985.

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие	9
Введение	11
1. Основные звездно-статистические задачи и методы	17
2. Наблюдательный материал	19
3. Системы сферических координат. Галактические координаты	20
4. Фотометрические системы звездных величин	22
5. Спектральные классификации звезд	26
6. Показатели цвета, нормальные цвета, избытки цвета. Различные цветовые диаграммы	32
7. Болометрические звездные величины. Болометрические поправки	37
8. Тригонометрические параллаксы звезд	38
8.1. Определение абсолютных тригонометрических параллаксов (39). 8.2. Метод Ф. Шлезинджера (40). 8.3. Исправление π_0 за влияние случайных ошибок (42). 8.4. Заключительные замечания (43).	
9. Светимости звезд. Диаграмма «спектр — светимость»	44
10. Фотометрические расстояния	46
10.1. Спектральные параллаксы (46). 10.2. Цефеидные параллаксы и параллаксы других физических переменных (47). 10.3. Фотометрические параллаксы других типов объектов (48). 10.4. Фотометрические расстояния звездных скоплений (49).	
11. Собственные движения	50
12. Лучевые скорости. Учет движений Земли	56
13. Массы звезд по исследованиям двойных звезд. Зависимость «масса — светимость»	58
14. Межзвездная среда	61
15. Источники рентгеновского излучения	63
16. Источники инфракрасного излучения	67
Глава I. Звездная кинематика	70
17. Пространственные скорости звезд и их компоненты	70
18. Движение Солнца в пространстве среди звезд	71
19. Методы определения движения Солнца	74
19.1. Определение апекса движения Солнца и его скорости по пространственным скоростям звезд (74). 19.2. Определение координат апекса по μ (метод Ковальского — Эри) (75). 19.3. Определение солнечного движения по V_r (77).	
20. Статистические параллаксы	79
20.1. u - и t -компоненты μ (79). 20.2. Средний параллакс по u -компоненту (79). 20.3. Средний параллакс по t -компоненту и $\sqrt{\mu^2}$ (80). 20.4. Эмпирическая связь m и $\bar{\mu}$ (81).	
21. Асимметрия звездных движений	82
22. Пекулярные скорости звезд	83
23. Методы изучения распределения пекулярных звездных скоростей	84
23.1. Полярные диаграммы Ковальского — Каптейна (84). 23.2. Эллипсоидальное распределение пекулярных звездных скоростей (84). 23.3. Эллипсоиды звездных скоростей (85).	
24. Ось асимметрии Стремберга	86

25. Общее рассмотрение проблемы вращения Галактики	88
26. Формулы Ботлингера	90
27. Формулы Оорта (1927)	91
28. Анализ данных о вращении Галактики	94
28.1. Графический анализ вращения Галактики (94). 28.2. Постоянное Оорта и угловая скорость вращения Галактики (95).	
29. Некруговое движение	97
30. Метод Камма определения $\omega(R)$	97
31. Анализ радионаблюдений облаков HI	98

Глава 2. Строение Галактики 101

32. Звездные подсчеты Гершелей	101
33. Первая модель Галактики	102
34. Теорема Зеелигера	103
35. Звездные подсчеты до $18^m.5$	104
36. Первые оценки полного числа звезд в Галактике	106
37. Области повышенной видимой плотности звезд	108
38. Функция светимости	110
38.1. Определение $\sigma(M)$ по совокупности данных о звездах: 1) до некоторого расстояния r и 2) до некоторой звездной величины m (110). 38.2. Функция светимости по данным о собственных движениях звезд (112).	
39. Звездные скопления	114
40. Выделение членов скопления	117
41. Движущиеся скопления	119
41.1. Определение координат A , D радианта движущегося скопления (119). 41.2. Определение пространственной скорости движущегося скопления и параллакса его членов (121).	
42. Рассеянные скопления	123
42.1. Классификация рассеянных звездных скоплений (123). 42.2. Диаграмма «цвет — видимая звездная величина» и определение по ней расстояния до рассеянного скопления (124). 42.3. Функция светимости для звезд рассеянных скоплений (127). 42.4. Функция интегральной светимости рассеянных скоплений. Оценка полного их числа (127).	
43. Шаровые скопления	128
43.1. Форма, концентрация, диаграмма «цвет — видимая звездная величина» шаровых скоплений (129). 43.2. Видимые диаметры шаровых скоплений (134). 43.3. Определение расстояний до шаровых скоплений (134).	
44. Методы определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении	135
44.1. Аналитические методы (135). 44.2. Численные методы (138).	
45. Структура звездного скопления	140
46. Функция светимости для звезд шаровых скоплений	141
47. Функция интегральной светимости шаровых скоплений	142
48. Возраст звездных скоплений и их положение в Галактике	142
49. Звездные ассоциации. Звездные комплексы	143
50. Поглощение света в межзвездном пространстве	145
50.1. Межзвездная материя и поглощение света (145). 50.2. Закон поглощения света. Размер поглощающих свет частиц (148). 50.3. Влияние межзвездного поглощения света на видимый блеск звезд (150).	
51. Определение полного поглощения по избытку цвета звезды	151
52. Статистический метод П. П. Паренного учета поглощения света. Карта А. С. Шарова	153
52.1. Метод П. П. Паренного (153). 52.2. Карты распределения поглощения (154). 52.3. Дискретность поглощающей свет материи (156).	
53. Функция звездной плотности	157
53.1. Функция блеска (157). 53.2. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$ (158).	
54. О решении интегральных уравнений К. Шварцшильда	159

55. Метод Виакидзе — Оорта определения звездной плотности с учетом поглощения	160
56. Поверхности равных звездных плотностей	163
57. Логарифмические градиенты звездной плотности. Оценка полного числа объектов	166
58. Масса Галактики	167
59. Составляющие Галактики. Типы звездного населения	168
60. Направление на центр Галактики и расстояние до него	171
61. Спиральная структура Галактики	172
62. Центральная область Галактики	179
Глава 3. Основные данные о галактиках	183
63. Морфологические классификации галактик	183
64. Определение расстояний до галактик	187
65. Определение размеров галактик	189
66. Лучевые скорости галактик и определение вращения галактик	189
67. Определение масс галактик	190
68. Звездное население галактик	191
69. Видимое распределение галактик	192
70. Скопления галактик	193
70.1. Местная группа галактик (194). 70.2. Сверхскопления («сверхгалактики») (198).	
71. О Метагалактике	198
Глава 4. Основные понятия динамики звездных систем	200
72. Введение	200
73. Звездная система как «звездный газ»	202
74. Время релаксации	204
74.1. Эффект однократной встречи двух звезд (205). 74.2. Кумулятивный эффект многократных встреч звезд с другими звездами (205). 74.3. Сравнение эффекта действия прергулярных и регулярных сил в изолированной системе (207). 74.4. Общие тенденции эволюции звездной системы под действием прергулярных сил (209).	
75. Основные уравнения «бесстолкновительной» звездной динамики	210
76. Устойчивость звездных скоплений. Определение масс скоплений	215
Заключение	217
Приложения	218
Приложение 1. Хронология истории звездной астрономии (начиная с нового времени)	218
Приложение 2. Таблицы	228
2.1. Перечень некоторых периодических изданий, каталогов, атласов и других материалов, используемых в звездной астрономии, с их сокращенными обозначениями	228
2.2а. Созвездия, их названия и обозначения	232
2.2б. Созвездия в алфавитном порядке их латинских названий	234
2.3. Соотношение M_V и L_V	235
2.4. Соотношение между модулем расстояния ($m-M$), параллаксом (π) и расстоянием (r) в парсеках	237
2.5. Переход от экваториальных координат (α , δ) к галактическим (l , b)	239
2.6. Характеристики спектральных классов по гарвардской классификации	245
2.7. Спектры и светимости M_V для звезд различных последовательностей на диаграмме Г—Р	246
2.8. Нормальные цвета звезд различных спектральных классов и классов светимости и болометрические поправки (В. С.)	246
2.9. S_p , M , R и L для разных последовательностей	247

2.10. 50 самых ярких звезд	248
2.11. 50 самых близких звезд	251
2.12. 50 звезд с наибольшими собственными движениями	253
2.13. Некоторые яркие рассеянные звездные скопления	256
2.14. Некоторые шаровые звездные скопления	257
2.15. Местная группа галактик	259
Приложение 3. Равновеликая проекция небесной сферы	260
Список литературы	261
Указатель имен	268
Предметный указатель	270

ПРЕДИСЛОВИЕ

Звездная астрономия включена в число общих курсов, читаемых всем студентам-астрономам. Опираясь в своих исследованиях на совокупность разнообразных данных о многочисленных населяющих Галактику объектах, звездная астрономия использует массовый наблюдательный материал и многие выводы ряда других разделов астрономии, в первую очередь астрофизики (включая радиоастрономию) и астрометрии.

Звездная астрономия анализирует наблюдательный материал, применяя методы математической статистики для выявления функциональных либо корреляционных связей между различными характеристиками звезд, туманностей и других объектов в Галактике.

В настоящее время нет учебника, который, знакомя читателя со сложным строением и кинематикой различных форм материи, составляющих нашу звездную систему, отражал бы состояние знаний 80-х годов 20-го века. Прекрасная книга — 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 нуждается в модернизации. Ее дополняют: книга польских авторов В. Зонна и К. Рудницкого «Звездная астрономия», вышедшая в переводе под редакцией П. П. Паренаго в 1959 г., 2-е издание II тома «Курса астрофизики и звездной астрономии» (так называемый «Пулковский курс») под редакцией акад. А. А. Михайлова (1962), монография К. Ф. Огородникова «Динамика звездных систем» (1958) и некоторые другие книги, перечисленные в первой части списка литературы. Много ценных методических указаний можно найти в книге И. Ф. Полака «Введение в звездную астрономию» (1935).

Экспоненциально растущий поток информации по каждой специальности при ограниченном числе лекционных часов принуждает к тщательному отбору для каждого курса с а м о г о г л а в н о г о и н е о б х о д и м о г о, а также к возможно более компактному изложению. Эта мысль руководила составителем этого пособия на всех этапах его работы. Ему хотелось кратко дать представление об основных проблемах звездной астрономии и о нерешенных еще вопросах. Мелким шрифтом приводятся некоторые интересные детали, даются указания на новые факты и проблемы, отмечается дополнительная литература.

История звездной астрономии, восходящая к первым догадкам о природе Млечного Пути (Галилей) и первым качественным оценкам расстояний до звезд (Коперник), весьма интересна (см. [XVІ]). Однако, ограничиваясь в тексте лишь некоторыми популярными историческими сведениями, мы выделяем в Приложении 1 (сокращенно — П 1) хронологию истории звездной астрономии и открытий, близких к ее предмету. В П 2.1 дан перечень ряда изданий, содержащих массовый материал о различных характеристиках всех объектов, рассматриваемых звездной астрономией. Подробные списки литературных источников и некоторых полезных таблиц можно найти в «Практических работах по звездной астрономии» (М.: Наука, 1971, 187 с.). В П 3 дана сетка, изображающая всю небесную сферу в равновеликой проекции. Она очень удобна для представления видимого расположения различных объектов. Для экономии места широко используются латинские трехбуквенные обозначения созвездий и сокращенные обозначения различных величин. При подборе иллюстраций автор стремился исходить из мудрого замечания древних китайцев: «Один рисунок может заменить 10 000 слов». После общего списка литературы (римские цифры в квадратных скобках) даны ссылки по отдельным вопросам (арабские цифры в таких же скобках)¹; из дидактических соображений даны полные названия статей.

Составитель очень благодарен за критические замечания и ценные советы официальным рецензентам рукописи первого издания проф. Т. А. Агекяну (ЛГУ), проф. К. А. Бархатовой (УрГУ), многим сотрудникам кафедры звездной астрономии МГУ и в особенности Ф. А. Цицину, существенно откорректировавшему изложение начал звездной динамики, А. С. Шарову, просмотревшему разделы, связанные с проблемами фотометрии, П. Н. Холопову за советы по разделу «Звездные скопления» и Е. Д. Павловской, взявшей на себя нелегкий труд редактора этого пособия. Я благодарен также М. С. Тороповой за помощь в приготовлении многих чертежей. Всем названным товарищам я благодарен за советы при подготовке второго издания, а также официальному рецензенту этого издания доктору физико-математических наук И. Л. Генкину (Казахский ГУ, Алма-Ата). За ряд ценных замечаний и помощь я благодарю А. С. Расторгуева, В. П. Горанского, Ю. Н. Ефремова, А. В. Засова, И. И. Паша, А. Н. Балакирева, Д. К. Каримову и В. Г. Сурдина.

Не во всех случаях удалось последовать добрым советам. Поэтому ответственность за недостатки и упущения ложится целиком на составителя. Он встретит критические замечания, добрые советы и предложения с вниманием и благодарностью.

П. Куликовский

¹) Полу жирные цифры в круглых скобках в тексте — ссылки на разделы этой книги; обыкновенный шрифт цифр в скобках — ссылки на №№ формул.

ВВЕДЕНИЕ

Звездная астрономия изучает строение, происхождение и развитие нашей звездной системы — Галактики. Исследуя ее современное состояние, т. е. закономерности пространственного распределения и движения материи в ней, взаимозависимости различных характеристик составляющих ее объектов, а также сравнивая меж собой звездные населения различных галактик, звездная астрономия стремится к разработке общей теории происхождения и эволюции звездных систем. При 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 поглощающей свет газо-пылевой среде сложного (клочковатого) строения, движемся вместе с Солнцем и, наконец, исследовали пока лишь сравнительно небольшую часть системы. При оценках расстояний до различных структурных деталей Галактики необходимо, исследовав распределение поглощающей свет диффузной материи, тщательно учесть межзвездное поглощение света. Изучая движения в Галактике, надо в первую очередь определить движение Солнца. Расширение объема изученной области пространства поможет понять общую структуру Галактики.

Составляющие Галактику объекты — это звезды, большая часть которых входит в состав двойных, тройных и кратных систем либо обнаруживает переменность каких-нибудь физических характеристик (блеска, температуры поверхности и т. д.); это звездные скопления — рассеянные и шаровые, звездные ассоциации, звездные комплексы; это и разнообразные формы диффузной материи, образующей светлые и темные туманности, газовые и молекулярные облака, рассеянный газ, а также излучения всех частот и энергетические поля, создаваемые всеми видами материи, в частности, магнитное поле, силовые линии которого определяют траектории движения частиц космических лучей (см.: Физика Космоса. — М.: Советская Энциклопедия, 1976, с. 271—289).

В звездной астрономии функциональные зависимости и корреляционные связи между отдельными характеристиками перечисленных объектов выявляются методами статистического анализа (в наши дни с применением ЭВМ), что представляет собой характерную особенность звездной астрономии. Однако надо всегда иметь в виду, что зависимости, выявленные в окрестностях Солнца, могут оказаться иными в других областях Галактики.

Разнообразные наблюдательные данные, накопленные в основном за два-три последних века многочисленными обсерваториями всего мира, заключены в каталогах различных геометрических, кинематических и физических характеристик. Каждый каталог ограничен некоторой предельной звездной величиной; естественным является стремление использовать все более мощные инструменты и космическую технику, чтобы продвигаться все дальше «в глубь Вселенной». Перечень основных каталогов в П 2.1 сопровождается краткой их аннотацией и часто употребляющимися сокращенными обозначениями.

С 1972 г. в г. Страсбуре (Франция) действует международный «Центр астрономических данных», который концентрирует у себя все издаваемые, а также и еще не опубликованные данные обо всех объектах вне Солнечной системы и распространяет их затем в виде микрофильмов или магнитных лент среди исследователей всех стран. Центр издает свой «Information Bulletin», содержащий информацию обо всем, чем располагает Центр.

Перевод на перфокарты или магнитные ленты всех данных является тенденцией современного этапа развития астрономии. Такими массивами данных располагают, например, центр по изучению визуально-двойных звезд в Морской обсерватории США в Вашингтоне, составители Общего Каталога Переменных Звезд в Москве; Астрономический Совет АН СССР обладает копией многих материалов Центра в Страсбуре.

Прежде чем подвергнуть анализу интересующие нас характеристики, надо постараться выяснить влияние условий наблюдений на полноту статистического материала (выявить эффект наблюдателя и селекцию), учесть возможные систематические ошибки измерений и оценить реальную точность исходных данных. После этого можно приступить к главному — переходу от видимой картины исследуемой звездной системы (от любой двойной звезды до всей нашей звездной системы) к ее истинной картине. Исследованные раздельно характеристики можно сопоставить между собой, чтобы выявить наличие и характер их связей. Сопоставляя физические характеристики с кинематическими и геометрическими, мы не только получаем представление о крайней сложности современного нам устройства Галактики, но и в ряде случаев находим некоторые указания на происходящие в ней эволюционные процессы. Однако только сопоставляя все, что дает нам изучение самой Галактики, с данными о других звездных системах — галактиках (см. гл. 3) — можно надеяться решить в будущем проблему происхождения эволюции этих систем.

Правда, изучение Вселенной за пределами Галактики теперь часто выделяется в особую дисциплину — *внегалактическую астрономию*, которая, в сочетании с *космологией*, решает задачу создания теории происхождения и развития, но теперь уже в масштабах всей доступной наблюдениям области Вселенной — в Метагалактике или даже в том, что несколько туманно обозначается как «Вселенная в целом».

Отдельной дисциплиной стала теперь и *динамика звездных систем*, имеющая уже большую литературу. Мы коснемся в гл. 4 лишь самых общих понятий этой области науки.

До недавнего времени мы были ограничены изучением так называемого оптического излучения, а также, в некоторой степени, инфракрасного и радиоизлучения, доходящих до дна воздушного океана. В последние годы появились новые технические (в том числе внеатмосферные и космические) возможности исследования, которые сделали астрономию в с е в о л н о в о й. Они уже привели к открытию ряда новых явлений и новых видов космических объектов: источников рентгеновского и гамма-излучения, молекул OH , H_2 , H_2O , формальдегида H_2CO , аммиака NH_3 , таких сложных молекул, как формамид NH_2CHO , метанимин CH_3NH и многих других, и открытию пульсаров, квазаров, реликтового радиоизлучения и т. д. Все больший вклад в звездную астрономию вносят методы радиоастрономии, первые шаги которой относятся к 1930 г. Часто все 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.

Предварительный краткий обзор нашей звездной системы

Извне Галактика, вероятно, похожа на спиральную галактику типа Sb или Sc или промежуточного типа Sbc (например, на NGC 7331, M31 (см. рис. 101) или M101 (рис. 1). В этих галактиках наряду с ядром имеются спиральные ветви, облака пыли и газа (близко к основной плоскости) и большое гало, охватывающее всю систему. Диаметр Галактики не менее 30 кпк, расстояние Солнца от центра 8—10 кпк. Солнце расположено почти в средней плоскости системы — всего на 15—17 пк к северу от нее. Всего в Галактике примерно $2 \cdot 10^{11}$ звезд.

Как это будет описано ниже подробнее, Галактика состоит из большого числа взаимопроникающих *подсистем*, каждая из которых отличается составом входящих в нее объектов и обнаруживает различные пространственного распределения по отношению к галактической плоскости и к центру системы. В совокупности своей данные о пространственном распределении всех подсистем дают возможность определить направление на центр Галактики как на центр симметрии всех подсистем:

$$\alpha_{1950,0} = 17^{\text{h}}42^{\text{m}},4 = 265^{\circ},6, \quad \delta_{1950,0} = -28^{\circ},9 \text{ (Sgr)}.$$

Подсистемы по-разному участвуют во вращении Галактики, различаются дисперсией пекулярных скоростей (о них см. 22—23) и имеют разный возраст.

Одной из характеристик вращения Галактики может служить круговая скорость на расстоянии Солнца ($\sim 8-10$ кпк) от центра Галактики, равная $\sim 220-250$ км·с $^{-1}$.

Возраст Галактики оценивается не менее 15—20 млрд. лет. Светимости (болометрические) подавляющего большинства звезд

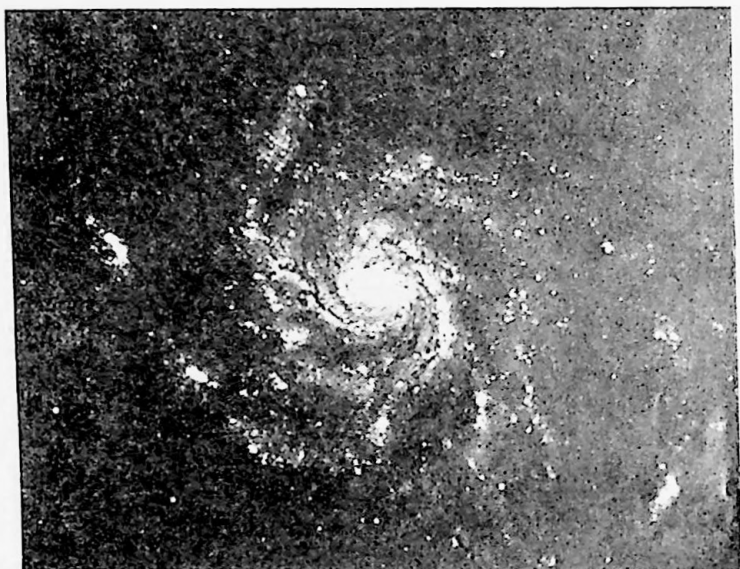


Рис. 1. Спиральная галактика М 101. Вероятно, на нее похожа наша Галактика.

заключены в пределах от $\sim 10^{-4}$ до 10^5 светимостей Солнца ($L_{\odot} = 3,86 \cdot 10^{33}$ эрг·с $^{-1}$), диаметры звезд — от 10—20 км (нейтронные звезды) до сотен млн. км, массы большинства звезд — от 0,1 до ~ 60 масс Солнца ($M_{\odot} = 1,99 \cdot 10^{33}$ г), температуры поверхности от 2500 до 100 000 К ($T_{\text{эфф}} \cong 6000$ К). Как было сказано, кроме одиночных звезд имеется много звезд, являющихся компонентами двойных, тройных и вообще кратных систем различных видов. Таковы, например, спектрально-двойные, затменно-двойные и некоторые другие виды кратных звезд. Входящие в состав Галактики *рассеянные звездные скопления*, диаметрами от 1' до 400', насчитывают каждое 10^2-10^3 звезд. Таких скоплений известно уже около 1000. После того, как научились определять расстояния до рассеянных скоплений, оказалось, что их диаметры заключены в пределах от 1,5 до 15 пк. В *шаровых скоплениях* (диаметр от 1' до 20', иначе — от 15 до 200 пк) насчитывается по $5 \cdot 10^4-5 \cdot 10^7$ членов. Шаровые скопления имеют большие интегральные светимости, чем рассеянные, и могут наблюдаться на очень больших расстояниях от нас. Их распределение на небесной сфере (рис. 2)

говорит о том, что Солнце находится вне совокупности большинства известных (~ 130) шаровых скоплений.

Диффузная материя в Галактике проявляет себя в виде *светлых* (отражающих свет близких к ним звезд или возбуждаемых излучением этих звезд) или *темных* (газо-пылевых) *туманностей*.

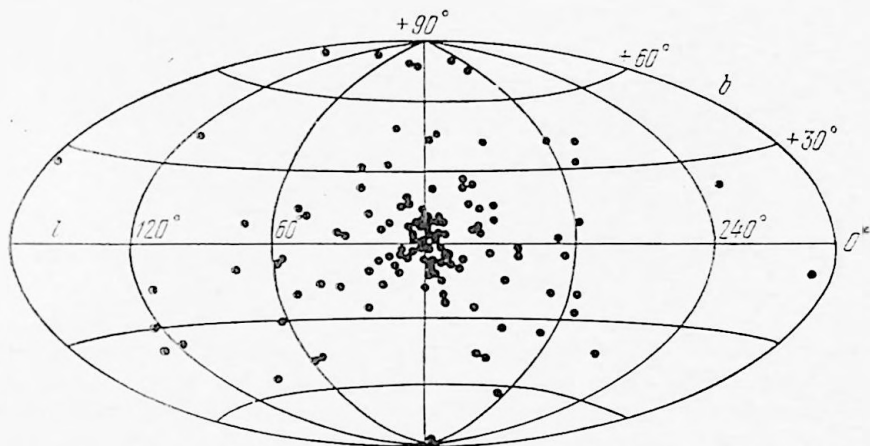


Рис. 2. Видимое распределение шаровых скоплений на небесной сфере (в галактической системе координат, см. П. 3).

Туманности ослабляют блеск находящихся за ними звезд и вызывают их *покраснение*. Газовые облака в межзвездном пространстве вызывают поглощение в отдельных линиях в спектрах более далеких звезд. Известно уже более 60 видов межзвездных молекул [1], иногда довольно сложного строения: разреженный газ и плазма дополняют перечень того, что можно встретить в Галактике. Разумеется, гравитационные поля и электромагнитные излучения, а также космические лучи и нейтрино пронизывают каждый кубический сантиметр «пустого» межзвездного пространства Галактики ¹⁾.

Межзвездные газ и пыль образуют тонкий слой, который в центральной части Галактики имеет толщину менее 100 пк, а на расстоянии Солнца достигает ~ 300 пк (при средней плотности порядка 1 атома на $2-3$ см³). По наблюдениям на волне 21 см на расстоянии 15 кпк от центра Галактики толщина слоя в 3—4 раза больше околосолнечной, причем весь этот слой обнаруживает искривление (рис. 3а): он отклоняется к северу от плоскости Галактики в направлении l от 0° до 180° и к югу в противоположной

¹⁾ Исключительно интересная и информативная книга Р. Г. Подольного появилась в конце 1983 г. в серии «Жизнь замечательных идей» издательства «Знание». Она посвящена истории проблемы понятия вакуума и называется «Нечто по имени ничто» (192 с.).

Солнца составляет $\sim 1,5\text{--}2$ кпк, ширина ветвей в плоскости Галактики ~ 1 кпк. Здесь до сих пор происходит звездообразование. Третья часть — малоплотное *гало* почти сферической формы, охватывающее всю Галактику. В гало находятся старые звезды и старые шаровые скопления. Внешнее гало называют *коронай* (рис. 4).

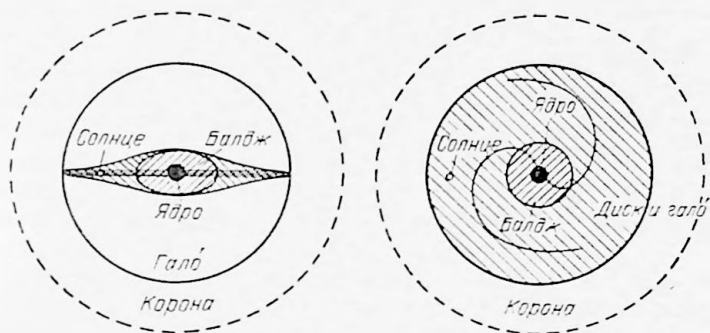


Рис. 4. Схема строения Галактики (вид сбоку и вид с северного полюса Галактики). Показано примерное положение Солнца; точное число спиральных ветвей не установлено.

В гл. 3 будет подробно рассмотрено строение Галактики и характеристики различных образующих ее подсистем. Так, указанные три основные части Галактики можно характеризовать их *галактической концентрацией*, выраженной, например, средним по модулю расстоянием объектов данного типа от галактической плоскости. Среднее расстояние молодых звезд O и B , расположенных по одну сторону от основной плоскости, составляет около 50 пк, гигантов G , K , M — 180 пк; они принадлежат диску. Для переменных типа RR Лиры это расстояние больше 1000 пк, а шаровые скопления почти не показывают галактической концентрации при большой концентрации их к центру Галактики (рис. 2 и (43)).

В гл. 1 будут рассмотрены вопросы кинематики звезд, т. е. закономерности звездных движений, в гл. 4 дается представление о силах, действующих в пределах нашей звездной системы и определяющих особенности кинематики составляющих ее объектов.

1. Основные звездно-статистические задачи и методы

Практическая доступность машинного счета делает теперь возможным широкое применение ЭВМ для решения многих звездно-астрономических задач. Применяя разнообразные статистические методы, не следует, однако, упускать из виду, что реальная Вселенная для своего адекватного и полного описания, вероятно, может потребовать учета большего числа факторов, чем уже известно.

Из большого числа звездно-статистических задач выделим несколько типовых.

1) 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 в зависимости от m и b , т. е. $A(m, b)$, либо в зависимости от m , b и l — $A(m, b, l)$. Функция $A(m)$ 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 ко все более слабым звездам; увеличение числа звезд по мере приближения к средней линии Млечного Пути (*галактическая концентрация*); наличие ряда областей на небе с заметным увеличением числа звезд (таковы, например, звездные скопления, звездные облака, особенно заметные в области центра Галактики, и некоторые другие области). Другим примером очень важной функции распределения является *функция светимости* $\varphi(M)$ (38).

2) Выявление связей (функциональных или корреляционных) между различными характеристиками. Иногда эти связи выражаются формулами, параметры которых определяются из данных наблюдений методом наименьших квадратов либо методом максимального правдоподобия, иногда — в виде таблиц или диаграмм. Например, зависимость «период — светимость» для цефеид может быть выражена формулой (см. с. 48) или графиком (рис. 21), а зависимость «спектр — абсолютная звездная величина» — знаменитой диаграммой Герцшпрунга — Рассела (рис. 12).

3) Выявление зависимостей между различными функциями распределения, что позволяет по одним функциям находить другие. Например, по $A(m)$ и $\varphi(M)$ находить пространственную звездную плотность $D(r)$ (53).

Как было сказано (с. 12), собрав наблюдательный материал по какой-нибудь звездной характеристике, сначала надо оценить влияние наблюдательной селекции и решить, можно ли по данной выборке судить объективно о звездном населении в целом (или об определенной 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, позволят 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 определении пространственной плотности звезд.

Из теории вероятностей и из математической статистики, которые заслуживают самого пристального внимания¹⁾, в первую очередь необходимы следующие понятия и методы:

1) Характеристики точности измерений (*средние квадратические ошибки, вероятные ошибки*). Принцип назначения *весов* p при осреднении.

2) *Функции распределения* одномерных совокупностей данных (*дифференциальная функция, или функция плотности и интегральная функция*); 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) *Распределение Пуассона.*

5) Двумерные совокупности данных: *функциональные зависимости, корреляционные связи, коэффициенты линейной корреляции; уравнения регрессий и коэффициенты регрессий.*

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

7) *Метод наименьших квадратов.*

8) *Метод наибольшего правдоподобия.*

2. Наблюдательный материал

Материалом для звездно-астрономических исследований являются: 1) *геометрические* данные — *точные положения* на небе (в одной из систем сферических координат) возможно большего числа избранных объектов, их расстояния от нас;

2) *кинематические* данные — движения объектов в пространстве относительно Солнца или относительно центроида этих объектов (19) (в дальнейшем — относительно центра Галактики);

3) *физические* характеристики — видимый блеск m , температура поверхности T (определяемая в первом приближении по спектральному классу Sp), видимый цвет C , светимость L (или абсолютная звездная величина M), размеры, массы и средние плотности звезд или иных объектов. Если речь идет о светлых или темных

¹⁾ Обращаем особое внимание читателя на книги Т. А. Агеяна «Теория вероятностей для астрономов и физиков» (М.: Наука, 1974, 264 с.) и «Основы теории ошибок для астрономов и физиков» (2-е изд. — М.: Наука, 1972, 170 с.), а также на «Математическую обработку наблюдений» Б. М. Щиголева (3-е изд. — М.: Наука, 1969, 344 с.) и «Статистику для физиков» Д. Худсона (М.: Мир, 1970, 296 с.). Строгое векторное изложение математической статистики и ее приложений к звездной астрономии дано в «Введении в звездную статистику» Р. Курта (под ред. А. С. Шарова. — М.: Мир, 1969, 122 с.).

туманностях, то определяются их видимая поверхностная яркость, угловые размеры и оптические толщины, поляризация света и т. д.

Характеристики объектов, выявляющиеся в итоге наблюдений в ультрафиолетовом, рентгеновском, гамма-диапазонах, в инфракрасных лучах и радиодиапазоне, также изучаются звездно-астрономическими методами.

Некоторые наблюдаемые величины искажены *условиями наблюдений* — поглощением и рассеянием света в земной атмосфере, не пропускающей излучений с длиной волны короче 0,3 мкм, либо межзвездной средой (таковы, например, видимая звездная величина, видимый показатель цвета, поляризация и т. д.), в то время как другие сразу отражают свойства, присущие самим объектам (таковы, например, светимость звезды, ее спектральный класс, размеры, масса и др.).

Ниже дано конспективное напоминание методов определения из наблюдений перечисленных выше характеристик. Основные источники наблюдательных данных указаны в П 2.1.

3. Системы сферических координат. Галактические координаты

Положение объекта на небесной сфере в какой-нибудь момент однозначно определяется двумя числами в одной из систем сферических координат. Одно из них дает угловое расстояние от *основной* плоскости этой системы (аналогично географической широте φ), другое, отсчитываемое вдоль линии пересечения небесной сферы основной плоскостью системы, указывает положение большого круга, проходящего через полюсы и объект (аналогично географической долготе λ).

Выбор системы связан с особенностями поставленной задачи.

Определение собственных движений μ естественно производить в *экваториальной системе*, в которой измеряются прямые восхождения α и склонения δ на меридианных и вертикальных кругах либо на негативах, снятых при помощи астрографов. При решении звездно-астрономических задач естественно пользоваться (как это впервые сделал В. Гершель) системой *галактических координат*, для которых основной плоскостью является плоскость Галактики (Млечного Пути). Определить эту плоскость оказалось непросто. 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. 5). Причиной этого является небольшое возвышение Солнца над основной плоскостью Галактики ¹⁾.

¹⁾ Любопытно отметить, что плоскость симметрии в расположении пульсаров также оказалась ниже плоскости галактического экватора на ~ 20 пк, что совпадает со многими другими оценками возвышения Солнца над основной плоскостью Галактики.

Разнообразные наблюдения (в том числе инфракрасные и радиоастрономические) дают для северного полюса этого малого круга (иначе говоря, для *северного полюса Галактики*) следующие экваториальные координаты (равноденствие 1950,0): $\alpha_n = 12^h 49^m = 192^\circ,25$, $\delta_n = +27^\circ,4$ (созвездие Com). Большой круг, соответствующий этому полюсу, принимается за *галактический экватор*. Он составляет угол в $62^\circ,6$ с плоскостью небесного экватора; α_{1950} восходящего узла $18^h 49^m,0 = 282^\circ,25$, $l = 33^\circ,0$. Южный полюс Галактики находится в созвездии ScI. На малом круге, отстоящем примерно на 1° к югу от галактического экватора, находится *центр Галактики*, положение которого принято теперь считать совпадающим с интенсивным радионисточником весьма малых угловых размеров, обозначаемым как SgrA ($\alpha_{1950} = 17^h 42^m,6$; $\delta_{1950} = -28^\circ 56'$). Начало отсчета галактических долгот перенесено как можно ближе к центру Галактики и ведется от круга галактических широт, составляющего угол в $123^\circ,00$ с направлением на полюс мира эпохи 1950,0 года (иначе говоря, галактическая долгота северного полюса мира 1950,0 $l = 123^\circ,00$). Радионисточник Sgr A, совпадающий с центром Галактики, находится лишь в $30''$ от этого круга. Возрастание l идет в том же направлении, что и возрастание α . Галактические координаты не меняются со временем, как меняются вследствие прецессии экваториальные координаты. Они меняются лишь из-за собственного движения звезды и вращения Галактики (см. с. 93). При определении галактических координат употребляются таблицы (Ann. Lund Obs., 1961, v. 15, v. 16; сокращенные таблицы см. П 2.5), в которые надо ввести с экваториальными координатами эпохи 1950,0, или номограммы, либо формулы

$$\begin{aligned} \sin b &= \sin \delta \cos 62^\circ,6 - \cos \delta \sin 62^\circ,6 \sin (\alpha - 282^\circ,25), \\ \sin (l - 33^\circ,0) \cos b &= \sin \delta \sin 62^\circ,6 + \cos \delta \cos 62^\circ,6 \sin (\alpha - 282^\circ,25), \\ \cos (l - 33^\circ,0) \cos b &= \cos \delta \cos (\alpha - 282^\circ,25), \end{aligned} \quad (1)$$

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

Для определения l нужны обе последние формулы, так как одна формула даст значение $\sin (l - 33^\circ,0)$, а другая — знак $\cos (l - 33^\circ,0)$ и, следовательно, квадрант, в котором находится l .

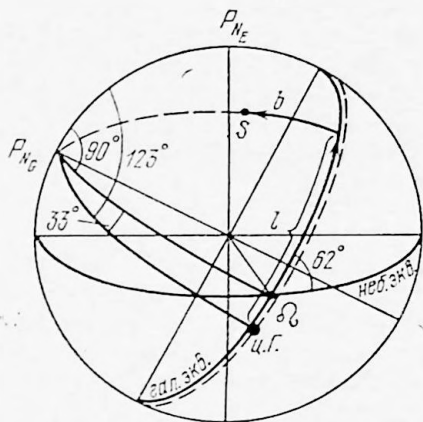


Рис. 5. К установлению галактической системы координат: Ц. Г. — центр Галактики, S — звезда (координаты l и b), штриховая линия — средняя линия Млечного Пути, угол 123° — l круга галактических широт, проходящего через северный полюс мира эпохи 1950,0; угол 33° — l восходящего узла галактического экватора.

4. 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. Введенное еще в древности (Гиппархом) деление видимых невооруженным глазом звезд на шесть «видимых величин» оказалось отражением общего психофизиологического закона Вебера — Фехнера, определяющего соотношение «ощущения» (в нашем случае это блеск m) и «раздражения» (освещенность E). Связь m и E выражается формулой

$$m = a + b \lg E, \quad (2)$$

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 это отношение равным 100, чтобы логарифм отношения освещенностей был точно равен 0,400, а отношение

$$\frac{E_m}{E_{m+1}} = \sqrt[5]{100} = 2,512. \quad (3)$$

Полезно запомнить, что

$$\begin{aligned} \frac{E_m}{E_{m+2}} &= 6,31, & \frac{E_m}{E_{m+3}} &= 15,85, \\ \frac{E_m}{E_{m+4}} &= 39,81, & \frac{E_m}{E_{m+5}} &= 100,00. \end{aligned}$$

Величина a в формуле (2) — нуль-пункт шкалы звездных величин. Он устанавливается международным соглашением астрономов путем выбора *фотометрического стандарта*. Сначала таким стандартом была Полярная звезда, затем — примерно сотня звезд Северного Полярного Ряда (NPS). Теперь существует большое число одиночных звезд, звезд в окрестностях переменных звезд, звезд — членов звездных скоплений, звезд в специально выбранных площадках (например, во многих SA — «Избранных площадках» Каптейна, см. Хронологию 1905 г.) с очень точными фотоэлектрическими определениями звездных величин. Такие звезды могут служить стандартами при проведении фотометрических работ. Пользуясь шкалой звездных величин, опирающейся на *соотношение Погсона* (3), можно определить блеск любого источника (в том числе таких ярких, как Луна и Солнце).

В зависимости от участка длин волн, охватываемого *кривой спектральной чувствительности* приемника радиации или, точнее, *кривой реакции инструмента*, куда входит также учет поглощения в оптике, различают разные *фотометрические системы*, например, употреблявшиеся ранее в *визуальной*, охватывающую

интервал длин волн от 0,38 до 0,70 мкм, с максимумом чувствительности 0,59 мкм, и *фотографическую* (0,36—0,54 мкм) с максимумом 0,42 мкм (рис. 6). В 50-х годах Джонсоном и Морганом [2] была разработана широко используемая *UBV*-система (длины волн

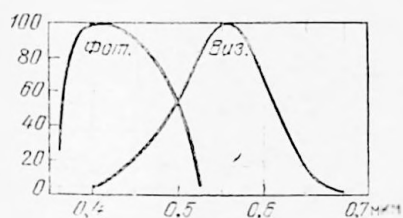


Рис. 6. Кривые спектральной чувствительности (визуальная и фотографическая).

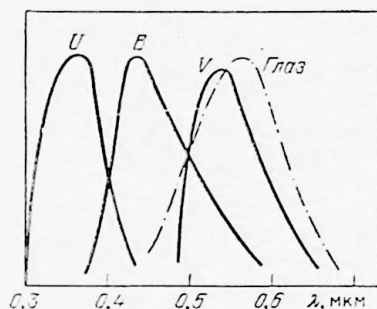


Рис. 7. Кривые чувствительности в фотометрической системе *UBV*; штрихпунктиром намечена кривая дневной чувствительности глаза (кривая ночной чувствительности близка к кривой *B*).

от 0,30 до 0,70 мкм — рис. 7). Для более глубокого изучения физических свойств источников излучения система *UBV* была продолжена в сторону более длинных волн, для которых земная атмосфера имеет «окна прозрачности» (для волн короче 0,29 мкм она

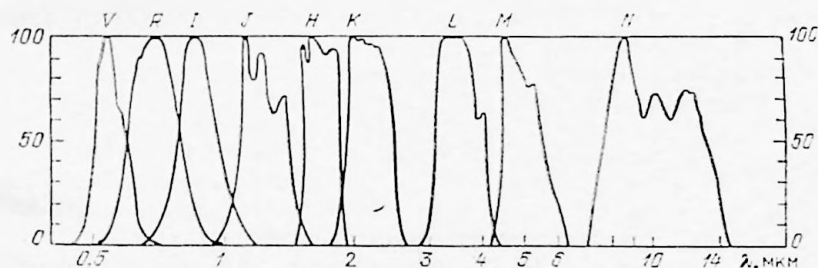


Рис. 8. Кривые чувствительности системы *VRIJHKLMN*.

почти непрозрачна). В длинноволновой области были выделены звездные величины *VRIJHKLMNQ* (рис. 8). В табл. 1 приведены средние длины волн λ_0 кривых реакций и их полуширины $\Delta\lambda$ ¹⁾

¹⁾ Имеется в виду ширина кривой чувствительности на уровне, равном половине максимального. Кривые с полушириной больше 0,3 мкм называются *широкополосными*, при $\Delta\lambda$ от 0,1 до 0,3 — *среднеполосными*, а при $\Delta\lambda < 0,1$ мкм — *узкополосными*. В некоторых фотометрических системах одновременно бывают кривые реакции двух типов.

в мкм. Все виды звездных величин после учета межзвездного поглощения (51, 52) считаются совпадающими для звезд спектрального класса A0 V.

Таблица 1

	U	B	V	R	I	J	H ¹⁾	K	L	M	N	Q
λ_0	0,36	0,44	0,55	0,70	0,90	1,25	1,60	2,20	3,4	5,0	10,2	22,0
$\Delta\lambda_0$	0,07	0	0,09	0,21	0,23	0,30	0,30	0,58	0,7	1,1	4,3	7,5

¹⁾ Добавлено в 1967 г. Э. Мендосой (BoI. Obs. Ton. e Tas., 1967, v. 4, p. 114).

Несмотря на широкое распространение системы *UBV* (Страсбургский центр располагает каталогом, содержащим 73 000 измерений для 53 000 звезд в этой системе) и продолжение ее в длинноволновую часть спектра, эту систему нельзя считать идеальной. Продолжаются поиски таких фотометрических систем, 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. Особенно ценны средние и узкополосные системы, хотя они и несколько теряют в предельной звездной величине. В прекрасной монографии В. Л. Страйжиса «Многоцветная фотометрия звезд» [3] дан анализ всех существующих фотометрических систем звездных величин и цветов, в том числе очень распространенной четырехцветной среднелосновой системы Стремгрена *uvby*¹⁾. Многообещающей является так называемая Вильнюсская система *UPXYZVTS*, разработанная Страйжисом и его сотрудниками (табл. 2) [3].

Таблица 2

	U мкм	P мкм	X мкм	Y мкм	Z мкм	V мкм	T мкм	S мкм
λ	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	~0,02	~0,02

В Вильнюсской системе все звездные величины, не искаженные поглощением, совпадают для O-звезд.

¹⁾ См. также [III, т. I, гл. XXV].

Фотометрические системы могут быть реализованы фотографически или фотоэлектрически. Для каждой системы подбираются фотопластинки, фотоэлементы или фотоумножители и специальные фильтры. Точность фотографических звездных величин в среднем около $0^m,1$, она выше при измерениях пластинок на прищевом микрофотометре и при условии наличия фотоэлектрического стандарта на той же пластинке. Точность фотоэлектрических каталогов в видимой области спектра составляет $\pm 0^m,01—0^m,02$. В редких случаях точность может достичь нескольких тысячных долей звездной величины. Предел точности ставит нестабильность прозрачности земной атмосферы.

Особенно стремятся при помощи современных электрофотометров изучить как можно более слабые звезды, для которых получение детальных спектрограмм требует больших питающих инструментов, а изученная зависимость спектра от показателей цвета дает возможность получения значительной информации о физических характеристиках звезды на основе фотометрии в различных лучах.

Можно указать некоторые другие возможности дальнейшего развития звездной фотометрии:

1) электронная фотография, позволяющая расширить шкалы стандартов на звезды, пока недоступные фотоэлектрической фотометрии;

2) применение телевизионной техники, которая при экспозициях 10—20 секунд дает возможность обнаруживать и изучать сверхкороткопериодические колебания блеска, а методом сравнения телевизионного изображения с ранее полученной «стандартной» фотографией открывать сверхновые звезды в других галактиках;

3) внеатмосферная (космическая) электрофотометрия. В связи с этим отметим проект «Гиппаркос» (США), в программу которого включена *UVV*-фотометрия $\sim 400\,000$ звезд.

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 — вот способы расширения возможностей фотометрии звезд и достижения много большей точности, чем теперь.

Каталог звездных величин более 20 000 звезд, определенных фотоэлектрическими методами, опубликован Бланко, Демерсом и др. в 1968 г. [4]; в [VII, 25—28] помещен аннотированный список основных источников фотометрических данных. В 1981 г. в Киеве вышел «Атлас и Каталог фотоэлектрических стандартов звездных величин» (Наукова Думка, 218 с., библиогр. 111); см. также [5].

Изменение m за сто лет (от изменения расстояния от Солнца):

$$\Delta m = +2^m,22 \cdot 10^{-4} V, \pi.$$

5. Спектральные классификации звезд

а) Разработка *одномерной* спектральной классификации Гарвардской обсерватории была связана с составлением каталога звездных спектров HD¹⁾ («Каталога Генри Дрэнера»). Спектральные классы O, B, A, F, G, K, M с дополнительными классами:

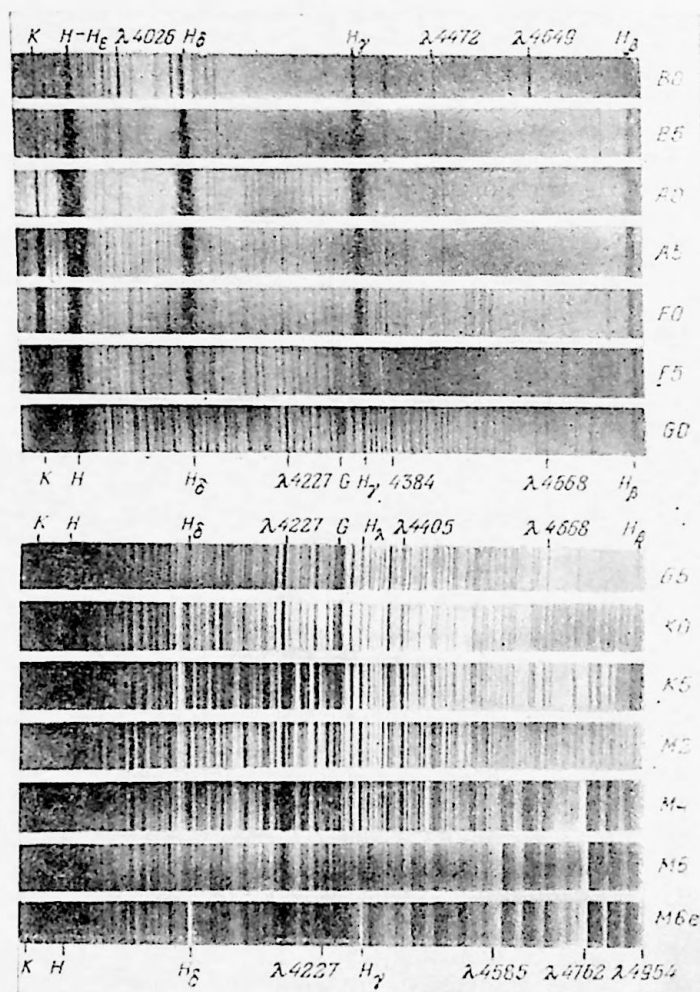


Рис. 9. Гарвардская спектральная классификация.

S — звезды с полосами оксидов титана и циркония отходят от общего ряда после класса K, углеродные звезды C с полосами CN и

¹⁾ См. П. 2.1Б на с. 231.

C_2 (раньше обозначались R и N; отходят после класса G) описаны во многих изданиях (см. также рис. 9 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

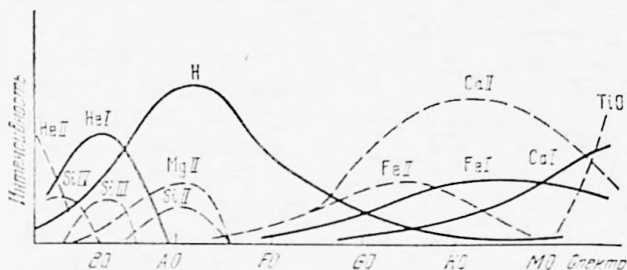


Рис. 10. Плавное изменение интенсивности спектральных линий — основа гарвардской шкалы звездных спектров.

будущих возможных открытий). Вскоре возникла необходимость отмечать различные особенности (например, различную светимость), выявившиеся у звезд одного и того же спектрального класса. Открыв в 1905 г. (см. Хронологию) деление звезд поздних классов на карлики и гиганты, Э. Герцинг ввел дополнительные буквы d (dwarf — карлик) или g (giant — гигант), которые вводились перед обозначением спектрального класса. Плавное изменение интенсивности спектральных линий поглощения вдоль шкалы спектров (рис. 10), в основе которого лежит непрерывное изменение температуры поверхности от так называемых «ранних» — горячих (спектральных классов O, B, A) к «поздним» — холодным (K, M, S, C=N—R) классам, позволило ввести дополнительные, десятичные (а иногда — для звезд O—B и M — и более мелкие — полудесятичные) подклассы, которые помещались после обозначения спектрального класса. Для различных интервалов спектральной классификации намечены пары линий, по отношениям интенсивности которых особенно удобно проводить классификацию в данном интервале спектральных классов (см. рис. 11). В дальнейшем, ради сохранения плавности изменений интенсивности спектральных линий, пришлось отказаться от ранее намеченных подклассов dK7—dK9 и gK6—gK9. Характеристика обнаружен-

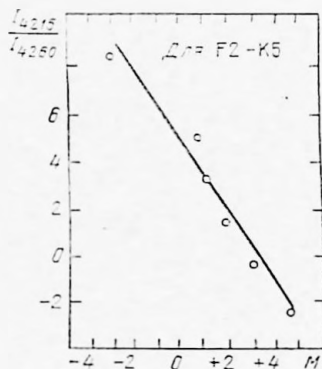


Рис. 11. Отношение интенсивностей двух линий (SrII/FeI) как функция M (для спектральных классов F2—K5).

ность ввести еще один параметр в классификацию спектров — *класс светимости* и создать двумерную классификацию.

б) *Двумерная Йеркская спектральная классификация* Моргана, Кинэна, Келмана (МКК, позднее — с 1953 г. — МК): после основного обозначения спектрального класса римской цифрой (от I до VII) указывается *класс светимости*, соответственно принадлежности звезды к одной из *последовательностей*, наметившихся на эмпирической диаграмме Герцшпрунга — Рассела (Г — Р), иначе, диаграмме «спектр — светимость» (см. раздел 9 и рис. 12). Основным параметр, влияющий на внешний вид линий и дающий «критерий светимости», — это давление в атмосфере звезды на глубинах, ответственных за появление тех или иных линий. Рис. 13

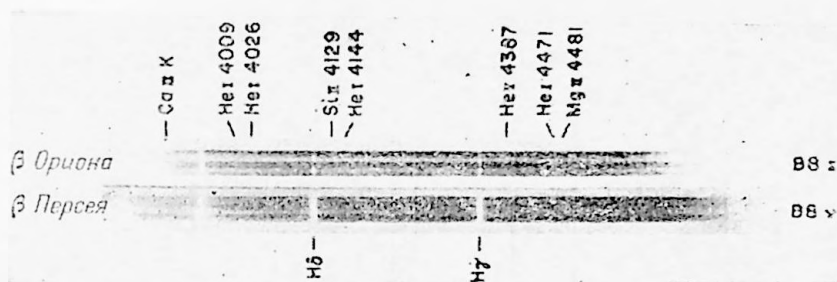


Рис. 13. Влияние светимости на ширину спектральных линий.

показывает явное влияние 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 простого деления звезд поздних спектральных классов на звезды-карлики и звезды-гиганты и выделения класса сверхгигантов стали указывать характеристику светимости, при этом *субкарлики* позднее получили обозначение цифрой VI. А 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 определения классов светимости, как было сказано, служат отношения интенсивностей специально подобранных пар линий [6, с. 93—122].

Для двумерной спектральной классификации МКК в 1943 г. ее авторами был издан фотографический «Атлас звездных спектров», содержащий образцы спектров, сравнение с которыми спектрограммы какой-нибудь звезды дает возможность определить ее 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, с. 320—329].

На Абастуманской астрофизической обсерватории АН ГрузССР проведена весьма надежная МК-классификация спектров 10 396 звезд в 42 SA, расположенных от $b+72^\circ$ до -17° (Бюлл. ААО №№ 29—38, 1955—1970, см. также [7]).

в) *Трехмерная спектральная классификация* (французская ¹⁾) для спектров от О до G, основанная на изучении непрерывного



Рис. 14. Регистрограмма спектров двух звезд в области бальмеровского скачка: ϵ Per (B0.5 V) и α Per (к объяснению трехмерной французской классификации).

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 хими-

спектра, была разработана в 1952—1956 гг. в Парижском Астрофизическом институте под руководством Д. Шалонжа [8]. 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. 14) у $\lambda_0 = 3650$ нм, пропорциональная отношению содержания 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 скачком, зависящий от

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

ческого состава: у ряда гигантов класса К полосы цнана (CN) были ненормально слабыми. Оказалось, что все эти звезды — «бегуны» (т. е. звезды с большими пространственными скоростями; таковы, например, δ Lep, у которой даже $V_r \sim 185$ 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. Эти аномалии химсостава обнаруживает также подавляющее число переменных звезд типа RR Lyr, которые, вероятно, как и шаровые скопления, являются старыми объектами. По-видимому, все старые звезды бедны элементами тяжелее He.

Таким образом, определение металличности может дать оценку возраста звезды. Таблица 3 иллюстрирует вывод, полученный

Т а б л и ц а 3

	Объекты				
	диск	Солнце	звезды с большими скоростями V	гало	шаровые скопле- ния
Индекс металличности $\lg \left[\frac{m}{H} \right] - \lg \left[\frac{m}{H} \right]_{\odot}$	$-0,1$	0	$-0,5 \div -2,0$	$-1,5$	$-1,3$
Возраст (в млрд. лет)	$<0,1$	~ 5	7—12	12	9—13

из совокупности всех данных об эволюции звезд, о чем будет подробнее рассказано ниже: чем меньше индекс металличности, тем старше звезды, — в ней даны значения логарифма отношения содержания элементов тяжелее гелия к содержанию водорода по сравнению со значением этой величины для Солнца.

Кроме перечисленных, имеется ряд спектральных классификаций, охватывающих узкие спектральные интервалы (например, классификация О-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 А-звезд с быстрым вращением (A_n) и медленным (A_s) Д. Хинкеа (1936) и т. д.).

6. Показатели цвета, нормальные цвета, избытки цвета. Различные цветовые диаграммы

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

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

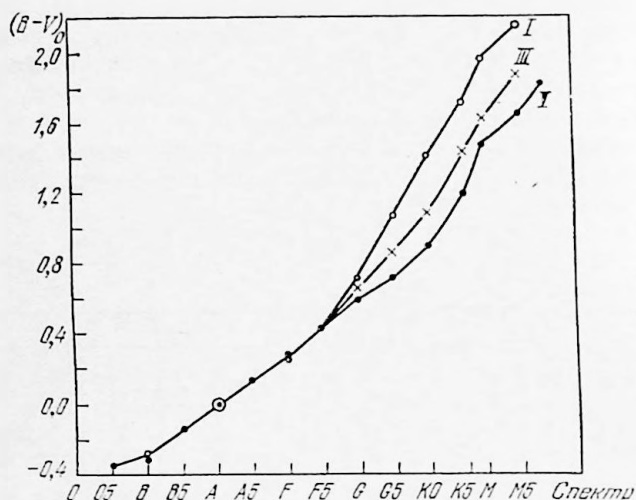


Рис. 15а. Показатели цвета $(B - V)_0$ в функции спектрального класса для трех классов светимости.

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, $B - V = -0^m,22$). *Нормальный цвет*, т. е. цвет, присущий звездам данного спектрального класса, можно измерить у близких звезд (или в таких областях неба, для которых межзвездное поглощение пренебрежимо мало). На рис. 15а показана связь *нормальных* цветов $(B - V)_0$ со спектральными классами для трех последовательностей диаграммы Герцшпрунга — Рассела (о них см. раздел 9 и рис. 12). В П 2.8 и 2.7 приведены современные данные о нормальных цветах и абсолютных величинах звезд разных классов светимости. По ним можно составить аналогичные графики для $(U - B)_0$ или комбинированные графики, показывающие изменения $(B - V)_0$ и $(U - B)_0$ со спектром для различных последовательностей. Для примера на рис. 15б показан график для звезд Главной Последовательности.

Все виды звездных величин в системе $UBVRI...$ звезд $A0V$, блеск которых не искажен межзвездным поглощением, совпадают, т. е. все показатели цвета этих звезд равны нулю. На рис. 15 а это отмечено кружком с точкой.

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 испытывающих разное межзвездное поглощение, то точки лягут на *линию нарастающего покраснения* (рис. 16). В первом приближении это прямые линии, параллельные друг другу; лишь при больших значениях поглощения они несколько искривляются.

Разности измеренного и нормального цветов

$$\begin{aligned} E_{U-B} &= (U - B) - (U - B)_0, \\ E_{B-V} &= (B - V) - (B - V)_0 \end{aligned}$$

называются *избытками цвета*, соответственно, в системах $U - B$ и $B - V$. Если есть готовая двухцветная 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 V она примерно равна 3,0 (см. раздел 51.2). Наклон линий покраснения определяется значением отношения E_{U-B}/E_{B-V} . Оно бывает в среднем 0,72, но иногда доходит до 0,88. Это изменение наклона отражает зависимость закона поглощения ($\sim \lambda^{-1}$) от различной ориентации пылинки несферической формы в различных частях Галактики под влиянием ее магнитных полей (см. ниже).

В некоторой области диаграммы линии нарастающего покраснения пересекают кривую нормальных цветов более одного раза. Только независимое от фотометрии знание S_p поможет выбрать нужную точку пересечения. Более строгое рассмотрение показывает, что величина R может считаться постоянной лишь для

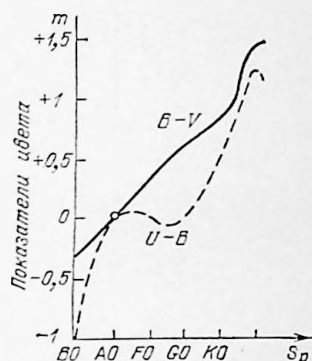


Рис. 15б. Графики изменения $(B - V)_0$ и $(U - B)_0$ со спектральным классом для звезд Главной Последовательности (Г. П.).

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 [3] (см. рис. 76, а и 76, б).

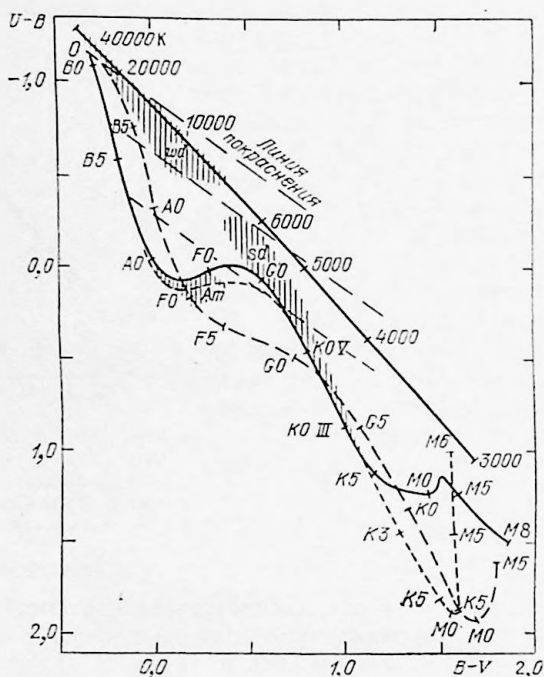


Рис. 16. Схема двухцветной диаграммы: нижняя сплошная линия — последовательность V, прерывистая с короткими штрихами — II, прерывистая с длинными штрихами — I, верхняя сплошная линия — абсолютно черные тела различной температуры. Заштрихованы области, занимаемые белыми карликами (sd), субкарликами (sd) и металлическими звездами (Am). По данным [3, с. 122] (ср. с рис. 76).

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 опреде-

лив спектральные классы отдельных звезд в системе MK (т. е. с учетом класса светимости), можно определить M_V и $E_{R-V} = (B - V) - (B - V)_0$ и составить график $V - M_V$ по E_{R-V} (рис. 17). Наклон прямой даст искомое значение R .

Многочисленные определения величины R дают достаточно согласные результаты. Однако для некоторых мест (например, в областях звездообразования) R оказывалось > 3 .

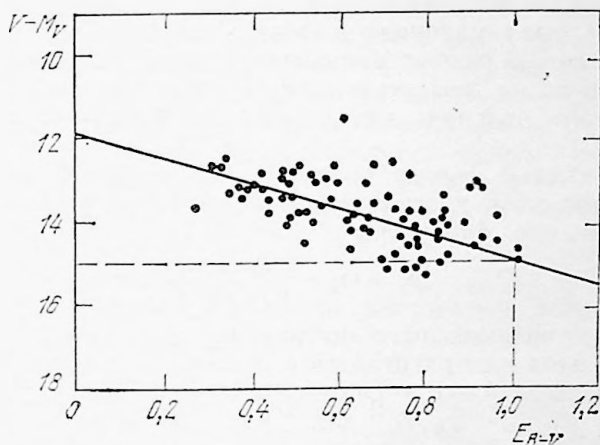


Рис. 17. График $V - M_V$ по E_{B-V} для определения R (по данным о двойном скоплении Π и χ Per). Видно, что величина R близка к 3.

В 1953 г. Джонсон и Морган [2] ввели величину Q_{UBV} (так называемый параметр Джонсона), равную $(U - B)_0 - \frac{E_{(U-B)}}{E_{(B-V)}} (B - V)_0$, которая в первом приближении не зависит от межзвездного поглощения.

Построение двуцветной диаграммы с ее линиями 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.

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: $p=0,06A_V$, говорит о межзвездной природе поляризации света звезд.

Галактические магнитные поля, одинаково ориентируя частицы межзвездной пыли удлиненной формы, вызывают различную поляризацию света в разных направлениях¹⁾ и тем самым изменяют рассеяние света на межзвездных пылинках, которое лежит в основе сложного явления, называемого *межзвездным поглощением света*.

В Вильнюсской фотометрической системе [3; IX, с. 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_{XYZ}) , для G-звезд — диаграммы (Q_{UPY}, Q_{XZS}) , для К — М-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 [10].

¹⁾ Согласно теории Дэвиса и Гринстайна [9] 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 (доля поляризованного излучения) 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 в них газовых потоках и расширяющихся оболочках. В атмосферах белых карликов сильные магнитные поля вызывают частичную поляризацию излучения.

7. Болометрические звездные величины. Болометрические поправки

Из наблюдений на поверхности Земли можно получить звездную величину только в определенном интервале длин волн. Регистрации излучения на всем протяжении спектра невозможна.

Фотометрическая система *болометрических величин* звезд является системой, учитывающей в себе 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 получаюся с помощью вычислений, основанных на предположении, что звезды представляют собой абсолютно черные тела, излучение которых $I(\lambda, T)$ подчиняется закону Планка

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5} \left(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1 \right)^{-1}, \quad (4)$$

где c_1 и c_2 — постоянные, и удовлетворяет закону Стефана — Больцмана

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

где R — радиус звезды, T — абсолютная эффективная температура $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5}$ эрг·с⁻¹·см⁻²·град⁻⁴. Спектры имеют большое количество темных линий. Поэтому их излучение лишь приближенно является планковским ²⁾ и формула (5) 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, $L_b = \int_0^\infty I_\nu d\nu$, где I_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

$$\text{В. С.} = 2,5 \lg \frac{I_V}{I_b} + C = 2,5 \lg \frac{\int_0^\infty I_\nu S_\nu d\nu}{\int_0^\infty I_\nu d\nu} + C, \quad (6)$$

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

²⁾ Правда, некоторые звезды дают распределение энергии в спектре, очень сходное с абсолютно черным телом; таковы, например, белые карлики, ядра планетарных туманностей и некоторые другие ([3], с. 119—120).

где S_v — полный коэффициент реакции, определяющий систему звездных величин V . Постоянная C выбирается так, чтобы $B. C. = 0$ для звезд с $T_{\text{eff}} = 6000\text{—}7000$ К (т. е. для звезд F3—F5). $B. C.$ для всех других спектральных классов имеет отрицательный знак и несколько отличается для различных последовательностей на диаграмме Герцшпрунга — Рассела (Г — Р), см. рис. 18.

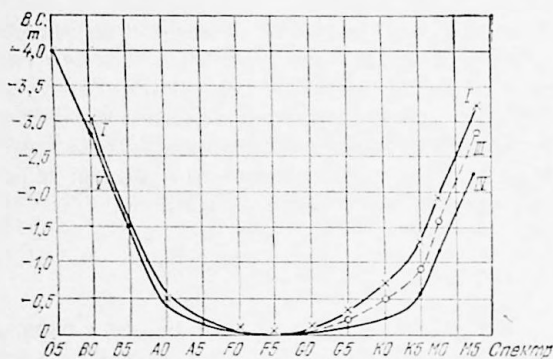


Рис. 18. Болометрические поправки ($B. C.$) для звезд трех последовательностей (I, III и V) диаграммы Г — Р.

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

8. Тригонометрические параллаксы звезд

Параллаксом звезды π называется угол в прямоугольном треугольнике звезда — Земля — Солнце, где отрезок звезда — Солнце является гипотенузой, а малый катет равен 1 а. е. Знание параллакса звезды эквивалентно знанию ее расстояния от нас, так как

$$\pi = 1/r,$$

где π выражен в секундах дуги, а r — в *парсеках* (пк). Парсек — расстояние, соответствующее параллаксу в $1''$ и равное $3,262$ светового года $\sim 30,857 \cdot 10^{12}$ км ≈ 31 тыс. млрд. км.

Обращение Земли вокруг Солнца вызывает *параллактическое смещение* звезды. При отсутствии заметного собственного движения (см. раздел 11), звезда в течение года опишет *параллактический эллипс*, большая ось которого расположена параллельно эклиптике, а его центр соответствует гелиоцентрическому положению звезды, т. е. положению звезды, рассматриваемой как бы из центра Солнца. Если же звезда обладает заметным μ , то в течение года она опишет некоторую петлю.

Теоретически лучше определять π по изменениям эклиптических долгот. На практике всегда определяют π по изменениям α и лишь на обсерватории Сиула (США) определяют π также и по изменению δ .

Параллактическое смещение звезды по α 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. О первых измерениях параллакс звезд см. П 1. Хронология, годы 1835—1840.

8.1. Определение абсолютных тригонометрических параллакс. В 1892 г. Я. Каптейн предложил изящный, но теперь совершенно оставленный метод фотографического определения параллакса звезд.

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, четвертая — еще через полгода (причем каждый раз с небольшими сдвигами кассеты), после чего пластинка проявляется. Смещения P и Q (рис. 19) изучаемой звезды, помимо упомянутых небольших сдвигов кассеты, включают влияние π и μ , где μ_{λ} — компонент собственного движения, параллельный эклиптике:

$$P = A + \mu_{\lambda}/2 + 2\pi, \quad Q = B + \mu_{\lambda}/2 - 2\pi,$$

откуда

$$P + Q = D + \mu_{\lambda}, \quad P - Q = C + 4\pi.$$

Постоянные C и D определяются по измерениям величин P и Q для нескольких звезд фона, для которых π и μ считаются очень малыми. 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. В итоге получим π и μ_{λ} , откуда и μ_{α} . Хотя сам Я. Каптейн измерил параллакс 248 звезд в одном участке неба, оказалось, что точность недостаточно высока. В дальнейшем этот метод был оставлен из-за выявившегося несовершенства фотографического процесса, которое связано с тем, что скрытое изображение с течением времени становится больших размеров и меньшей контрастности, так что измерения первого и последующих изображений становятся неравноточными.

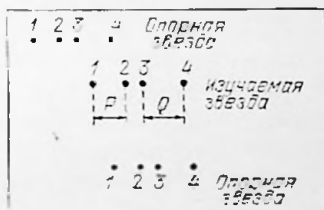


Рис. 19. Схема определения π методом Каптейна.

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

8.2. Метод Ф. Шлезинджера. Ф. Шлезинджер предложил (1910—1911) получать параллаксы звезд из измерений не с одной, а с нескольких пластинок, снятых с длиннофокусным астрографом в течение двух — трех наблюдательных сезонов. На пластинках измеряют прямоугольные координаты x и y исследуемой звезды и нескольких более слабых *опорных звезд* (11^m — 14^m), выбираемых неподалеку от нее. Они должны равномерно окружать определяемую звезду и не содержать звезд с большими μ или μ . Эти последние выявятся своими большими остаточными отклонениями при совместной обработке измерений опорных звезд методом наименьших квадратов. Для приведения всех измерений к системе так называемой *стандартной* (основной) *пластинки*, за которую обычно выбирают одну из пластинок, составляют условные уравнения вида

$$X_i = ax_i + by_i + c, \quad Y_i = dx_i + ey_i + f$$

(всего $2n$ уравнений при числе опорных звезд n), где x_i и y_i — координаты опорных звезд на i -й пластинке, а X_i и Y_i — координаты тех же звезд на стандартной. Величины a, b, c, d, e и f для каждой пластинки определяются по способу наименьших квадратов. Они учитывают влияние различия начал координат, масштабов, ориентировки двух сравниваемых пластинок.

Зная для каждой пластинки величины a, b, c, d, e, f и координаты изучаемой звезды x_{oi}, y_{oi} на ней, получаем положение этой звезды, приведенное к стандартной пластинке:

$$X_{oi} = ax_{oi} + by_{oi} + c.$$

Таким образом для каждой пластинки, приведенной к стандартной, можно составить для измеряемой звезды разность координат, которая будет отражать влияние параллактического смещения и собственного движения:

$$X_{oi} - X_0 = \Delta p_\alpha \pi + \Delta t_i \mu_\alpha + c, \quad (7)$$

где X_0 — координата изучаемой звезды на самой 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; p_α — меняется от 0 до 1; Δt_i — промежуток времени между получением i -й пластинки и стандартной. Несколько пластинок дадут возможность определить по способу наименьших квадратов искомые неизвестные π и μ_α .

Полученный параллакс является *относительным*, так как определен по отношению к выбранным опорным звездам. Надо определить средний параллакс группы опорных звезд, чтобы, прибав-

вив его к относительному, получить *абсолютный* параллакс. Определенные этими способами параллаксы называются *тригонометрическими* и обозначаются π_r .

На основе большого числа данных об определенных разными методами (о которых см. ниже) параллаксах звезд различного блеска, находящихся на различных галактических широтах, составлены подробные таблицы сглаженных значений $\bar{\pi}(m, b)$, которые используются при *абсолютизации* относительных параллаксов (см. табл. 5 в разделе 20.4).

Средняя точность определения π_r характеризуется вероятной ошибкой $\pm 0''.008$; лишь лучшие определения имеют ошибку $\pm 0''.002-0''.003$.

Всего сделано более 20 000 определений π_r для $\sim 15\,000$ звезд. К сожалению, различия в определениях π_r на разных обсерваториях часто превосходят указанную величину случайных ошибок¹⁾.

При определении π_r необходимо учитывать влияние разности звездных величин определяемой звезды и средней звездной величины опорных звезд (см. на с. 55 об ошибке *уравнения блеска*). Для ослабления этого влияния Ф. Шлезинджер употреблял одновременно вращающийся во время экспозиции сектор внутри трубы вблизи центра пластинки (куда должно попасть изображение изучаемой яркой звезды) и предобъективную дифракционную решетку, стараясь довести Δm до $\leq 0^m,25$.

Из 5822 параллаксов каталога Л. Дженкинса (ГСЛҮ, см. П 2.1Б) самый большой принадлежит звезде Проксима (Ближайшая) Кентавра ($0''.762$), более 30 звезд имеют параллакс $> 0''.2$, ~ 200 звезд с $\pi > 0''.1$, еще около 800 звезд имеют $\pi > 0''.05$ (однако даже в сфере радиусом 20 пк это, вероятно, лишь часть общего числа звезд!). Немалое число звезд в ГСЛҮ имеют $\pi = 0''.000$ с различной степенью точности. Наконец, 715 звезд имеют *отрицательные* параллаксы (тогда как параллакс, что вытекает из его определения, — величина *положительная*). Очевидно, что с уменьшением параллакса увеличивается *относительная* ошибка его определения. При больших относительных ошибках измерений увеличивается вероятность получения отрицательного значения параллакса. При ошибке определения π , равной величине самого π , около 16% всех определений могут оказаться отрицательными. Еще одной возможной причиной появления отрицательных значений параллаксов может оказаться незамеченное включение в число опорных звезд одной-двух близких звезд. В этом случае, исключив эти звезды, надо провести перевычисление всех постоянных формул перехода от измеренных координат к стандартным и заново определить π_r .

¹⁾ О «внутренних» и «внешних» ошибках определений параллаксов звезд см. статью К. Стрида «Тригонометрические звездные параллаксы» [6, с. 55—63].

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

$$\psi(x) = \varphi(x) - \frac{1}{(2h)^2} \varphi''(x) + \frac{1}{(2h)^4} \varphi^{IV}(x) - \dots + \frac{1}{(2h)^{2p}} \varphi^{2p}(x), \quad (8)$$

где h — мера точности, равная $0,7071/m$ (m — средняя ошибка), или $h=0,4769/\rho$ (ρ — вероятная ошибка).

В основе метода Эддингтона лежит предположение об однородности группы объектов, измерявшихся с одинаковой точностью, а также о нормальном законе распределения случайных ошибок.

В 1926 г. Ф. Дайсоном [11] опубликована формула, выведенная по его просьбе А. Эддингтоном, дающая поправки к наблюдаемым значениям любых величин, в частности π_{tr} , за влияние случайных ошибок:

$$\Delta\pi = \overline{\sigma^2} \frac{\varphi'(\pi)}{\varphi(\pi)}, \quad (9)$$

где $\overline{\sigma^2}$ — среднее значение квадрата средней квадратической ошибки отдельных определений π_{tr} в группе звезд, для которых $\varphi(\pi)$ — сглаженная кривая частот измеренных параллаксов, а $\varphi'(\pi)$ — ее производная.

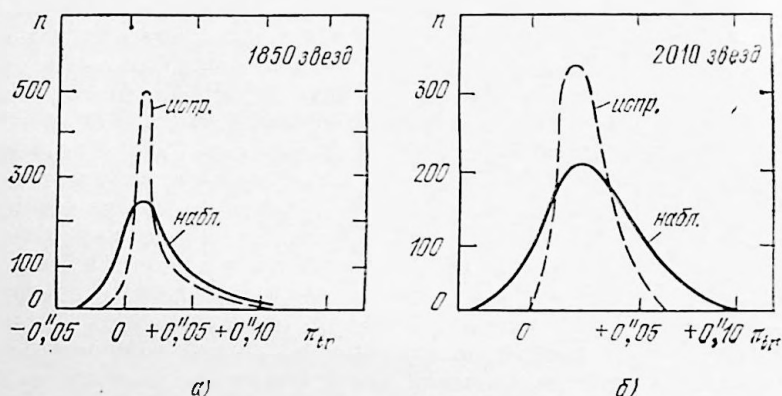


Рис. 20. Исправление наблюдаемой функции распределения π_{tr} за систематическое влияние случайных ошибок измерений (данные обсерваторий Аллегени (а) и Иельской (б)).

Формула (9) дает возможность исправить каждое значение π_{tr} и получить наилучшее приближение к его истинному значению. В итоге введения этой поправки почти все отрицательные π_{tr} перешли в область положительных значений. Рис. 20 показывает кривые

$\psi(x)$ и $\varphi(x)$, построенные по материалам обсерваторий Аллегени (1850 значений π_{1r}) и Йельской (2010 π_{1r}) [12].

При исправлении по формуле (9), когда для малых параллаксов значения их увеличиваются, а для больших параллаксов поправки получаются отрицательными, т. е. поправки имеют систематический характер, надо быть осторожным в употреблении этого метода. Исправленные по формуле (9) индивидуальные параллаксы можно использовать в статистической обработке, но не с целью получения их функции распределения. Кривые могут оказаться перенесенными. Повторим, что формула (9) может быть применена для исправления за влияние случайных ошибок любых величин, определяемых из наблюдений ¹⁾.

8.4. Заключительные замечания. Объем пространства, внутри которого можно рассчитывать на надежность π_{1r} , имеет радиус всего ~ 70 пк (при расстоянии в 10 000 пк до центра Галактики!). Некоторые, однако, не советуют уходить дальше 25 пк при вычислении M по π_{1r} . Таким образом, основываясь на одних только тригонометрических параллаксах, нельзя надеяться изучить строение всей нашей звездной системы. Однако все иные методы определения звездных параллаксов (см. раздел 10) в конечном счете базируются на данных о звездах с измеренными π_{1r} . Надо отметить, что среди 5822 звезд GСлУ и 1970 звезд Дополнения к нему 1963 года лишь около 100 звезд слабее 14^m. Предстоит еще большая работа как по уточнению π_{1r} более ярких звезд, так и по массовому определению π_{1r} более слабых звезд. Успехи в выполнении параллактических программ живо интересуют специалистов в области звездной астрономии.

За последние лет десять К. Стрэнд опубликовал несколько каталогов параллаксов, определенных им с новым астрометрическим рефлектором обсерватории Флагстаф (отделение Морской обсерватории США в Вашингтоне).

В США готовится космический проект «ГИППАРКОС» (High Precision PARallax Collecting Satellite), в программе которого точные определения π и μ (предполагаемая точность $\pm 0''.002$) $\sim 100\,000$ звезд (в том числе $\sim 64\,000$ звезд ярче 9^m) и UBV -фотометрия для $\sim 400\,000$ звезд.

Изменение π со временем (за сто лет) $\frac{d\pi}{dt} = -1.024 \cdot 10^{-4} V_{\pi} \pi^2$. Пока такую малую величину нельзя измерить даже для самых близких звезд. Вывод этой формулы см. [11, т. II, с. 486].

¹⁾ Критическое рассмотрение проблемы и современную постановку задачи, опирающуюся на математический аппарат решения некорректных задач, см. в статье С. А. Кутузова «К вопросу об исправлении наблюдаемого распределения за ошибки измерения» в кн.: Звездные скопления и проблемы звездной эволюции.— Свердловск: Изд. УрГУ, 1983, с. 3—11.

9. 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 пк. 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 пк, а π — в секундах дуги.

В табл. П 2.4 дано соотношение между величинами π , r и так называемым *модулем расстояния* $m - M$, т. е. разностью видимой и абсолютной звездных величин, которая в отсутствие межзвездного поглощения является функцией лишь π или r .

При наличии межзвездного поглощения $A(r)$ формулы принимают вид

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi - A(r) \quad \text{или} \quad M = m + 5 - 5 \lg r - A(r). \quad (10)$$

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 M_{bol} — болометрическая абсолютная звездная величина (см. раздел 7).

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 :

$$\sigma_M = 5 \text{ Mod } \frac{\sigma_\pi}{\pi}, \quad \text{где } \text{Mod} = 0,4343, \quad \text{т. е. } \sigma_M = 2,17 \frac{\sigma_\pi}{\pi}.$$

Если относительная ошибка параллакса будет равна $\pm 15\%$ (при средней ошибке $\pm 0'',008$ параллаксы должны в этом случае быть больше $0'',050$, т. е. расстояние r меньше 20 пк), то ошибка абсолютной звездной величины $\sigma_M = \pm 0^m,3$. Однако наблюдаемый для таких звезд общий разброс в пределах каждой последовательности на диаграмме Герцшпрунга — Рессела (см. ниже) около $\pm 1^m,0$. 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

$$\lg L_V = 0,4 (4^m,83 - M_V) \quad (11a) \quad \text{или} \quad L_V = 2,512^{(4^m,83 - M_V)}, \quad (11b)$$

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

Отношение светимостей двух звезд дается соотношением

$$\lg \frac{L_1}{L_2} = 0,4 (M_2 - M_1). \quad (12)$$

Светимости подавляющего числа звезд заключены в пределах от $10^{-4}L_{\odot}$ до 10^1L_{\odot} , хотя имеются звезды с абсолютной звездной величиной $M = -9^m$ (т. е. $L \cong 3 \cdot 10^5 L_{\odot}$) 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 десятков или даже сотен лет.

Сопоставление на графике абсолютных звездных величин звезд и их спектральных классов дает диаграмму «спектр — светимость» или, иначе, диаграмму Герцшпрунга — Рассела (Г — Р). На рис. 12 была представлена диаграмма Г — Р, составленная по материалам Приложения 2, таблиц 10, 11, 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 небе 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 Г — Р, построенной по всем звездам с π_d , можно проследить семь так называемых *последовательностей*. Римскими цифрами I—VII обозначены *классы светимости*, т. е. принадлежность к одной из следующих *последовательностей*:

Последовательности или классы светимости

- 0 — Ia Ярчайшие сверхгиганты
- Ia Яркие сверхгиганты
- Iab Промежуточные сверхгиганты
- Ib Слабые сверхгиганты
- II Яркие гиганты
- III Нормальные гиганты
- IV Субгиганты
- V Главная Последовательность (Г.П.), к которой принадлежит более 90% наблюдаемых звезд Галактики
- VI¹⁾ Субкарлики
- VII¹⁾ Белые карлики.

Как было отмечено выше, обозначение класса светимости в двумерной классификации МК следует за гарвардским обозначением спектрального класса. Построение диаграмм Г — Р для раз-

¹⁾ Любопытно отметить что эти обозначения впервые появились в советской литературе; раньше их обозначали sd (subdwarf) и wd (white dwarf); об обозначении их спектров см. с. 28.

личных звездных ансамблей, как например для рассеянных и шаровых скоплений (см. 42—43), стало мощным средством изучения эволюции звезд, определения их расстояний от нас, а также возраста различных звездных групп¹⁾.

10. Фотометрические расстояния

Для определения фотометрических расстояний r служит формула

$$m - M = 5 \lg r - 5 + A(r), \quad (13)$$

где $m - M$ — модуль расстояния, $A(r)$ — межзвездное поглощение в данном направлении до расстояния r (в тех же лучах, к которым относятся m и M). Отсюда

$$r = 10^{\left(\frac{m - M - A(r)}{5} + 1\right)}. \quad (14)$$

Для определения r по формуле (14) мы должны определить (или оценить) M , исходя из статистической зависимости между M и какой-либо другой физической характеристикой, полученной по объектам с измеренными тригонометрическими параллаксами, либо другими методами определения, например, методами определения расстояний звездных скоплений (10.4). Разновидностями фотометрических параллаксков будут, например, *спектральные параллаксы*, *цефеидные параллаксы* и т. д.

10.1. Спектральные параллаксы. В 1913—1914 гг., опираясь на открытое Э. Герцшпрунгом деление звезд поздних спектральных классов на карликов и гигантов, В. Адамс и А. Колюшоттер (США) предложили метод определения светимостей звезд по отношению интенсивностей специально подобранных пар спектральных линий. Различия в строении звездных атмосфер звезд-карликов и звезд-гигантов одного и того же спектрального класса зависят от величины ускорения силы тяжести g на данном расстоянии от центра звезды и от плотности ρ атмосферы на этом расстоянии²⁾. Эти различия и вызывают различия в интенсивностях некоторых линий, «чувствительных к светимости», как о них говорят.

Таковыми парами линий являются, например, для ранних спектральных классов K/H_γ или K/H_δ , а для более поздних спектральных классов $HeII\ 4200\text{\AA}/CaI\ 4227\text{\AA}$, $CN4180\text{\AA}/$ непрерывный спектр, $SrII\ 4077\text{\AA}/FeI\ 4071\text{\AA}$, $SrII\ 4215\text{\AA}/FeI\ 4260\text{\AA}$ (см. рис. 11) или

¹⁾ Мощность излучения Солнца ~ 2 эрг·с⁻¹ на 1 грамм массы. Имеются звезды, излучающие в десятки и сотни тысяч раз больше или меньше, чем Солнце, тогда как массы звезд (13) различаются лишь в десятки — сотни раз. Это приводит к заключению об отличии возрастов (или продолжительности «жизни») звезд высокой светимости (10^5 — 10^8 лет) от возрастов звезд низкой светимости (10^9 — 10^{12} лет).

²⁾ Чем меньше $g = GM/R^2$ и давление p (и, следовательно, плотность ρ), тем выше ионизация и интенсивность соответствующих линий в спектре.

Ca 4455 Å/Sr II 4215 Å. Измерив отношение интенсивностей этих пары по калибровочной кривой, составленной для определенного интервала M (как на рис. 11) на основе данных о звездах с измеренными $\pi_{\text{г}}$, можем оценить M и по формуле (10) получить параллаксы, называемые в этом случае *спектральными* $\pi_{\text{сп}}$ (но не спектроскопическими!) параллаксами¹⁾.

Относительную ошибку спектрального параллакса σ_{π}/π можно оценить в среднем величиной $\sim 12\%$ для спектров с большой обратной дисперсией и до 30–40% для спектров с малой обратной дисперсией. Таким образом, за пределами сферы с радиусом $\sim 20\text{--}25$ пк $\pi_{\text{сп}}$ оказываются точнее, чем $\pi_{\text{г}}$. Тем самым область возможного определения звездных параллаксов чрезвычайно расширяется. К началу семидесятых годов определены $\pi_{\text{г}}$ около 60 000 звезд.

10.2. Цефеидные параллаксы и параллаксы других физических переменных. У переменных типа RR Lyr, δ Cep, W Vir, α Ceti и β CMa обнаружена статистическая зависимость «период — светимость» ($P - M$) (рис. 21). Она

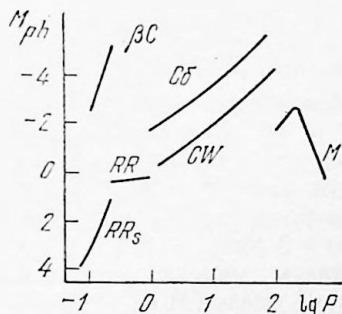


Рис. 21. Зависимость «период — светимость» для нескольких типов физических переменных звезд.

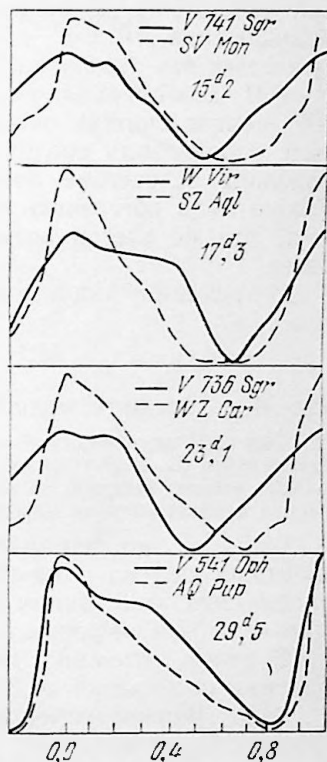


Рис. 22. Образцы кривых блеска переменных звезд типов Сб (штриховые линии) и CW (сплошные линии) одних и тех же P

позволяет по периоду переменной и точному определению типа переменности найти ее светимость, а затем и расстояние. Зави-

¹⁾ Выше было отмечено, что 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 интенсивности линий.

симось $P-M$, впервые обнаруженная в 1908 г. Генриеттой Ливитт для долгопериодических цефеид Малого Магелланова Облака (ММО), имеет интересную историю ¹⁾. Выявившееся разделение долгопериодических цефеид на два типа — $S\delta$ и SW , которые при одном и том же периоде отличаются формой кривой блеска (рис. 22), позволило отнести их соответственно к плоской и сферической составляющим Галактики. Это привело в 1952 г. к необходимости удвоить все внегалактические расстояния ²⁾, тогда как расстояния до шаровых скоплений, оценивавшиеся по переменным типа $RR\ Lyg$, и оценка размеров Галактики остались без существенных изменений. Проблему нуль-пункта зависимости $P-M$ долгопериодических цефеид (их сейчас известно около 800) 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.

Современное аналитическое выражение этой зависимости имеет вид

$$M_V = -1^m,18 - 2,90 \lg P,$$

где M_V — средняя медианная абсолютная звездная величина [13].

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 форме кривых блеска).

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 3 000 000 пк = 3 Мпк.

10.3. Фотометрические параллаксы других типов объектов. Оценки M_V новых звезд в максимуме блеска ³⁾ (в среднем $\sim -7^m$) отодвигают предел определения расстояний до 10 Мпк, определе-

¹⁾ История установления нуль-пункта этой зависимости ярко описана В. Бааде в его курсе лекций «Эволюция звезд и галактик» [XXIII]. См. также книгу Ю. Н. Ефремова «В глубины Вселенной» (3-е изд. — М.: Наука, 1981).

²⁾ Пересмотр шкал внегалактических расстояний был в первую очередь связан с тем, что, как оказалось, светимость $S\delta$ на $1^m,5$ выше, чем у SW , а часть изменений шкалы расстояний произошла благодаря уточнению фотометрических шкал стандартов SA . Кроме того, была устранена ошибка отождествления ярких облаков HII со сверхгигантами в галактике $M\ 100$.

³⁾ Оценка M_V получается из оценки расстояния, основанной на сопоставлении скорости расширения оболочки (по V_r в эпоху максимума блеска) с угловыми размерами диффузной светлой оболочки, измеренными у некоторых N через несколько лет после вспышки.

ние интегральных M шаровых скоплений (в среднем -8^m) — до 25 Мпк; абсолютные величины сверхновых (SN) в максимуме блеска (от -16^m до -20^m) дают возможность определения расстояний до 100 Мпк. Дальше можно воспользоваться красным смещением z в спектрах галактик, но это уже не фотометрический метод определения расстояний.

10.4. Фотометрические расстояния звездных скоплений. Об определении параллаксов звезд — членов движущихся рассеянных скоплений — будет сказано на с. 122. Для

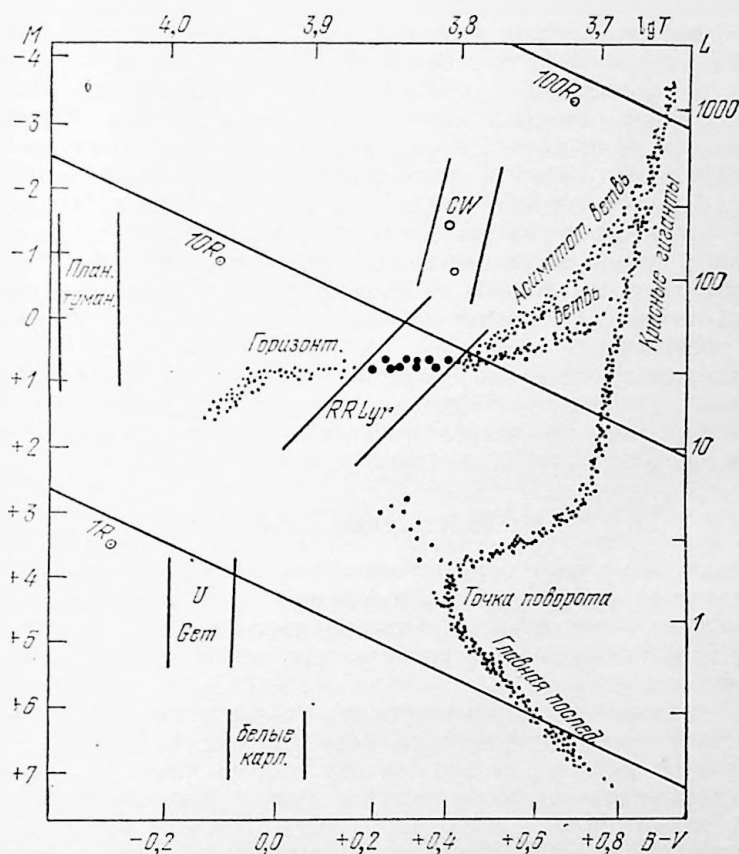


Рис. 23. Схема диаграммы Г—Р шаровых скоплений.

других рассеянных скоплений можно определить расстояние, совместив главную последовательность диаграммы «цвет — видимая величина» скопления с Главной Последовательностью общей диаграммы Г — Р, 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. 15) 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. с. 125). 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. 64 вверху) с диаграммой $\Gamma - P$, построенной по скоплениям с известными расстояниями (рис. 23). Для определения расстояния можно также использовать медианную ¹⁾ абсолютную величину M короткопериодических переменных звезд типа RR Лирь, которая по статистическим исследованиям μ этих звезд равна в среднем $+0^m,6$, или использовать точки поворота ветви субгигантов на главную последовательность, которая в среднем у шаровых скоплений соответствует $M \cong +4^m,0$. Сопоставляя абсолютные величины с соответствующими оценками видимого блеска, исправленными за межзвездное поглощение, получим модуль расстояния.

Некоторые отклонения от приведенных средних значений, выявляемые у различных шаровых скоплений, объясняются различиями химического состава и связаны с разным возрастом этих скоплений (48).

11. Собственные движения

Годичное угловое перемещение звезды, после того как учтено изменение координат звезды вследствие прецессии, называется ее *собственным движением* μ . Оно выражается в секундах дуги в год. Измерение μ ведется раздельно по двум экваториальным координатам: μ_α и μ_δ .

За не слишком длинные промежутки времени μ можно считать величиной постоянной (об ее переменности см. ниже), однако компоненты μ_α и μ_δ нельзя считать постоянными, так как вследствие прецессии углы координатных осей с направлением μ непрерывно меняются.

Сравнивая точные меридианные положения звезды, определенные в разные эпохи наблюдений, получим так называемые *абсолютные*, или *меридианные*, μ . Их определение возможно пока лишь для звезд ярче $9-9^m,5$. Другой путь определения μ , применимый для определения заметных μ ($\sim > 0'',01$), — сравнение двух снимков, полученных по возможности с одним и тем же астрографом,

¹⁾ Среднюю между максимумом и минимумом.

с интервалом в несколько лет (лучше — несколько десятков лет). Измерение смещения изучаемой звезды по отношению к нескольким так называемым *опорным звездам*, которые мы считаем неподвижными, даст *относительное* μ . Затем его надо привести к абсолютному при помощи так называемой *абсолютизации* (см. ниже).

Если известны абсолютные μ всех опорных звезд, то сразу получают абсолютное μ и для исследуемой звезды. В этом случае можно измерять μ любых звезд, а не только звезд с большими μ или звезд близких.

В первом случае необходимо сначала привести все положения звезды, определенные в различные годы, к одному равноденствию (например, к эпохе равноденствия 1950,0 или 2000,0), что требует тщательного учета прецессии. Для этого служат точные формулы или основанные на них таблицы. После учета прецессии надо все положения привести к одной и той же фундаментальной системе.

Среди фундаментальных каталогов наиболее распространены два: GC, содержащий координаты и собственные движения 33 342 звезд, и FK4 — положения и μ 1535 звезд (см. П 2.1, а также [14] и книгу П. И. Бакулина [15]). 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 также имеет систематические ошибки. Заканчивается работа по составлению более совершенного фундаментального каталога FK5, в котором много новых фундаментальных звезд, включая некоторые звезды до $\sim 9^m, 0$.

После приведения всех данных к одной системе надо каждому положению назначить вес p . Вес какого-нибудь каталога $p = \sigma_0^2 / \sigma^2$, где σ — оценка среднего значения вероятной ошибки данных этого каталога¹⁾, а σ_0 — вероятная ошибка, соответствующая единице веса в фундаментальной системе. Единице веса в системе GC соответствует вероятная ошибка $\sigma_{\alpha} = \pm 0,020 \text{ sec } \delta$ для α и $\sigma_{\delta} = \pm 0'',30$ для δ . Веса каталогов уменьшаются по мере перехода в прошлое; даже Пулковские каталоги, созданные в середине XIX в., имеют вес всего $\sim 0,1$ веса современных нам каталогов.

После этого можно определять μ_{α} и μ_{δ} , решая методом наименьших квадратов условные уравнения вида

$$\begin{aligned}\alpha_i &= \alpha_0 + \mu_{\alpha} (t_i - t_{0\alpha}), \quad \text{вес } p_{i\alpha}, \\ \delta_i &= \delta_0 + \mu_{\delta} (t_i - t_{0\delta}), \quad \text{вес } p_{i\delta},\end{aligned}\tag{15}$$

где α_0 и δ_0 — положение звезды в эпохи $t_{0\alpha}$ и $t_{0\delta}$. Решение этих уравнений даст следующие значения:

$$\alpha_0 = \frac{[\alpha p_{\alpha}]}{[p_{\alpha}]}, \quad t_{0\alpha} = \frac{[t p_{\alpha}]}{[p_{\alpha}]}, \quad \mu_{\alpha}^s = \frac{[\Delta \alpha \Delta t_{\alpha} p_{\alpha}]}{[(\Delta t_{\alpha})^2 p_{\alpha}]},$$

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

где $\Delta\alpha = \alpha_i - \alpha_0$, $\Delta t_\alpha = t_i - t_{0\alpha}$, и

$$\delta_0 = \frac{[\delta p_\delta]}{[p_\delta]}, \quad t_{0\delta} = \frac{[t p_\delta]}{[p_\delta]}, \quad \mu_\delta'' = \frac{[\Delta\delta \Delta t_\delta p_\delta]}{[(\Delta t_\delta)^2 p_\delta]},$$

где $\Delta\delta = \delta_i - \delta_0$, $\Delta t_\delta = t_i - t_{0\delta}$. Вероятные ошибки полученных μ_α и μ_δ будут

$$\sigma_{\mu_\alpha} = \pm \frac{\sigma_{0\alpha}}{\sqrt{[(\Delta t_\alpha)^2 p_\alpha]}}, \quad \sigma_{\mu_\delta} = \pm \frac{\sigma_{0\delta}}{\sqrt{[(\Delta t_\delta)^2 p_\delta]}},$$

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 числа использованных каталогов и их точности, а также от Δt . При $\Delta t \approx 50$ лет и большом числе точных каталогов можно рассчитывать получить точность около $\pm 0'',002/\text{год}$. Положения, измеренные в разные эпохи, надо исправить за неточность принятой прецессионной постоянной. Со времен В. Я. Струве вплоть до 20-го века использовалось полученное им значение постоянной прецессии. До последних лет при всех редукциях бралась постоянная прецессии, определенная С. Ньюкомом в 1895—1905 гг. Однако и она уже требует уточнения. В 1975 г. В. Фрикке [16] получил следующие формулы для поправок непосредственно μ_α и μ_δ за неточность постоянной прецессии Ньюкома:

$$\begin{aligned} \Delta\mu_\alpha'' &= 0'',0019 \cos \delta - 0'',0044 \sin \alpha \sin \delta, \\ \Delta\mu_\delta'' &= -0'',0044 \cos \alpha. \end{aligned}$$

Полное собственное движение вычисляется по формуле

$$\mu = \sqrt{(15\mu_\alpha'' \cos \delta)^2 + \mu_\delta''^2}, \quad (16)$$

а его направление (позиционный угол φ) по формуле

$$\operatorname{tg} \varphi = \frac{15\mu_\alpha'' \cos \delta}{\mu_\delta''}. \quad (17)$$

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 коор-

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

динаты изучаемых звезд и нескольких (но не менее трех) *опорных звезд*. Однако при измерениях на негативах проявляются ошибки измерительного прибора, абберации объектива, с которым получены негативы, и личная систематическая ошибка наведения. Эта последняя ошибка может быть почти полностью устранена употреблением реверзионной призмы на окуляре измерительного прибора. Среднее из отсчетов при положениях призмы, отличающихся на 180° , дает близкий к действительности результат. Другой прием устранения этой ошибки состоит в повороте всей пластинки на 180° и новой серии измерения всех звезд с усреднением полученных результатов двух серий измерений.

Опорные звезды выбираются среди звезд слабее измеряемых на 1^m — $1^m,5$. В этом случае их можно считать более далекими и, как правило, имеющими меньше μ . Системы прямоугольных координат двух пластинок могут различаться вследствие:

- 1) возможного несовпадения оптических центров негативов, которое сопровождается несовпадением плоскостей двух пластинок;
- 2) возможного поворота одной пластинки относительно другой (различия в ориентировке осей x и y);
- 3) различия наклонов плоскостей негативов к оптическим осям при совпадении центров;
- 4) различия в масштабах снимков (как следствия возможного различия температуры во времена фотографирования);
- 5) различия в дифференциальной рефракции (как следствия различия атмосферных условий);
- 6) различия дифференциальной абберации (как следствия различных часовых углов во времена фотографирования, хотя, как правило, снимки стремятся получать в меридиане).

Переход от одной пластинки к другой, т. е. от системы прямоугольных координат x и y одной пластинки к системе другой пластинки, осуществляется по так называемым *формулам Тернера*¹⁾, коэффициенты (постоянные пластинки) которых определяются методом наименьших квадратов по совокупности измерений опорных звезд. Их координаты меняются только из-за различия систем координат двух сравниваемых пластинок, т. е. опорные звезды в среднем считаются неподвижными. Используя эти постоянные, полученные по опорным звездам, можно вычислить μ_x и μ_y изучаемой звезды и, зная масштаб снимков, — μ_α , μ_δ (подробности см., например, в VII, с. 54—65).

Эти *относительные* μ нельзя сопоставлять с μ тех же звезд, определенными относительно других опорных звезд. От относительных μ надо перейти к *абсолютным*, учтя движение опорных звезд,

¹⁾ Часто при вычислениях в этих формулах учитываются члены первого порядка; возможно применение более сложных формул с членами второго и более высоких порядков (например, при использовании снимков, полученных с широкоугольными объективами).

т. е. проводя так называемую *абсолютизацию*. Здесь могут встретиться разные случаи:

1) 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 .

2) 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 успешно создается *квазинерциальная система* координат на базе совокупности довольно равномерно расположенных на небесной сфере вне полосы Млечного Пути звездобразных 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 [17] позволяет создать систему исключительно точных положений внегалактических объектов (радиосточников). Абсолютные измерения их склонений дали 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 ~ 20 лет можно получить точность определения $\mu \pm 0'',006$; 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 ($\mu = 10'',27$) [18]; около 100 звезд имеют $\mu > 2''$, для 500 звезд $2'' > \mu > 1''$; около 4000 звезд ярче $m_{\text{ph}} = 21^{\text{m}},5$ имеют $\mu > 0'',5$, из них половина ярче $m = 14^{\text{m}},2$. Однако еще не все слабые звезды с заметными μ обнаружены.

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 [19]. В 1979—1980 гг. Лейтен выпустил в свет каталог собственных движений ~ 60 000 звезд с $\mu \geq 0''.18$ до 21-й фотографической звездной величины. Для 80% неба (от $+90^\circ$ до -40°) до 17^m предполагает дойти Гиклас [20] 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.

В Пулковской обсерватории была проведена большая работа по определению $\mu \sim 18$ 000 звезд до $14^m,5$ в 75 «Избранных площадках Кантейна» — SA (от $+75^\circ$ до -15°) и в ряде звездных скоплений (определение μ дает наилучший способ установления членства звезды в скоплении, если скопление имеет заметное собственное движение (см. 40, с. 116 и след.). При разности эпох в 20 лет средняя ошибка пулковских определений $\mu = \pm 0''.006$. На каждой пластинке использовалось 10 опорных звезд, за которые были взяты фундаментальные звезды с известными меридианными μ . На ряде обсерваторий обоих полушарий Земли ведется работа по международным планам, разработанным в Пулковской и в Ликской обсерваториях, включающим не только фотографирование нескольких сотен избранных площадок неба, но и упомянутую выше программу использования галактик в качестве реперов.

Изменение μ за сто лет выражается формулой $d\mu/dt = -0''.000205 \pi \cdot \mu \cdot V_r$, подтвердившейся на примере большого μ звезды Барнарда ($+0''.00124 \pm 3$ — теория и $+0''.00119 \pm 4$ — наблюдения). Вывод этой формулы см. [11, т. II, с. 485].

При определении точного положения яркой звезды по отношению к слабой (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 достигь $0''.1$ на единицу разности звездных величин) и в разной точности измерения больших размытых фотографических изображений ярких звезд и меньших, но лучше очерченных изображений более слабых звезд. Чтобы ослабить влияние этой ошибки, надо уменьшить блеск регистрируемой яркой звезды до блеска опорных звезд, для чего употребляются разнообразные приемы: вращающийся сектор (с хорошо подобранным углом сектора) перед изображением яркой звезды на пластинке в процессе фотографирования, предобъективная дифракционная решетка с подобранной постоянной решетки и другие приемы.

При очень большой Δm (например, при фотографировании спутника Сириуса $\Delta m = 11^m,5$) используют шестигугольную диафрагму на объективе, что приводит к превращению нормальной дифрак-

ционной картины из концентрических 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.

12. 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, равная по последним определениям $299\,792\,458 \pm 1,2$ м·с⁻¹, а V_r — лучевая скорость. При скоростях, составляющих заметную долю c (при $\frac{\Delta \lambda}{\lambda} > 0,1$, что имеет место лишь для далеких внегалактических объектов), используют формулу, вытекающую из специальной теории относительности:

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = z = \frac{\sqrt{1 + \left(\frac{V_r}{c}\right)^2}}{1 - \frac{V_r}{c}} - 1, \text{ или иначе, } V_r = c \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1}. \quad (18)$$

Величина z может быть $\gg 1$, тогда как V_r всегда $< c$. Наибольшая зарегистрированная V_r , соответствующая $z = 3,877$, равна $276\,000$ км·с⁻¹ (квазар 4С 0534)¹⁾.

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. Предобъективная призма дает возможность получить на одной пластинке спектры большого числа звезд одновременно. Оригинальная методика использования призмы прямого зрения с нормальным полем как предобъективной, разработанная Ш. Ференбаком на обсерватории

¹⁾ Теперь часто в релятивистской астрофизике и космологии, говоря о «красном смещении», характеризуют его величиной z и не вычисляют V_r , так как форма их связи зависит от принятой модели Вселенной.

От-Прованс (Франция), дает точность определения V_r , равную $\pm 5-8$ км·с⁻¹ для звезд О5—А8 и $\pm 3-5$ км·с⁻¹ для звезд F—М. Для массовых определений это хорошая точность; лучшую точность могут дать измерения спектров одиночных звезд, полученные с щелевыми спектрографами.

Чтобы определить лучевую скорость 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⁻¹, λ , β — эклиптические координаты звезды, \odot и Π — долготы Солнца и перигея, e — эксцентриситет земной орбиты;

2) вращение Земли вокруг своей оси (суточное движение)

$$V_b = -0,47 \sin t \cos \delta \cos \varphi \text{ км·с}^{-1},$$

где φ — широта места наблюдения, δ — склонение звезды, t — часовой угол (поправка положительна при восточном часовом угле t). Таким образом V_r приводят к центру Солнца. Определенные на различных обсерваториях V_r обнаруживают систематические разности. Они связаны с различием инструментов, примененных дисперсий, используемых систем длин волн линий спектров сравнения (неподвижного источника) и т. п. Обычно за основную систему V_r принимается Ликская система: поправки V_r любого каталога для приведения к этой системе можно узнать, сравнивая лучевые скорости для нескольких десятков стандартных звезд (см., например, III, т. I, с. 371)). Значения V_r , измеренные на различных обсерваториях и приведенные к Ликской системе, при осреднении получают различные веса. Обратная дисперсия 80 нм/мм может дать V_r с точностью до 3—5 км·с⁻¹. Обычно употребляется для определения V_r обратная дисперсия от 10 до 40 нм·мм⁻¹, что дает ошибку в V_r в пределах $\pm 1-2$ км·с⁻¹.

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 немногочисленные²⁾. Наиболее полный сводный каталог V_r звезд Х. Абта и Э. Биггса (1972) [21] содержит 44 000 значений V_r более чем для 25 000 звезд (он полон до июня 1970 г.). До сих пор широко распространен каталог Р. Вилсона (GCV_r) (1953), в котором для ~ 15 000 звезд V_r ,

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

²⁾ Фотозлектрический метод Р. Гриффина дает ошибку меньше 0,5 км·с⁻¹ (см.: Scarfe C. — IAU Coll., 1981, № 62, p. 83—103).

приведены к одной системе, тогда как в каталоге [21] даны лишь отдельные значения, измеренные на разных обсерваториях.

Вековое изменение V_r звезд со временем:

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

Это изменение всегда положительно! Вывод этой формулы см. [III, т. II, с. 486].

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, особенно заметное у белых карликов)¹⁾, 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.

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, затменных двойных* и звезд с *темными спутниками* (так называемые *астрометрические двойные*). Данные о ближайших к нам звездах, о ярких звездах и о звездах с большим μ в П 2.10, 11, 12 снабжены примечаниями о наличии физических спутников, либо о спектральной или фотометрической двойственности. Они показывают, что двойственность или кратность разных типов широко распространена, но 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 среди них (29) переменных или заподозренных в переменности. Некоторые переменные могут оказаться затменными-двойными, что тоже увеличивает относительную численность двойных и кратных звезд.

¹⁾ Гравитационное красное смещение линий $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{MG}{Rc^2} = 2,115 \cdot 10^{-6} \frac{M}{R}$, где R — радиус звезды. Для Солнца это дает $2 \cdot 10^{-6}$, что соответствует $\Delta\lambda = 10^{-2}$ нм для $\lambda \approx 5000$ нм; для белого карлика с $R = 20\,000$ км и $M \approx 1$ $\Delta\lambda \approx 0,35$ для $\lambda = 5000$ нм, что может быть уверенно измерено. Для ΔV_r красное смещение дает $0,635 \frac{M}{R}$ км·с⁻¹.

Все перечисленные данные приводят к выводу, 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, ч. III, [38].

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 (M_{\odot}):

$$M_1 + M_2 = \left(\frac{a''}{\pi''} \right)^3 \cdot \frac{1}{P^2}, \quad (19)$$

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: $r_1/r_2 = M_2/M_1$. Если определены элементы орбит каждого компонента относительно центра масс системы, то $a_1''/a_2'' = M_2/M_1$. Сумма масс и их отношение позволяют определить массу каждой звезды отдельно.

Для спектрально-двойной возможны два случая:

а) когда известны кривые V_r обоих компонентов, можно определить отношение масс $M_1/M_2 = K_2/K_1$, а для каждого компонента получить произведение массы на $\sin^3 i$, где i — угол между лучом зрения и перпендикуляром к плоскости орбиты (при $i=0^\circ$ орбита совпадает с картинной плоскостью — определение V_r невозможно; $i \cong 90^\circ$ — самый благоприятный для измерения V_r случай; иногда возможны затмения звезд друг другом и колебания блеска — случай затменно-двойной или, иначе, затменной переменной звезды):

$$\begin{aligned} M_1 \sin^3 i &= 1,038 \cdot 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_2 P, \\ M_2 \sin^3 i &= 1,038 \cdot 10^{-7} (1 - e^2)^{3/2} (K_1 + K_2)^2 K_1 P, \end{aligned}$$

где K_1 и K_2 — полуамплитуды кривых V_r яркого и более слабого компонентов (что в подавляющем числе случаев соответствует более массивному и менее массивному компонентам), e — эксцентриситет орбиты;

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

$$f_1 = \frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = 1,038 \cdot 10^{-7} K_1^3 P (1 - e^2)^{3/2}.$$

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

Подавляющее большинство масс звезд заключено в пределах от 10^{-1} до $\sim 10^2 M_{\odot}$. Массы «темных спутников» звезд (их известно око-

ло двух десятков) оцениваются величинами порядка $10^{-2}—10^{-3} M_{\odot}$. Для сравнения напомним, что масса Юпитера $\sim 0,001 M_{\odot}$. Теоретическая астрофизика ставит верхним пределом массы стабильной нормальной звезды $62 M_{\odot}$. И действительно, больших масс с достаточной уверенностью не известно. В окрестностях Солнца средняя масса звезд $\bar{M}=0,42 M_{\odot}=8,4 \cdot 10^{32}$ г или, приближенно, $\bar{M}=0,5 M_{\odot}$, т. е. $\sim 10^{33}$ г. Звезды с $M < 10^{-4} M_{\odot}$ 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.

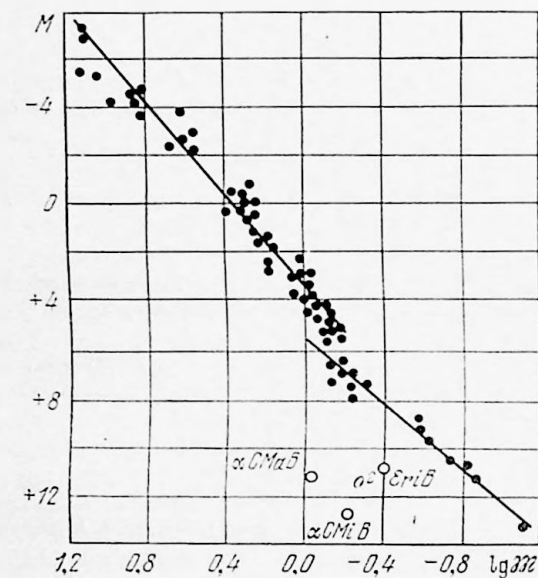


Рис. 24. Диаграмма $M-L$ («масса — светимость»).

Сопоставление размеров звезд с их массами приводит к тому, что средние плотности белых карликов составляют $\sim 10^4$ г·см $^{-3}$, сверхгигантов $\sim 10^{-9}$ г·см $^{-3}$, тогда как плотность межзвездного пространства (плотность межзвездного газа, в основном состоящего из H, Ca и Na) ~ 1 атом·см $^{-3}$ ($\sim 10^{-24}$ г·см $^{-3}$).

Сопоставление наиболее надежных значений M звезд и их M (таких не более 80—100) показывает зависимость «масса — светимость» ($M-L$), которую можно представить графически (рис. 24), либо формулами

$$M_{\text{bol}} = 4,62 - 10,03 \lg M \text{ или } L_b = 1,3 M^{1.0} \text{ для } M \cong -0^m,3 \text{ до } +7^m,5,$$

$$M_{\text{bol}} = 6,76 - 3,80 \lg M \text{ или } L_b = 0,1 M^{3/2} \text{ для } M = +7^m,5 \text{ до } +11^m.$$

Иногда принимают приближенные, легко запоминающиеся формулы: $M = L^{0.2}$ и $L = M^{10/3}$, охватывающие весь интервал светимостей.

В теоретической астрофизике выводится ряд формул, связывающих L , T_{eff} и M , R и T_{eff} с M ; таким образом, кроме зависимости $M-L$ должна существовать зависимость $M-L-R$ (см. табл. П 2.9).

На диаграмме $\Gamma-P$, построенной в координатах $\lg T_{\text{eff}}$ и M_{bol} , можно провести семейства линий одинаковых масс и одинаковых радиусов, опираясь на соотношения $M-M$, $M-R-T_{\text{eff}}$, $M-M-R$.

Релятивистский эффект вращения линии апсид орбиты двойной звезды (подобный аналогичному эффекту вращения линии апсид планетных орбит) дает еще один способ определения суммы масс компонентов, так как угол поворота линии апсид φ связан следующей формулой с элементами двойной:

$$\varphi = 0,2 (M_A + M_B)^{2/3} P^{-5/3} (1 - e^2)^{-1}.$$

Когда из средней кривой V_r определены P и e , и многолетние наблюдения дают величину φ , последняя формула может служить для оценки ΣM .

14. Межзвездная среда

Межзвездная среда содержит материю в разнообразных формах, клочковатой структуры, с плотностью от 10^{-29} г·см $^{-3}$ до 10^{-26} г·см $^{-3}$: «холодные» облака нейтрального водорода HI (температура $\sim 2 \cdot 10^4$ К), межоблачный рассеянный HI, холодные молекулярные облака, состоящие иногда из весьма сложных молекул (до 11 атомов), «горячие» области ионизованного водорода HII (температура $\sim 2,5 \cdot 10^4$ К) и разреженный газ с температурой $\sim 10^5$ К, горячая плазма, облака, образовавшиеся после взрывов сверхновых, газовая корона Галактики небольшой плотности и с «виральной температурой» $\sim 10^6$ К. Пылевая составляющая состоит из твердых частиц размерами $\sim 10^{-4}$ — 10^{-5} см. Они, вероятно, состоят из графитовой (углеродной) или металлической основы, окруженной ледяной оболочкой из H_2O , метана, аммиака и т. д. (подробнее см. 50.2).

Газо-пылевая среда исследуется радиометодами, причем оказалось, что соотношение пыли и газа в темных туманностях то же, что и в Галактике в среднем (пыль составляет 1—2% по массе от газа).

Газовые диффузные и планетарные туманности различной формы, с их характерным линейчатым спектром, пылевые глобулы шаровой формы, заметные на фоне светлых туманностей, дополняют этот еще, вероятно, не полный список. Кроме того, межзвездное пространство пронизывается магнитными полями, электромагнитными излучениями, космическим и γ -излучением и нейтрино (см. подстрочное примечание на с. 15).

Классификация форм межзвездной материи выделяет *светлые туманности* (отражающие — отражающие свет соседних звезд — эмиссионные, возбуждаемые излучением соседних горячих звезд большой светимости¹⁾) и *темные туманности*,

¹⁾ Водород ионизируется вокруг О-звезд на расстоянии до 100 пк, вокруг звезд В1 — до 30 пк, для А-звезд — это доли парсека.

выделяющиеся на более светлом фоне звездных облаков. Кроме того, наличие стационарных линий ¹⁾ поглощения H₂, Ca, Na, K₂, TiH, CN, CH и др. в спектрах некоторых звезд свидетельствует о существовании облаков соответствующих атомов или молекул, находящихся между звездой и нами.



Рис. 25. Темные туманности на фоне ярких облаков Млечного Пути (созвездия Set и Aql).

Все виды межзвездной материи показывают большую или меньшую галактическую концентрацию. Об этом свидетельствуют отсутствие галактик в поясе $\pm 8-10^\circ$ вдоль галактического экватора, «вилка» Млечного Пути — темные облака на фоне ярких звездных, покраснение звезд и шаровых скоплений в направлении на

¹⁾ 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*.

центральную область Галактики и т. д. Темная полоса на ярком фоне (рис. 25) 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. [22] исследовали 234 светлые туманности по снимкам, полученным на 60-дюймовом рефлекторе Обсерватории Маунт Вилсон (США) при экспозиции в 1^h , что давало предельную $m=14^m,36$ с одной квадратной минуты. Они показали, что существуют газо-пылевые облака, заметные как небольшие светлые туманности около некоторых освещающих их звезд, но не связанные с ними генетически, что подтверждается различием их V_r . Кроме того существуют небольшие темные пятна сходных размеров и конфигурации, заметные на фоне более далеких ярких звездных облаков. Была получена отчетливая корреляция (коэффициент корреляции $0,99 \pm 0,01$!) между числами светлых туманностей и объемами пространства около освещающих их звезд (эти объемы различны для звезд различных спектральных классов и классов светимости). Расчеты показали, что эти туманности (светлые и темные) могут объяснить все наблюдаемое межзвездное поглощение света. Они оценили средний диаметр диффузных облаков ~ 5 пк, среднее поглощение в таком облаке $\sim 0^m,25$, и среднее число облаков в $\text{кпк}^3 \sim 3,5 \cdot 10^5$. Имея в виду, что наблюдениями охвачена лишь небольшая область пространства вокруг Солнца (цилиндр высотой ~ 200 пк и радиусом ~ 1500 пк), можно приблизительно оценить, что всего таких туманностей в Галактике может быть ~ 50 — 100 млн. Подробнее о межзвездной среде и поглощении света см. раздел 50.

В последние годы, благодаря астрономическим наблюдениям из космоса, расширилось число известных типов находящихся в Галактике объектов, к ним прибавились разнообразные источники рентгеновского и далекого инфракрасного излучения.

15. Источники рентгеновского излучения

Рентгеновское излучение — мягкое ($1 \text{ нм} < \lambda < 100 \text{ нм}$) и жесткое ($1 \text{ нм} > \lambda > 0,01 \text{ нм}$) не может пройти и 1 м воздуха, находясь при нормальных условиях. Впервые рентгеновское излучение Солнца было зарегистрировано в августе 1948 г. во время запуска на метеорологической ракете стонки фотопластинок, защищенных от засветки видимым светом, а первые космические источники рентгеновского излучения были обнаружены с помощью счетчиков, регистрирующих приход каждого фотона соответствующего уровня энергии (см.: Физика Космоса. — М.: Сов. Энциклопедия, 1976, с. 521), лишь в июне 1962 г., когда начались запуски метеорологических ракет на высоту более 100 км. Правда, всплески рентгеновского излучения, которые сопровождают солнечные вспышки, можно обнаружить косвенно — по воздействиям этого излучения на ионосферу Земли.

Помимо этого космическое рентгеновское излучение может вызываться плазмой, находящейся при термодинамической температуре от $8 \cdot 10^6$ до 10^7 градусов, остатками вспышек сверхновых звезд, 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. Разрешающая способность «рентгеновских телескопов» мала — $1-2''$ ¹⁾. «Метод лунного экрана» — наблюдение покрытия рентгеновских объектов Луной дает возможность изучать детали структуры лишь некоторых протяженных источников рентгеновского излучения.

Для энергии ²⁾ от 1 до 2 кэВ 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 NaI или CsI и фотоумножителем.

Первыми были открыты: Sco X-1 — голубая звезда 12^m , обладающая сильной переменностью, похожая на бывшую новую, и Тау X-1 или Тау А — знаменитая Крабовидная туманность (интегральная $m_{\text{ph}}=9^m$, размеры $6' \times 4'$) — остаток SN 1054 года. Из регистрации покрытия этой туманности Луной (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 — радионизлучения.

Запуск в США 12 декабря 1970 г. специального рентгеновского спутника «Ухуру» с двумя рентгеновскими коллиматорными телескопами для области спектра 2—18 кэВ (с чувствительностью около 10^{-3} фотон \cdot см⁻² \cdot с⁻¹) дал возможность обнаружить на 90% небесной сферы около 160 галактических и внегалактических рентгеновских источников и определить положение сильных источников с точностью до $\sim 1',5$, а слабых до $\sim 1''$ [23].

¹⁾ Для орбитальной станции «Салют-4» в ФИАН СССР был разработан зеркальный рентгеновский телескоп «скользящего падения лучей» с регистрацией на фотопластинке. 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 $\lambda = 1$ нм, имеет энергию $\sim 2 \cdot 10^{-5}$ эрг = 12,4 кэВ.

³⁾ Для мягкого рентгеновского излучения окошки изготавливаются из органических пленок толщиной от 0,5 до 6 мкм (лавсан, формвер, пропозилинен, полипироксиден и т. д.).

К середине 1983 г. их было открыто ~ 500 , из которых 50 отождествлены с оптическими объектами. 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 (барстеры).

Изменение интенсивности рентгеновского излучения новоподобных переменных звезд сходно с картиной изменения их оптического излучения. Вспышки рентгеновского излучения впервые были зарегистрированы 25 июня 1971 г. при экспериментах с «Космос-428» группой А. С. Мелиоранского [24], когда источник 3U 1820—30 был отождествлен с барстером в шаровом скоплении 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⁻¹.

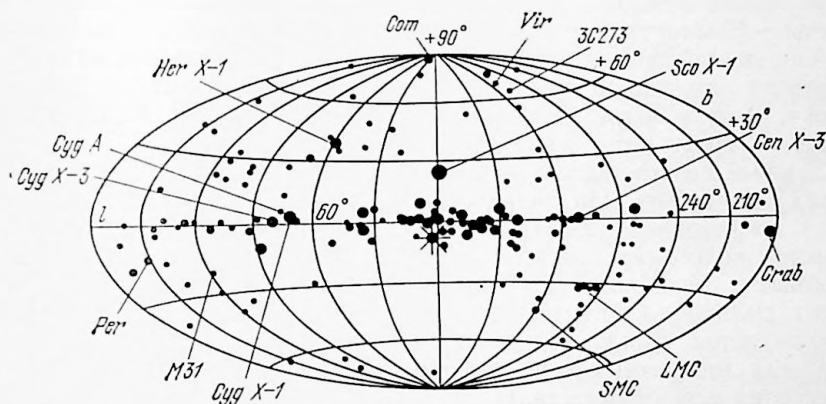


Рис. 26. Источники рентгеновского излучения. Диаметры пропорциональны интенсивности. Звездочка — барстер в NGC 6624.

Подавляющее большинство интенсивных галактических источников лежит близ галактической плоскости (не дальше 20° от нее). Они показывают также концентрацию к центру Галактики (рис. 26). Однако, хотя область центра излучает как мягкие, 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, так как показывает хорошую корреляцию с расположением ОВ-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 (Ophi).

Оценки расстояния точечных рентгеновских галактических источников приводят к оценке мощности рентгеновского излучения до 10^{38} — 10^{39} эрг·с⁻¹, т. е. в десятки миллиардов раз больше солнечного¹⁾. Это заставляет искать какие-то особые (кроме вышеупомянутых) объекты для объяснения этих галактических рентгеновских источников. Выясняется, что многие рентгеновские источники являются компонентами двойных звезд. Такими могут быть двойные звезды, когда один из компонентов — «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.

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 всплесков (несколько десятых звездной величины за время ~ 10 минут), которые обычно происходят в максимуме блеска.

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

Слабые рентгеновские источники в высоких галактических широтах могут быть как галактическими, так и внегалактическими. Судя по источнику 2A 0042+323 (19^m) — двойной звезде, обнаружившей колебания блеска с периодом в 11^{d,6}, — это могут быть двойные с релятивистскими компонентами. Указанный источник имеет сильно эллиптическую орбиту и рентгеновское излучение возбуждается, только вблизи периастра системы [25].

Среди дискретных внегалактических источников рентгеновского излучения есть отождествленные с галактиками, с радиогалактиками, например, источник Cen A, в центре которого находится взрывающаяся галактика NGC 5128, с пекулярными галактиками, как сейфертовские галактики (например, NGC 1275, 4151), с квазарами (например, 3C 273 — расстояние 580 Мпк, откуда мощность источника — одного из самых мощных — оказывается $\sim 10^{46}$ эрг·с⁻¹), с N-галактиками (например, 3C 390.3, находящейся на расстоянии 220 Мпк и имеющей мощность в рентгеновском диапазоне 10^{45} эрг·с⁻¹, сравнимую с ее оптической светимостью), наконец, со скоплениями галактик (таковы скопление галактик в Vir — расстояние 18,4 Мпк, скопление «Эйбелл 2256» — 550 Мпк; известно

¹⁾ Рентгеновское излучение Солнца $\sim 10^{27}$ эрг·с⁻¹ 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 радионизлучения.

уже 16 таких скоплений с мощностью рентгеновского излучения $10^{11}—10^{15}$ эрг·с $^{-1}$).

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. М. Липунов и О. К. Сильченко опубликовали обстоятельный обзор трудов совещания Американского Астрономического общества, проходившего 28—30 января 1980 г. в Кеймбридже (США) и посвященного исследованиям в области рентгеновской астрономии с помощью спутника «Эйнштейн». Обсуждены наблюдательные и теоретические аспекты проблемы и приведено много конкретных результатов, касающихся как галактической системы, так и внегалактических объектов [26].

В ближайшие годы можно ожидать больших технических успехов, а именно, регистрации с разрешением в $1''$ рентгеновского излучения, составляющего 10^{-8} потока от Sco X-1. См. также кн.: Амнуэль П. Р. Небо в рентгеновских лучах. — М.: Наука, 1984, 223 с.

16. Источники инфракрасного излучения

Звезды образовались в итоге конденсации межзвездной материи, которая состоит из холодных облаков с $T \approx 100$ К. Поэтому естественно предположить, что только что возникшие звезды должны иметь очень низкую температуру и излучать больше всего энергии в инфракрасном (ИК) диапазоне. При $T \approx 1000$ К максимум планковской кривой для абсолютно черного тела около 3 мкм, и в лучах λ 8500 нм такая звезда будет на семь звездных величин ярче, чем в лучах λ 5500 нм.

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 инфракрасных лучей, особенно водяными парами земной атмосферы, их можно регистрировать в «окнах прозрачности», например, около $\lambda = 2—2,5$, 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. К. Хейлс на Йеркской обсерватории, сравнивая потоки в лучах λ 5500 нм и λ 8500 нм, нашел много инфракрасных звезд. При обзоре неба в диапазоне $2—2,5$ мкм Дж. Нойгебауэр [27] обнаружил звезды с температурой поверхности меньше $1—2$ тысяч К. В его списке 14 звезд имеют величины в диапазоне K меньше 3^m ($V \sim 16^m$, а $I \sim K \sim 6^m$). Среди них 5 известных и несколько новых переменных звезд. Некоторые из этих ИК-звезд, может быть, яв-

ляются газо-пылевыми оболочками молодых звезд, перензлучающими энергию в ИК-диапазоне.

Переменная звезда V 870 Sco близ молодого скопления NGC 6321 обнаружила сильное ИК-излучение от околозвездной пылевой оболочки [28].

89 Her — сверхгигант, обнаруживает ИК-излучение от пылевой оболочки с $T_{\text{eff}} = 200-600 \text{ K}$ [29].

Подобные пылевые оболочки обнаружены также вокруг NML Cyg и IRC+10216¹⁾ (размер последней — 1200 а. е. вдоль большой оси [30]).

Кришна Свами создал теоретическую модель околозвездного пылевого облака из графитовых частиц, которая хорошо согласуется с наблюдениями ряда объектов [31].

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

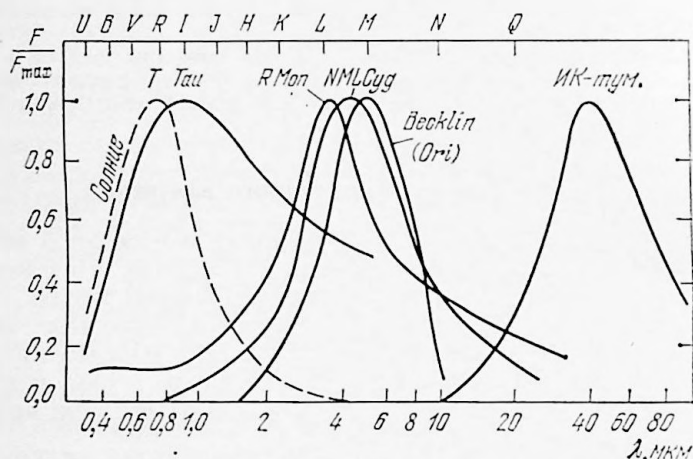


Рис. 27. Распределение энергии в спектрах Солнца, Т Тау, R Моп и ряда инфракрасных источников. На верхней шкале отмечены средние длины волн (λ_0) кривых реакции для системы UBVRJIHKLMNQ.

галактической плоскости. Все они имеют болометрическую светимость больше солнечной. Кроме ИК-звезд найдены и ИК-туманности. Обнаружено также ИК-излучение вблизи источников эмиссии ОН. Межзвездная пыль заметно излучает также в миллиметровом диапазоне. Вообще $\sim 80\%$ энергии обзоримой части Вселенной приходится на инфракрасное излучение.

Рис. 27 дает распределение энергии в спектрах Солнца, Т Тау и R Моп [32] и некоторых других инфракрасных объектов. На шкале вверху показаны положения максимумов полос UBVRJIHKLMNQ. На оси ординат отложено отношение F_λ/F_{max} .

¹⁾ Так обозначаются объекты Нойгебауэра, Мартца и Лейтона (NML) и Нойгебауэра и Лейтона (IRC) [27].

Итак, среди ИК-объектов можно различить следующие типы:

1) Холодные сверхгиганты известных типов (подобные долгопериодическим переменным типа Мйры 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 Моп, NML Суг и объект в туманности Ориона, обнаруженный Беклин и Нойгебауэром. 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. Они обнаруживают изобилие лития и значительную хромосферную активность, подобную активности хромосферы Солнца (вспышки, колебания интенсивности и т. д.).

Значительная часть данных инфракрасной астрономии получена на баллонах и специальных высотных самолетах, а также при запусках инфракрасной аппаратуры в космическое пространство.

Подробный обзор проблемы инфракрасных звезд дан А. Поведом (Мексика) [33], см. также сб. «Инфракрасная астрономия» (пер. с англ.— М.: Мир, 1971, 224 с.).

ЗВЕЗДНАЯ КИНЕМАТИКА

Предметом *звездной кинематики* является изучение закономерностей движений звезд и их совокупностей, входящих в нашу звездную систему. Проблемы действующих при этом сил относятся к *звездной динамике* (см. гл. 4).

17. Пространственные скорости звезд и их компоненты

Из самого общего понятия о движении вытекает, что в природе можно рассматривать лишь *относительные движения*.

Пространственную скорость звезды относительно Солнца можно определить, измерив собственное движение μ , параллакс π и лучевую скорость V_r (гелиоцентрическую!). Сначала по μ и π надо вычислить *тангенциальную* скорость или, иначе, проекцию пространственной скорости звезды на *картинную плоскость* (плоскость, перпендикулярную лучу зрения и касательную к небесной сфере в точке с координатами звезды):

$$V_t = \frac{\mu}{\pi} \text{ а. е. /год.}$$

Так как лучевая скорость V_r выражена в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$, тангенциальную скорость надо выразить также в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$, умножив ее на 4,74,

$$V_t = 4,74 \frac{\mu}{\pi} \text{ км} \cdot \text{с}^{-1},$$

где множитель 4,74 получен делением числа км в а. е. на число секунд в тропическом году:

$$4,74 = \frac{149\,600\,000}{31\,556\,926} \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}.$$

Тогда пространственная скорость звезды относительно Солнца будет равна

$$V = \sqrt{V_r^2 + (4,74\mu r)^2} \text{ км} \cdot \text{с}^{-1},$$

где $r=1/\pi$ — расстояние в пк.

Если θ — угол пространственной скорости V с лучом зрения, то

$$V_t = V \sin \theta, \quad V_r = V \cos \theta.$$

От компонентов μ в экваториальной системе координат — $\mu_\alpha = 15\mu_\alpha^* \cos \delta$ и μ_δ — можно перейти к компонентам $\mu_l^* \cos b$ и

μ_b'' в галактической системе (рис. 28)

$$\mu_l'' \cos b = \mu_\alpha \cos \chi + \mu_\delta \sin \chi, \quad \mu_b'' = -\mu_\alpha \sin \chi + \mu_\delta \cos \chi,$$

где $\mu_l'' = \frac{dl}{dt}$, т. е. изменение l с течением времени, χ — галактический параллактический угол, т. е. угол на небесной сфере при звезде между направлениями на галактический полюс и на полюс мира. Для определения этого угла может быть использована формула

$$\operatorname{ctg} \chi = \operatorname{ctg} i \cos b \sec l - \sin b \operatorname{tg} l.$$

От компонентов $\mu_l'' \cos b$ и μ_b'' можно перейти к компонентам относительной тангенциальной скорости в той же системе координат:

$$V_l = 4,74 r \mu_l \cos b \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}, \quad V_b = 4,74 r \mu_b \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}.$$

Тогда V_l , V_b и V_r — прямоугольные компоненты пространственной скорости V звезды с началом в точке с координатами l и b самой

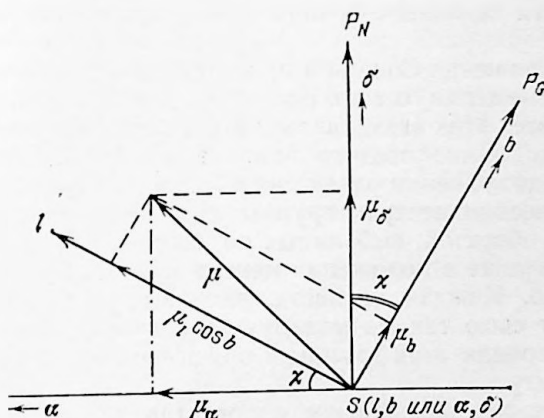


Рис. 28. Переход от экваториальных компонентов μ к галактическим.

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 галактической.

18. 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° (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 Лирь 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 всегда надо иметь в виду, что каждый раз мы получаем это движение 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. 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 всех этих звезд, нельзя было отнести движение Солнца к *центру масс*. Было введено понятие *центроида группы звезд*, который в предположении равенства масс звезд друг другу совпадает с геометрическим центром группы. 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, имеет свою так называемую *пекулярную скорость* ¹⁾ относительно центроида этой группы и описывает *свою*, иногда весьма сложную орбиту.

Таким образом, наблюдаемое μ представляет собой сумму $\mu_{\text{гг}}$, отражающего движение Солнца относительно совокупности выбранных звезд, и μ_{pec} — пекулярное. Кроме того, μ включает также влияние вращения Галактики, о чем подробно будет сказано в разделах 25—28. Разумеется, если звезда принадлежит какому-нибудь локальному звездному потоку, его движение также скажется на ее μ .

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, $10\,000\text{ пк}^3$), чтобы в него попало статистически значимое

¹⁾ Некоторые авторы называют ее *остаточной* скоростью.

число звезд, но составлять малую долю объема всей звездной системы. Для звезд-сверхгигантов и этот объем может оказаться недостаточным — в него попадет слишком малое число звезд. Второе определение центроида имеет преимущества при теоретических исследованиях, так как позволяет получить плавное изменение скоростей центроидов при переходе от одной точки пространства к другой, т. е. получить непрерывное поле скоростей как однозначную функцию координат. В этом случае звездная система представляет собой единство *прерывного* (отдельные звезды, совершающие свои орбитальные движения в Галактике) и *непрерывного* (центроиды, движение которых изменяется плавно от точки к точке). Таким образом, здесь сочетаются два подхода — статистический и гидродинамический. 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.

Движение Солнца относительно центроида звезд до 5—6^m, среди которых немало далеких гигантов и сверхгигантов, получило название *стандартного движения Солнца*. Округленные значения галактических координат точки неба, в которую направлен вектор скорости Солнца, иначе говоря, координат стандартного апекса: $L=57^\circ$, $B=+22^\circ$, а скорость $V_\odot=(19,7\pm 0,5)$ км·с⁻¹ = 4,15 а. е./год = $2,02 \cdot 10^{-5}$ пк/год. Соответственные экваториальные координаты апекса: $A=18^h=270^\circ$, $D=+30^\circ$. Методы определения L и B по μ , V_r и по пространственным скоростям V описаны ниже.

Прямоугольные галактические компоненты скорости Солнца к апексу X, Y, Z получим по формулам

$$\left. \begin{aligned} X &= V_\odot \cos L \cos B, \\ Y &= V_\odot \sin L \cos B, \\ Z &= V_\odot \sin B, \end{aligned} \right\} \quad (20)$$

откуда

$$V_\odot = \sqrt{X^2 + Y^2 + Z^2}, \quad \operatorname{tg} L = \frac{Y}{X}, \quad \operatorname{tg} B = \frac{Z}{\sqrt{X^2 + Y^2}}.$$

Прямоугольные компоненты скорости Солнца X, Y и Z (положительное направление X к центру, Y — в направлении $l=90^\circ$, $b=0^\circ$, т. е. в направлении галактического вращения, и Z — к северному полюсу Галактики, т. е. к $b=+90^\circ$). Для стандартного движения Солнца будут: $X=+10,2$ км·с⁻¹, $Y=+15,1$ км·с⁻¹, $Z=+7,4$ км·с⁻¹.

Кроме «стандартного» выделяют еще так называемое *основное движение Солнца*, относя его к центроиду «близких звезд»; как видно из рис. 12, они представляют преимущественно Главную Последовательность, начиная с класса А. Это движение определяется следующими данными: $X=+10$ км·с⁻¹, $Y=+10$ км·с⁻¹ и $Z=$

$= +6 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, что соответствует $V_{\odot} = 15,5 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, $L = 45^\circ$, $B = +24^\circ$. В экваториальных координатах $A = 17^{\text{h}}40^{\text{m}} = 265^\circ$, $D = +21^\circ$. Очевидно, что определение движения Солнца относительно этой группы звезд более обоснованно, чем определение движения относительно разнородной совокупности звезд до $5-6^{\text{m}}$, в которую входят близкие звезды-карлики и далекие сверхгиганты.

Если не учитывается вращение Галактики (раздел 25), то наличие далеких звезд может внести систематическое различие в компоненты движения Солнца в направлении вращения Галактики (компонент Y особенно различается для «стандартного» и для «основного» движения Солнца). Это следует иметь в виду при рассмотрении методов определения движения Солнца.

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 центр масс близких звезд. Эта скорость $V_0 = 250 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ направлена вдоль линии $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$. Она получена для расстояния Солнца от центра Галактики $R_0 = 10$ кпс. Подробнее об этом см. раздел 28.

Исследование анизотропии реликтового радиоизлучения показало движение Солнца относительно этого излучения со скоростью $372 \pm 25 \text{ км}$ (с колебаниями $\pm 30 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, отражающими движение Земли вокруг Солнца) в направлении $l = 265^\circ$, $b = +50^\circ$.

19. Методы определения движения Солнца

19.1. Определение апекса движения Солнца и его скорости по пространственным скоростям звезд. Прямоугольные компоненты относительных пространственных скоростей звезд выбранной группы u , v и w в галактической системе координат можно вычислить, зная V_l , V_b и V_r , по формулам

$$\left. \begin{aligned} u &= -V_l \sin l - V_b \cos l \sin b + V_r \cos l \cos b, \\ v &= V_l \cos l - V_b \sin l \sin b + V_r \sin l \cos b, \\ w &= V_b \cos b + V_r \sin b. \end{aligned} \right\} \quad (21)$$

Компоненты u , v , w относительной пространственной скорости звезд включают в себя компоненты движения центронада выбранной группы звезд относительно Солнца. Иначе говоря, $u = u' - X$, $v = v' - Y$, $w = w' - Z$, где u' , v' , w' — компоненты пекулярной скорости звезды, а X , Y и Z — компоненты вектора скорости Солнца относительно того же центронада. Так как суммы пекулярных скоростей звезд относительно центронада должны быть нулями (т. е. $\Sigma u' = \Sigma v' = \Sigma w' = 0$), то средние значения компонентов u , v и w , взятые с обратными знаками, дадут искомые компоненты скорости

Солнца относительно центроида этой группы n звезд:

$$X = -\frac{[u]}{n}, \quad Y = -\frac{[v]}{n}, \quad Z = -\frac{[\omega]}{n}, \quad (22)$$

где $[u] = (u_1 + u_2 + \dots + u_n)$ — обозначение Гаусса для 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

$$\sigma_u^2 = \frac{[u'^2]}{n-1}, \quad \sigma_v^2 = \frac{[v'^2]}{n-1}, \quad \sigma_w^2 = \frac{[\omega'^2]}{n-1}.$$

Сопоставление результатов подобных вычислений дает первое представление о кинематике различных объектов в Галактике. В табл. 4 для примера представлены прямоугольные компоненты скорости Солнца относительно центроидов различных объектов и средняя дисперсия скоростей $\bar{\sigma}$ (среднее по трем осям координат).

Таблица 4

Группа объектов	V_{\odot} км·с ⁻¹	L_{\odot}	B_{\odot}	X , км·с ⁻¹	Y , км·с ⁻¹	Z , км·с ⁻¹	$\bar{\sigma}$, км·с ⁻¹
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
Мйры	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

Табл. 4 дает представление о различиях кинематики разных объектов Галактики. Так, например, 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 .

19.2. Определение координат апекса по μ (метод Ковальского — Эри). Зная μ_l и μ_b , можно определить координаты апекса ¹⁾. Соответствующие уравнения были получены следующим образом. Прямоугольные галактические координаты x , y и z звезд равны (см. рис. 29)

$$x = r \cos l \cos b, \quad y = r \sin l \cos b, \quad z = r \sin b, \quad (23)$$

¹⁾ Предварительно наблюдаемые μ должны быть исправлены за влияние дифференциального вращения Галактики (с. 92).

откуда получим формулы обратного перехода

$$\operatorname{tg} l = \frac{y}{x}, \quad \operatorname{tg} b = \frac{z}{\sqrt{x^2 + y^2}}. \quad (24)$$

Дифференцируя уравнения (23) по t и пренебрегая изменением r (во времена Ковальского и Эри не были еще измерены $V_r = dr/dt$, тогда как μ_α и μ_δ , а, следовательно, μ_l и μ_b были определены для многих звезд), мы получим

$$\left. \begin{aligned} \frac{dl}{dt} &= \frac{\cos l}{r \cos b} v - \frac{\sin l}{r \cos b} u, \\ \frac{db}{dt} &= -\frac{\cos l \sin b}{r} u - \frac{\sin l \sin b}{r} v + \frac{\cos b}{r} w, \end{aligned} \right\} \quad (25)$$

где введены следующие обозначения: $\frac{dx}{dt} = u$, $\frac{dy}{dt} = v$, $\frac{dz}{dt} = w$.

Если рассматривать изменения l и b за год, то в левых частях уравнений будут стоять $\mu_l \cos b$ и μ_b . Как было сказано в предыдущем параграфе, величины u , v и w являются суммами компонентов

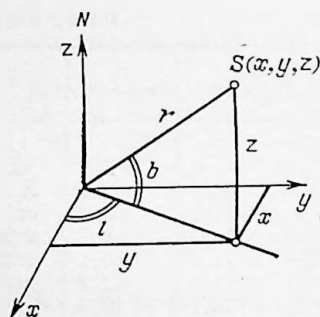


Рис. 29. Прямоугольные галактические координаты x , y и z по сферическим координатам l и b .

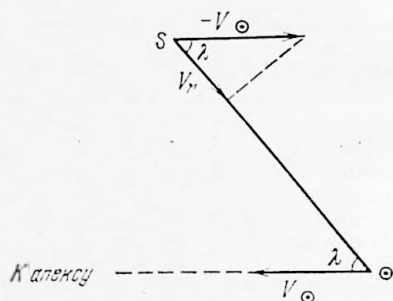


Рис. 30. Параллактическая часть V_r ; λ — угловое расстояние звезды от апекса.

скорости центроида — X , $-Y$ и $-Z$ и компонентов пекулярной скорости звезды. Вновь полагая, что сумма пекулярных движений относительно центроида равна нулю, т. е. $\Sigma u' = \Sigma v' = \Sigma w' = 0$, получим следующие условные уравнения:

$$\left. \begin{aligned} \mu_l \cos b &= \sin l \frac{X}{4,74r} - \cos l \frac{Y}{4,74r}, \\ \mu_b &= \cos l \sin b \frac{X}{4,74r} + \sin l \sin b \frac{Y}{4,74r} - \cos b \frac{Z}{4,74r}, \end{aligned} \right\} \quad (26)$$

где определяемыми неизвестными являются величины $X/4,74r$, $Y/4,74r$ и $Z/4,74r$. По ним, используя формулы (20), вычислим L и B ; при этом нет необходимости знать расстояния r , так как множитель $1/4,74r$ сократится. Направление движения Солнца опреде-

лится достаточно уверенно. Скорость движения Солнца в этом методе можно определить лишь в долях \bar{r} .

Если можно каким-либо способом оценить r (по π_{π} или по фотометрическим параллаксам), то уравнения (26) можно составить в виде

$$\left. \begin{aligned} 4,74\mu_l \cos b \cdot r &= X \sin l - Y \cos l, \\ 4,74\mu_b r &= X \cos l \sin b + Y \sin l \sin b - Z \cos b, \end{aligned} \right\} \quad (27)$$

решить их совместно методом наименьших квадратов и получить X , Y и Z , а по ним L , B и на этот раз 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 L , B и V_{\odot} и точность их определения зависят от точности μ_l и μ_b и от принятой фундаментальной системы собственных движений (см. с. 51); результаты в будущем могут несколько измениться при дальнейшем улучшении системы фундаментальных μ . Этот метод успешно используется в тех случаях, когда неизвестны лучевые скорости, — для слабых звезд с надежно определенными μ .

19.3. 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. Кроме того, при измерениях V_r меньше систематические ошибки.

Аналогично прежнему представим наблюдаемую (гелиоцентрическую) лучевую скорость V_r как сумму двух величин: отраженной скорости движения Солнца к апексу (относительно центра выбранной группы звезд), т. е. *параллактической части* наблюдаемой V_r и пекулярной лучевой скорости звезды V'_r .

Параллактическая часть V_r равняется $-V_{\odot} \cos \lambda$, где λ — угловое расстояние звезды от апекса (рис. 30). Зная галактические координаты апекса L и B и координаты звезды l и b , определяем λ по формуле сферической тригонометрии как расстояние между двумя точками на сфере:

$$\cos \lambda = \sin b \sin B + \cos b \cos B \cos (l - L). \quad (28)$$

Для определения λ имеются номограммы и таблицы.

Таким образом,

$$V_r = V'_r - V_{\odot} \cos \lambda.$$

Подставим в это выражение $\cos \lambda$ из (28) и используем формулы (20) связи X , Y и Z с V_{\odot} , L и B . Получим следующее уравнение

для каждой звезды ¹⁾:

$$V_r - V'_r + X \cos l \cos b + Y \sin l \cos b + Z \sin b + K = 0, \quad (29)$$

в которое введен еще эмпирический член, выражающий возможное влияние различных факторов, могущих вызвать дополнительное смещение спектральных линий, — так называемый K -член, или член Кемпбелла. Если среди звезд есть белые карлики или массивные B -звезды, то в измеренное смещение линий войдет эйнштейновское гравитационное красное смещение $\Delta V_r = 0,635 \mathcal{M}/R$, где R — в единицах радиуса Солнца, а \mathcal{M} — в массах Солнца. Возможно, что K -член частично отражает движение вдоль радиуса-вектора Галактики, что можно рассматривать как явление расширения (или сжатия) совокупности звезд рассматриваемой группы, т. е. как проявление возможной нестационарности Галактики. Кроме того, вероятно, K -член может отражать также наличие каких-либо систематических ошибок в V_r . Так, например, применение спектрографов с различной дисперсией при определении V_r ярких и слабых звезд вносит некоторую систематическую ошибку (оказалось, что V_r , полученные с большой дисперсией на спектрографе в фокусе куде, не показывают K -эффекта).

Решаем условные уравнения (29) методом наименьших квадратов (число уравнений равно числу звезд), полагая $\sum V'_r = 0$. В результате получим X, Y, Z , а также K . По формулам (20) вычислим значения L, B и V_\odot .

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

$$V_r = -V_\odot \cos \lambda + V'_r, \quad (30)$$

где V'_r — пекулярная лучевая скорость звезды.

Решение по способу наименьших квадратов дает

$$V_\odot = \frac{[V_r \cos \lambda]}{[\cos^2 \lambda]}.$$

Совокупность девяти определений L, B и V_\odot , основанная на пространственных и лучевых скоростях, дала вышеприведенные округленные значения координат стандартного апекса и скорости движения Солнца: $L = 57^\circ$, $B = +22^\circ$, $V_\odot = 19,7 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$.

К. Ф. Огородников и Л. П. Осипков [34] провели определение движения Солнца по V_r ближайших звезд, используя метод экстраполяции к нулевому радиусу. Они разбили пространство вокруг Солнца на ряд концентрических сфер (подобный прием используется для определения окосолнечной звездной плотности в разделе 53.2) с радиусами в 25,00, 23,31, 21,10, 18,42, 16,75, 14,62 и 11,60 пк и по данным каталога Вулли и др. [35] определяли A_i, D_i и V_{oi} относительно звезд с расстоянием меньше r_i . Экстраполяция этих величин к нулевому

¹⁾ V_r должны быть предварительно исправлены за дифференциальное вращение Галактики, о котором будет рассказано ниже (27).

радиусу проводилась в двух вариантах: при $V_{\odot i} = a + br_i$ и $V_{\odot i} = a + br_i^2$. Второй вариант привел к меньшим ошибкам определения. Средние взвешенные значения равны $A = 251^\circ \pm 10^\circ$, $D = +33^\circ \pm 5^\circ$, $V_{\odot} = 19 \pm 2$ км·с⁻¹.

20. Статистические параллаксы

20.1. ν - и τ -компоненты μ . Обычно для измерения μ_{tr} пользуются параллактическим смещением звезды, отражающим движение Земли вокруг Солнца. Можно воспользоваться также движением Солнца среди звезд для статистической оценки средних расстояний группы звезд, выбранных по какому-нибудь общему физическому признаку, например, по спектральному классу, и достаточно равномерно распределенных по небесной сфере. Путь Солнца в пространстве равен 4,2 а. е. в год. Отражающее его смещение звезд, находящихся на $\sim 90^\circ$ от апекса, дает так называемый *вековой* параллакс.

Еще В. Гершель ввел разложение μ на две составляющие: вдоль линии, проходящей через апекс, антиапекс и звезду, и вдоль перпендикуляра к ней. Это — ν - и τ -компоненты μ (рис. 31, где φ — позиционный угол μ , а угол ψ — позиционный угол направления от звезды к антиапексу):

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

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

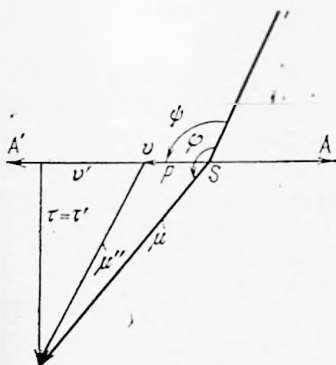


Рис. 31. ν - и τ -компоненты μ . Позиционный угол φ . Позиционный угол направления апекс — антиапекс (AA') — ψ .

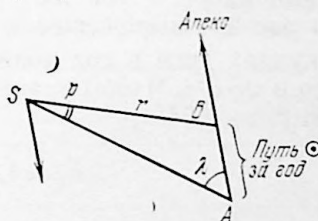


Рис. 32. Параллактическая часть (p) ν -компонента μ .

условием успеха определения средних параллаксов по ν - и τ -компонентам μ является предварительное исправление μ за влияние галактического вращения (см. 25).

На рис. 32 звезда S находится на угловом расстоянии λ от апекса и на расстоянии r от Солнца. Применим к треугольнику SAB теоре-

му синусов, имея в виду, что отрезок $AB = V_{\odot}/4,74$, $1/r = \pi$ и $\sin p = p/\sin 1''$. Следовательно, параллактическая часть v -компонента будет равна

$$p = \frac{\pi V_{\odot}}{4,74} \sin \lambda, \quad (31)$$

где V_{\odot} должна быть определена по V_r этих же объектов. Подставляя значение p в формулу $v = p + v'$, получим условные уравнения вида

$$v = \frac{\pi V_{\odot}}{4,74} \sin \lambda + v'. \quad (32)$$

Число уравнений равно числу использованных звезд.

Применяя то же предположение о равенстве нулю суммы пекулярных движений $\sum v' = 0$ и решая уравнения (32) по способу наименьших квадратов, получим $\bar{\pi}_v$:

$$\bar{\pi}_v = \frac{4,74}{V_{\odot}} \frac{[v \sin \lambda]}{[\sin^2 \lambda]}. \quad (33)$$

Вероятную ошибку величины $\bar{\pi}_v$ Г. Рессел определял по формуле

$$\epsilon_{\bar{\pi}_v} = \pm 0,845 \bar{\pi}_v \frac{[\bar{V}'_r]}{V_{\odot} \sqrt{n \sin^2 \lambda}},$$

где $[\bar{V}'_r]$ — среднее из модулей пекулярных лучевых скоростей звезд данной группы, а n — число звезд в ней.

20.3. Средний параллакс по τ -компоненту и $[\bar{V}'_r]$. 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, выраженными в различных единицах. Поэтому $[\tau']$ в секундах дуги в год должно быть равносильно $[\bar{V}'_r]$, которое выражено в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$. Чтобы уравнивать их в единицах измерения, надо τ' умножить на $4,74/\pi$,

$$\bar{\pi}_{\tau} = 4,74 \frac{[\tau']}{[V_r]} \quad (34)$$

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

Таким образом при определении $\bar{\pi}_{\tau}$ сравнивается средняя подвижность звезд в секундах дуги со средней подвижностью в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$. Можно использовать следующее эквивалентное выражение для $\bar{\pi}_{\tau}$,

$$\bar{\pi}_{\tau} = 4,74 \frac{\sigma_{\tau}}{\sigma_{V_r}}, \quad (35)$$

которое опирается на величины дисперсий σ_{τ} и σ_{V_r} .

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

П р и м е ч а н и е. Надо помнить, что статистические параллаксы $\bar{\pi}_\vartheta$ 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.

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

$$\lg \bar{\pi}(m) = \alpha + \beta m + \gamma m^2, \quad (36)$$

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 $\lg \bar{\pi}(m)$. Биннендайк [36] на основе большого материала по определению μ в избранных площадках Каптейна вывел формулу

$$\lg \bar{\pi}(m) = \lg \bar{\pi}(12^m, 0) - 0,115(m - 12^m, 0), \quad (37)$$

где $\lg \bar{\pi}(12^m, 0)$ является функцией галактической широты b 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, прибавляя к относительному π табличное значение π для m всех опорных звезд (см. также с. 40)

Т а б л и ц а 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

21. Асимметрия звездных движений

После обнаружения движения Солнца в пространстве, которое определенным образом сказывается на особенностях распределения собственных движений и лучевых скоростей, выявились некоторые другие закономерности. Так, особенно выделилась группа звезд со скоростями больше $100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (так называемых «бегунов»); направления векторов (относительно Солнца) их скоростей избегают почти половины небесной сферы с центром примерно у $l=90^\circ$, $b=0^\circ$ (рис. 33), в то время как звезды со скоростями до $65 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ движутся во все стороны относительно Солнца, а у звезд со скоростями от 65 до $100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ тенденция асимметрии проявляется слабее.

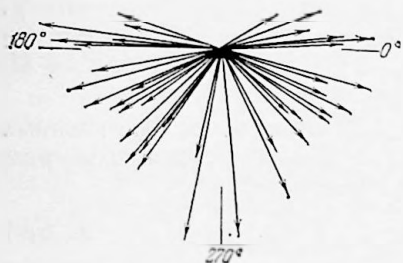


Рис. 33. Асимметрия движения звезд со скоростями больше $100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Указаны галактические долготы.

Кроме асимметрии движения «бегунов» было подмечено, что средние модули лучевых скоростей $|\overline{V_r}|$ (рис. 34) и средние пространственные скорости \overline{V} (рис. 35) увеличиваются по мере продви-

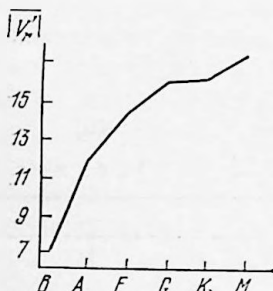


Рис. 34. Средний модуль пекулярных лучевых скоростей 1526 звезд различных Sp по данным Гюлленберга.

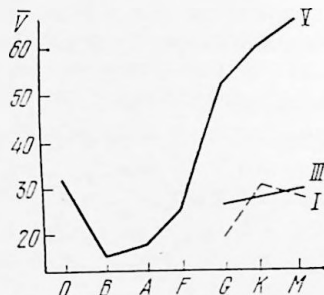


Рис. 35. Средние пространственные скорости звезд различных Sp и классов светимости (по данным Р. Вилсона и Дж. Раймонда).

жения 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. Линдبلاد [37]). (О них см. с. 168.)

22. Пекулярные скорости звезд

Исследование пекулярных скоростей звезд, т. е. скоростей звезд по отношению к своему 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, а также по аналогии с молекулами газа в некотором ограниченном пространстве 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 звезд различных видов (см. табл. 4 на с. 75).

Возросшее в XX веке число звезд с измеренными μ и V_r дает надежду 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 ¹⁾

$$f(u, v, w) du dv dw = \frac{N}{\sigma^3 \sqrt{(2\pi)^3}} e^{-\frac{1}{2\sigma^2}(u^2+v^2+w^2)} du dv dw, \quad (38)$$

где u, v, w — компоненты пространственных скоростей частиц, а σ^2 — дисперсия.

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 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 отразится в общем «поточном» движении всех звезд, которое наложится на сферическое распределение пекулярных скоростей.

¹⁾ Как известно, закон Максвелла является обобщением на три координаты закона Гаусса распределения случайных величин $f(u) du = \frac{N h}{\sqrt{\pi}} e^{-h^2 u^2} du$, где:

h — мера точности $= \frac{1}{2\sigma^2}$.

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*.

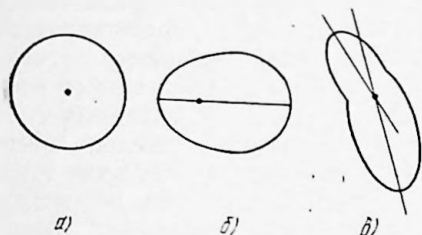


Рис. 36. Полярные диаграммы Ковальского — Каптейна (схема): а) сферическое распределение звездных скоростей относительно центроида, б) то же с учетом движения Солнца, в) пример реальной полярной диаграммы — «калоши Каптейна»).

М. А. Ковальский на основе собственных движений так называемых «звезд Бадделя» составил векторные диаграммы. Диаграммы оказались похожими на звездоподобные фигуры, но пересечение продолжений средних векторов, проведенных от центра каждой площадки, очень определенно указывало положение на небесной сфере апекса.

При сферическом распределении скоростей звезд относительно их центроида и отсутствии пекулярного движения Солнца мы повсюду получим в проекции на картинную плоскость *круговую* полярную диаграмму (рис. 36, а). Учет движения Солнца превратит этот круг в яйцеподобную фигуру, большой диаметр которой параллелен линии апекс — антиапекс (рис. 36, б). Однако полярные диаграммы Каптейна (рис. 36, в) оказались странной, асимметричной формы (в шутку их называют «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.

К. Шварцшильд предположил, что распределение скоростей в каждом направлении соответствует закону Гаусса, но принял, что существует различие в дисперсиях этих распределений в разных направлениях. Он представил функцию распределения скоростей в следующем частном виде более общего закона *эллипсоидального распределения* (этот частный случай получил название *закона*

Шварцшильда):

$$\int (u, v, w) du dv dw = \frac{N}{(2\pi)^{3/2} \sigma_1 \sigma_2 \sigma_3} e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{u^2}{\sigma_1^2} + \frac{v^2}{\sigma_2^2} + \frac{w^2}{\sigma_3^2} \right)} du dv dw, \quad (39)$$

где u, v, w — компоненты пекулярных скоростей звезд в системе прямоугольных координат, совпадающих с направлениями главных осей эллипсоида; $\sigma_1, \sigma_2, \sigma_3$ — дисперсии скоростей вдоль этих главных осей. Так как уравнение

$$\frac{u^2}{\sigma_1^2} + \frac{v^2}{\sigma_2^2} + \frac{w^2}{\sigma_3^2} = \text{const}$$

(const, в частности, может быть принято за 1) есть уравнение эллипсоида, то и 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 в окрестностях Солнца 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. 4).

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. Линдблад считал, что эллипсоидальное распределение скоростей является неизбежным следствием вращения с п л ю с н у т о й Галактики.

23.3. Эллипсоиды звездных скоростей. В трехмерном пространстве скоростей поверхности равной плотности концов векторов скоростей звезд образуют семейство подобных и подобно расположенных эллипсоидов. Приравняв единице выражение в скобках в показателе правой части уравнения (39),

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

получим уравнение *эллипсоида скоростей* (эллипсоида Шварцшильда). Анализ наблюдательного материала позволяет определить

направления главных осей эллипсоида скоростей в галактической системе координат.

Оказалось, что направления главных осей эллипсоидов близки для различных групп звезд, причем большая ось направлена примерно на центр Галактики, средняя расположена примерно в плоскости Галактики в направлении ее вращении ($l \sim 90^\circ$), а направление малой оси близко к направлению на северный полюс Галактики. Для многих групп звезд отношения осей $1 : 0,63 : 0,50$ (или в целых числах — $8 : 5 : 4$), 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, а для некоторых групп звезд — до 20° . 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 $65 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ 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 $l \approx 270^\circ$ (см. рис. 33).

В таблице 6 приведены координаты апекса и скорость движения Солнца по отношению к звездам с различными значениями скоростей \bar{V} (всего более 4000 звезд). Таблица показывает постепенное смещение координат 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 физическим признакам групп. Для каждой группы плотность

Т а б л и ц а 6

Пределы V , $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$	\bar{V} , $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$	n	V_\odot	L	B
0—25	13,9	2099	17,3	53°	$+18^\circ$
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

распределения скоростей была им представлена в виде

$$f(u, v, w) = C e^{-\frac{1}{2} \left[\frac{(u-u_0)^2}{\sigma_1^2} + \frac{(v-v_0)^2}{\sigma_2^2} + \frac{(w-w_0)^2}{\sigma_3^2} \right]}, \quad (40)$$

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 пекулярных скоростей $\sigma_1^2, \sigma_2^2, \sigma_3^2$. (Раньше величины u_0, v_0, w_0 обозначались X, Y, Z .) Затем для каждой группы были по величинам u_0, v_0, w_0 вычислены параметры движения Солнца (т. е. L_\odot, B_\odot и V_\odot).

Вместо таблицы численных значений полученных элементов движения Солнца и полюсов эллипсоидов скоростей всех 50 групп приводим рисунок, сходный с оригинальным рисунком Стремберга, но в новой системе галактических координат (рис. 37). Он дает проекцию эллипсоидов скоростей на галактическую плоскость. В начале координат находится Солнце, на осях отложены компоненты скорости центроида u_0, v_0 в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$. Расстояние центра каждого эллипса от начала координат — это скорость соответствующего центроида относительно Солнца. Полуоси эллипса характеризуют дисперсии скоростей в соответствующих направлениях. Видно, что чем дальше центроид от начала координат, тем больше дисперсия скоростей объектов соответствующей группы относительно их центроида.

Прямая (она отмечена на рис. 37 стрелкой), на которой располагаются проекции всех центроидов (разумеется, приблизительно), называется *осью асимметрии Стремберга*. Ее направление ($l=94^\circ$ и $b=+9^\circ$) противоположно направлению движения «бегунов» и почти перпендикулярно направлению на центр Галактики, куда довольно согласно направлены большие оси эллипсоидов скоростей тех групп звезд, скорости центроидов которых относительно Солнца невелики. Группы звезд с наибольшими V и с наибольшими V_r , а также группа 44 галактик имеют дисперсии скоростей порядка $2-3 \cdot 10^2 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Эти группы отмечены лишь небольшими заштри-

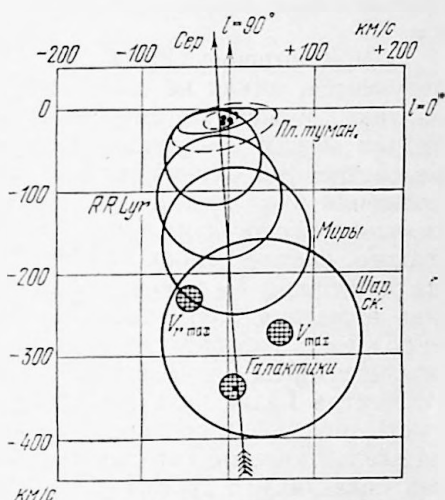


Рис. 37. Ось асимметрии Стремберга. Точки близ начала координат — центроиды звезд $gF-gM$, звезд $B0-B5$, межзвездного кальция; вокруг заштрихованных кружков должны быть окружности радиуса $\sim 200 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ для звезд с V_{\max} и V_r и $\sim 300 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ для группы 44 галактик.

хованными кружками, центры которых соответствуют проекции их центроидов на галактическую плоскость.

Все эти особенности получили в дальнейшем объяснение в теории галактического вращения. Звезды с большими скоростями относительно Солнца — «бегуны» — оказались на самом деле «тихоходами», если рассматривать их движение по отношению к центру Галактики. Мимо них мчатся Солнце и окружающие его звезды, принимаящие одинаковое с ним участие во вращении Галактики (см. 25).

В рассмотрении Стремберга были включены также галактики, разумеется, никак не связанные с явлением вращения нашей Галактики. Можно поэтому считать, что расстояние вдоль оси асимметрии между центроидом околосолнечных звезд и «центроидом» рассмотренных Стрембергом галактик определяет сумму скорости вращения околосолнечного центроида вокруг центра Галактики и пекулярной скорости Солнца. Эта сумма составляет около $260 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. 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 $260 + 65 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, говорит о том, что скорость около $325 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, вероятно, является предельной (критической) скоростью на этом расстоянии от центра Галактики. Немногие звезды, имеющие большую скорость, по всей вероятности, либо покидают Галактику, либо это межгалактические скитальцы, которые в нашу эпоху пронизывают Галактику с громадными 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, звезды с эмиссией в спектре показывают меньшую дисперсию пекулярных скоростей и большую скорость относительно центра Галактики.

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

¹⁾ Позднее мы найдем подтверждение этой оценки в определении угловой скорости ω_0 вращения Галактики по *постоянным Оорта* (с. 96).

твердотельном вращении Галактики. Отличие полученной им величины ($0''.41 \pm 0''.42$ за сто лет) от современного значения ($0''.53 \pm 0''.002$) не очень велико, однако большая ошибка определения не внушала в то время уверенности в ее правильности.

В 1925—1926 годах теории галактического вращения разработали Б. Линдблад (Швеция) и Я. Оорт (Голландия), поставив целью объяснить явление асимметрии звездных движений. Б. Линдблад высказал предположение о том, что различные по своим физическим характеристикам объекты образуют кинематически различные подсистемы, по-разному принимающие участие во вращении Галактики.

Я. Оорт искал ответ на вопрос, какие наблюдения могли бы помочь обнаружить вращение Галактики непосредственно, а не путем умозаключения о существовании одной причины асимметрии звездных движений, и как 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 дискретных 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 пропорциональна R^{-2} (*ньютоновская 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. В Галактике наблюдается комбинация обоих типов вращения. Центральные области обнаруживают признаки твердотельного вращения, а периферийные — вращения по закону Кеплера.

Твердотельное вращение Галактики нельзя было бы обнаружить по $V_r = \frac{dr}{dt}$ (расстояния r между звездами не будут меняться), но можно по μ , определенным в системе координат, полагаемой квазиинерциальной. В этом случае будет наблюдаться одинаковое для всех звезд изменение галактических долгот как некоторый постоянный отрицательный член в μ , соответствующий угловой скорости вращения на расстоянии Солнца от центра Галактики ω_0 (отрицательный, так как вращение Солнца вокруг центра Галактики уменьшается наблюдаемые галактические долготы всех звезд).

Оценим влияние вращения Галактики на лучевые скорости V_r и блуждаемых объектов, а затем и на их собственные движения $\bar{\mu}_l$.

26. Формулы Ботлингера

Рассмотрим кинематическую модель Галактики, содержащую предположение, что центроиды движутся по круговым орбитам вокруг оси симметрии Галактики в плоскостях, параллельных ее основной плоскости.

Вначале рассмотрим объекты, лежащие в самой галактической плоскости. На рис. 38а вектор V_0 представляет собой линейную скорость кругового движения центроида S_0 звезд, вместе с Солнцем обращающихся вокруг центра Галактики на расстоянии R_0 ¹⁾. 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:

$$\omega(R) = \omega = \frac{V}{R}$$

$$\omega(R_0) = \omega_0 = \frac{V_0}{R_0}.$$

Рис. 38а. К выводу формул Ботлингера и Оорта. OP — перпендикуляр, опущенный на луч зрения из центра Галактики.

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 влияние на лучевые скорости:

$$\Delta V_r = \omega R \sin(\theta + l) - \omega_0 R_0 \sin l. \quad (41)$$

Воспользуемся теоремой синусов для треугольника S_0OS ²⁾:

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

откуда

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

Тогда

$$\Delta V_r = R_0 (\omega - \omega_0) \sin l. \quad (42)$$

Эта формула может быть применена к объектам, находящимся на любых расстояниях от нас. Добавив множитель $\cos b$ для объектов, находящихся на некоторой галактической широте b (рис. 38б), мы получим формулу, которую вывел в 1924—1925 годах

¹⁾ Иногда эту точку называют Местным Стандартом Покоя (Local Standard of Rest — LSR).

²⁾ Либо спроецируем на отрезок OP (перпендикуляр из центра Галактики, опущенный на луч зрения — рис. 38а) R и R_0 .

Скобку в правой части формулы (45) разложим в ряд, но ограничимся теми объектами, для которых $r \ll R_0$, чтобы можно было пренебречь $(r/R_0)^2$ и более высокими степенями этого отношения. Тогда

$$R - R_0 = -r \cos l.$$

Подставим $R - R_0$ в формулу (44) и ограничимся в разложении членом с первой производной ω :

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

Разность угловых скоростей подставим в формулу (43а) и заменим $\cos l \sin l$ на $\frac{1}{2} \sin 2l$:

$$\Delta V_r = -\frac{1}{2} R_0 \omega'(R_0) r \sin 2l. \quad (46)$$

Мы получили конкретный вид зависимости ΔV_r от галактической долготы (двойная волна) и можем теперь 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 .

Я. Оорт обозначил величину $-\frac{1}{2} R_0 \omega'(R_0)$ через A — ее стали называть *постоянной Оорта* A . Она имеет размерность угловой скорости ($\text{км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{пк}^{-1}$), но ее можно выразить и в $''/\text{год}$, разделив A на 4,74.

Учтем теперь, что не все объекты лежат в самой галактической плоскости. Для этого надо умножить правую часть выражения (46) на $\cos^2 b$, так как, во-первых, мы проецируем на галактическую плоскость расстояние r , а, во-вторых, скорость вращения V , направленную параллельно галактической плоскости, проецируем на луч зрения (см. рис. 38б). Окончательно получим

$$\Delta V_r = A r \sin 2l \cos^2 b \quad (\text{первая формула Оорта}). \quad (47a)$$

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

$$V_r = -V_\odot \cos \lambda + A r \sin 2l \cos b + V_r'. \quad (47б)$$

Если считать движение Солнца известным, то, оценив r , уравнение (47б) можно использовать для определения A по способу наименьших квадратов. Величина A 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. Однако формулу (47б) можно применять на расстояниях меньше 1,5–2 кпк.

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 V_r получить $A\bar{r}$ и отсюда определить A . Теперь, когда индивидуальные расстояния определяются надежнее благодаря успехам двумерной спектральной классификации и фотозлектрической узкополосной фотометрии (см. с. 23 и 29), можно увереннее определять A .

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

$$\Delta V_t = 4,74 \mu_l r = V \cos(\theta + l) - V_0 \cos l. \quad (48)$$

Воспользуемся проекциями R_0 и R на луч зрения (линия S_0P на рис. 38а), 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 в формулу (48):

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

Последний член мы умножили и разделили на R_0 , чтобы, заменив отношение V_0/R_0 через ω_0 , а V/R через ω , получить

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

где $\Delta \mu_l$ есть влияние галактического вращения на μ_l . Ограничиваясь в разложении $\omega(R)$ в ряд по степеням $R - R_0$ (44), как и раньше, членами с первой производной $\omega'(R)$, используя соотношения $R - R_0 = -r \cos l$ и $2 \cos^2 l = 1 + \cos 2l$ и пренебрегая членом с r^2 , получим

$$4,74 \Delta \mu_l = -\omega_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 - \frac{1}{2} \omega'(R_0) R_0 \cos 2l. \quad (49)$$

Первые два члена Оорт объединил в постоянную, получившую название *постоянная Оорта B*, тогда как коэффициент при $\cos 2l$ есть постоянная Оорта A . Тогда

$$\Delta \mu_l = \frac{A}{4,74} \cos 2l + \frac{B}{4,74}, \quad (50a)$$

где $A/4,74$ и $B/4,74$ выражены в секундах дуги в год. Если в формуле (49) выразить μ_l в секундах дуги большого круга (для

объектов на некоторой широте b), то получим формулу

$$\Delta\mu_l = \frac{A}{4,74} [1 + \cos 2l] \cos b - \frac{\omega_0}{4,74} \cos b \quad (\text{вторая формула Оорта}). \quad (50б)$$

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 и B получаются неуверенно. Определив из наблюдений величины постоянных A и B , можно получить значение угловой скорости кругового движения ω_0 на расстоянии R_0 и, следовательно, период вращения Галактики на расстоянии R_0 от центра.

Так как ΔV_b есть $-\Delta V_r \operatorname{tg} b$, то, используя формулу (47а), получим влияние дифференциального вращения на компонент μ_b :

$$\mu_b = \frac{V_b}{4,74r},$$

т. е.

$$\Delta\mu_b = -\frac{1}{2} \frac{A}{4,74r} \sin 2l \sin 2b. \quad (51)$$

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 . Совместно с формулой (50б) она используется для учета влияния дифференциального вращения на μ .

28. Анализ данных о вращении Галактики

28.1. Графический анализ вращения Галактики. Рис. 39, а показывает векторы скоростей вращения на различных расстояниях от центра Галактики, направление на который указано везде штриховой стрелкой; точки S' находятся на расстоянии R_0 от центра Галактики. На рис. 39, б показаны векторы относительно Солнца. На рис. 39, в даны проекции скоростей вращения на луч зрения в разных направлениях. Основываясь на формулах Оорта, можно изобразить изменение V_r и μ_l с долготой l . Это сделано на рис. 40, где штриховая линия соответствует кривой $1 + \cos 2l$, тогда как сплошная линия — реальной кривой, которая обнаруживает постоянный отрицательный сдвиг, равный значению угловой скорости ω_0 центронда окосолнечных звезд. Оно соответствует значению ω_0 , полученному Л. О. Струве в 1887 г. в схеме твердотельного вращения (с. 88—89).

Рис. 40 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 на $\pi/2$.

Величина \bar{Ar} (выраженная в $\text{км} \cdot \text{с}^{-1}$) 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. 39. Влияние дифференциального вращения на V_r : а) скорости относительно центра Галактики, б) скорости относительно Солнца, в) — проекции скоростей на луч зрения. Штриховые стрелки указывают направление на центр Галактики.

может быть, станет менее четкой с увеличением r , в силу возрастания случайных ошибок определения μ более далеких звезд.

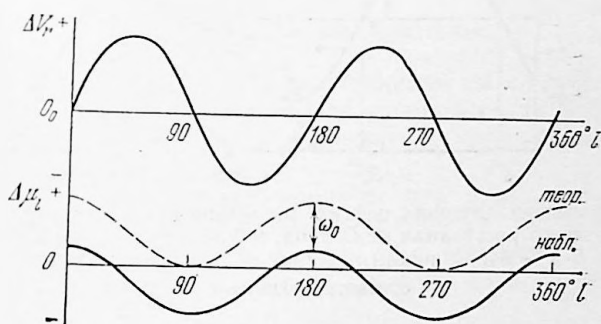


Рис. 40. ΔV_r и $\Delta \mu_l$ как функции галактической долготы l .

Рис. 41 иллюстрирует увеличение амплитуды кривой V_r на материале, полученном А. Джоном [41] 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, $A - B = \omega_0$, величины A и B имеют размерность угловой скорости ($\text{км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{кпк}^{-1}$), а величины $A/4,74$ и $B/4,74$ — размерность секунд дуги в год.

Чтобы определить ω_0 , нужно знать и A , и B . Величина B 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 можно получить дважды: из анализа V_r

и с привлечением данных о μ . Согласно значений A , 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 можно

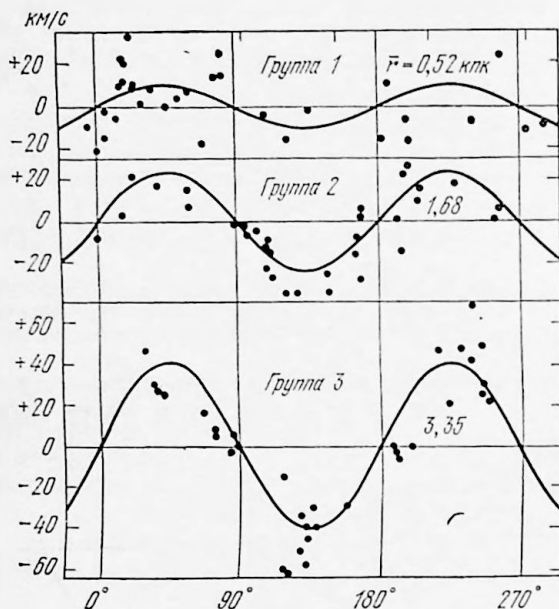


Рис. 41. V_r долгопериодических цефеид, разделенных на три группы в зависимости от их среднего расстояния от Солнца, в функции l . В 1-й группе 35 звезд, во 2-й — 33, в 3-й — 34. Сплошными линиями показаны теоретические кривые, соответствующие \bar{r} .

определить различными методами — например, по пространственному распределению переменных звезд типа RR Лиры или по шаровым скоплениям. Согласие полученного таким способом значения ω_0 с тем, что дают постоянные Оорта, можно считать указанием на его реальность.

■ Наиболее вероятные значения A и B в «оортзовских окрестностях» Солнца (т. е. в пределах 1—1,5 кпк от Солнца) для плоской составляющей (о ней см. 59):

$$A = +15,0 \pm 0,8 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{кпк}^{-1},$$

$$B = -10,0 \pm 1,2 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{кпк}^{-1},$$

R_0 принято равным 10 ± 1 кпк, $A - B = \omega_0 = 25 \pm 1,4 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{кпк}^{-1}$, откуда $V_0 \approx 250 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$.

Если выразить A и B в секундах дуги в год, то $A - B$ даст угловую скорость вращения (также в секундах дуги в год), а от-

сюда и период вращения Галактики на окосолнечном расстоянии от ее центра:

$$A = + (0'',0032 \pm 0'',0002)/\text{год}$$

$$B = - (0'',0021 \pm 0'',0003)/\text{год},$$

$\omega_0 = A - B = 0'',0053/\text{год}$, откуда $P \approx 230$ 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 :

$$A = \frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} - \frac{dV}{dR} \right), \quad B = - \frac{1}{2} \left(\frac{V}{R} + \frac{dV}{dR} \right) = A - \frac{V}{R}. \quad (52)$$

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 следующем разделе.

29. Некруговое движение

Анализ Оорта V_r и μ можно обобщить на случай, когда угол между радиусом-вектором и направлением скорости не 90° , а $90^\circ - \varphi$, что эквивалентно наличию систематического движения вдоль радиуса-вектора Галактики.

Так как из наблюдений следует, что радиальные движения малы по сравнению со скоростью вращения, то, следовательно, угол φ невелик, чтобы его можно было надежно определить из наблюдений. Исследования в этой области продолжаются.

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

В 1941 г. П. П. Паренаго применил формулу (43б)

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

для исследования вращения Галактики. Позднее, узнав о работе Камма, он назвал функцию $f(R, R_0)$ *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 $\omega(R)$:

$$\omega(R) = \frac{1}{R_0} [f(R, R_0)] + \omega(R_0). \quad (53)$$

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

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. Исправление измеренных V_r за движение Солнца.

4. Определение $\omega - \omega_0$ по формуле (436):

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

5. 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 $A(R) =$

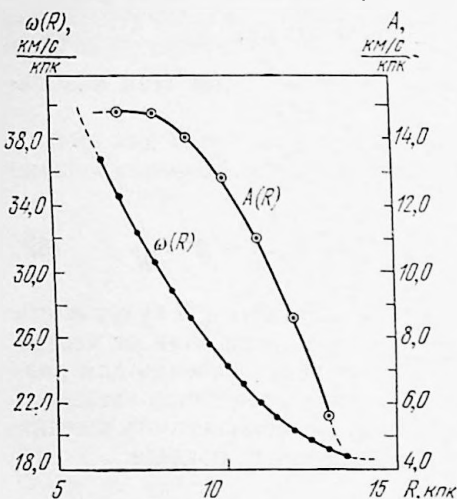


Рис. 42. График изменения ω и постоянной Орта A с R (по данным о движении 159 цефеид Сб Д. К. Каримовой и Е. Д. Павловской [40]).

$= -\frac{1}{2} R \omega'(R)$ получим значения постоянной Орта A . При $R=R_0$ получаем значение ω'_0 и A_0 для окрестностей Солнца. На рис. 42 даны графики изменений $\omega(R)$ и $A(R)$, полученные для долгопериодических цефеид, т. е. для объектов плоской составляющей Галактики.

31. Анализ радионаблюдений облаков HI

При исследовании распределения облаков HI можно опираться на представление о движении этих объектов с круговой скоростью вокруг центра Галактики и определять лучевые скорости облаков из анализа профилей их линий на волне 21 см. Рис. 43 дает представление об изменении формы сложного профиля ¹⁾ и смещениях максимумов профилей вдоль оси V_r в зависимости от галактической долготы. В настоящее время получены десятки тысяч профилей, соответствующих различным l и b , что дает возможность, исследуя интенсивности и положения максимумов кривых, очень детально изучить расположение и структуру водородных облаков. Сложный

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

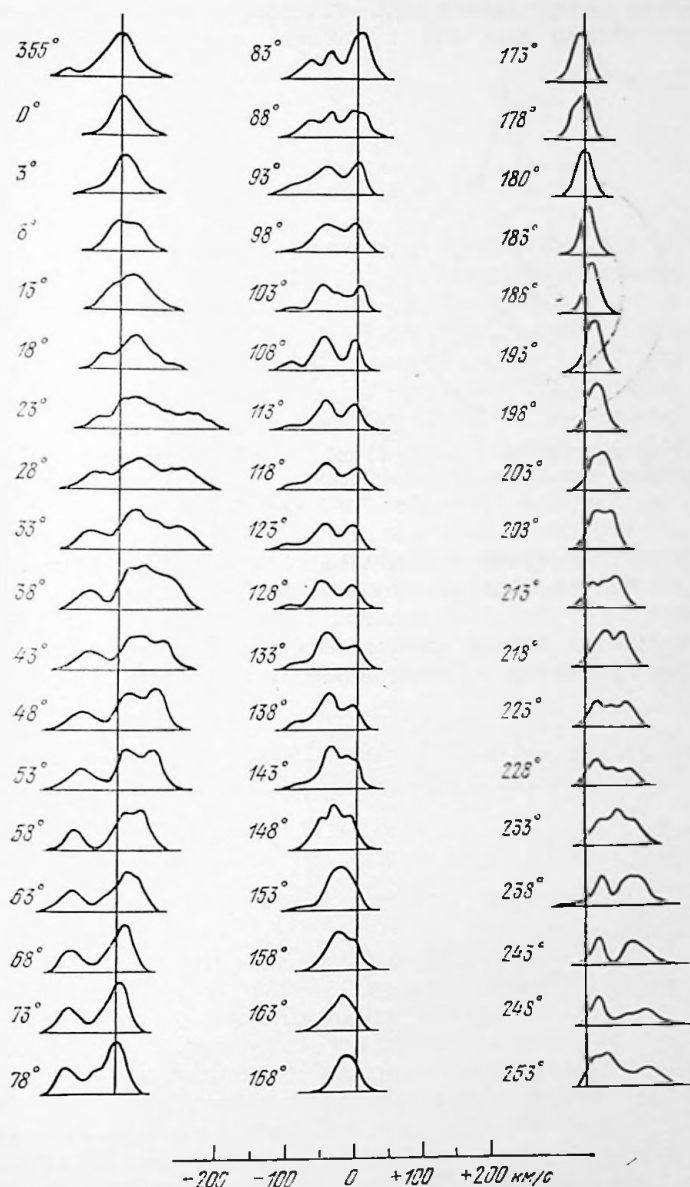


Рис. 43. Профили линии 21 см для различных l в галактической плоскости от 355° до 253° (по классической работе Оорта и ван де Хулста).

вид профиля определяется тем, что луч зрения пронизывает не одно такое облако (рис. 44), а все они, вероятно, располагаются

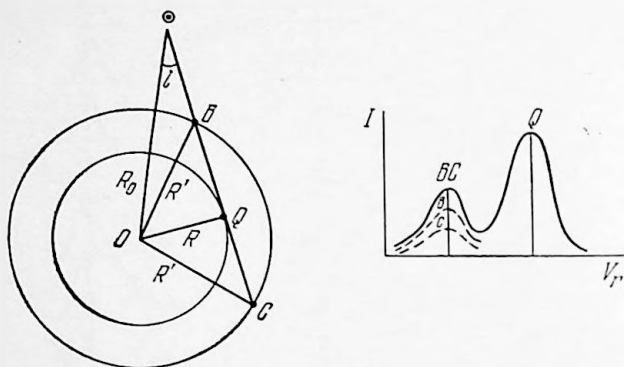


Рис. 44. Профиль водородной линии 21 см с двумя максимумами (справа) в том случае, когда на одном луче зрения (в точках Q, B и C) находятся три облака (слева). O — центр Галактики.

вдоль колец или отрезков спиральных ветвей. Оказалось, что некоторые из них располагаются выше, другие ниже галактического экватора.

О результатах радиоастрономических исследований спиральной структуры Галактики по нейтральному водороду НI см. с. 174

СТРОЕНИЕ ГАЛАКТИКИ

32. Звездные подсчеты Гершелей

Чтобы понять природу нашей звездной системы и проверить суждение о том, что «Млечный Путь — эклиптика для звезд» (Кант), а Сириус — его центральное тело, В. Гершель предпринял в 70-х годах XVIII в. звездные подсчеты в разных направлениях на небесной сфере. Это применение «выборочного обследования», хорошо известного в статистике, получило название «метода черпков». «Черпком» при этом служило поле зрения 20-футового (зеркало 46 см) рефлектора Гершеля диаметром 15'4" и площадью 1/833 000 часть небесной сферы (или около 1/4 диска Луны). В 1083 промерах (от $\delta = +45^\circ$ до $\delta = -30^\circ$) Гершель насчитал $\sim 117\,600$ звезд до 14^m,5¹). Джон Гершель позднее прибавил еще 2299 промеров на южном небе. 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

<i>b</i>	$\pm 0^\circ$	$\pm 15^\circ$	$\pm 30^\circ$	$\pm 45^\circ$	$\pm 60^\circ$	$\pm 75^\circ$	$\pm 90^\circ$
<i>n_N</i>	82,0	51,0	23,5	14,5	7,7	5,0	2,5
<i>n_S</i>	82,0	59,0	26,7	13,5	9,6	6,6	0,0

Таблица 7 приводит к двум выводам:

- 1) число звезд резко убывает по мере удаления от галактического экватора, т. е. имеется *галактическая концентрация* звезд;
- 2) южное полушарие богаче звездами по сравнению с северным.

Первый вывод говорит о галактической концентрации, т. е. об увеличении числа звезд *n* с приближением к средней линии Млечного Пути, второй — о том, что плоскость симметрии распределения звезд не совпадает с галактической плоскостью, т. е. Солнце несколько возвышается над ней. Это подтвердилось многими другими данными (см. ниже).

¹) Не имея точной шкалы звездных величин, Гершель ошибочно полагал, что его телескопу доступны звезды 20-й величины и он в каждом направлении видит все звезды до границ системы.

33. 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. $M = \text{const}$; 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

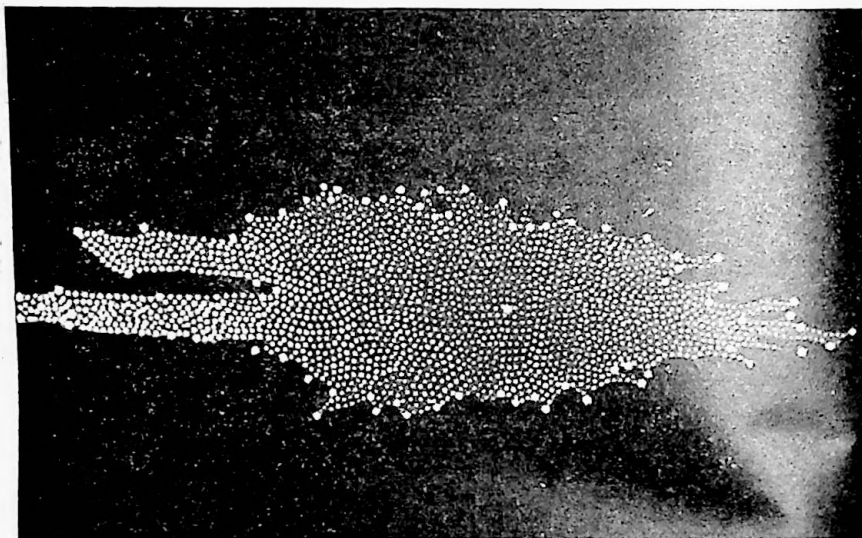


Рис. 45. Первая модель Галактики (В. Гершель, 1785).

звезд, это значит, что в этом направлении система простирается дальше; 4) со своим телескопом он может достичь самых границ системы, В. Гершель сделал вывод, что до границы в данном направлении расстояние $r \sim N^{1/3}$, а число звезд на единице площади небесной сферы N пропорционально r^3 . Таким образом он составил первую в науке схематическую модель Галактики. Рис. 45 дает разрез модели Гершеля плоскостью, перпендикулярной к средней линии Млечного Пути и проходящей через Солнце. Темная полоса, так называемая «Вилка» Млечного Пути, идущая от созвездия Лебедя к созвездию Скорпиона, — глубокая ниша в левой части рисунка. Солнце (отмечено точкой) 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 пк.

В дальнейшем Гершель стал сомневаться в справедливости первого и третьего предположений, а позднее и в идеальной прозрачности межзвездного пространства. 4-е предположение также стало вызывать его сомнение¹⁾.

34. 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 m . Те, которые будут слабее на 1^m , должны быть дальше в $\sqrt{2,512} \approx 1,58$ раза (см. с. 22). При сделанных предположениях число звезд должно увеличиваться прямо пропорционально объему пространства, т. е.

$$\frac{N(m+1)}{N(m)} = \frac{\frac{4}{3} \pi (1,58r)^3}{\frac{4}{3} \pi r^3} \approx (1,58)^3 \approx 3,9811^2). \quad (54)$$

Это соотношение (при двух сделанных предположениях) будет справедливо для звезд любой светимости, а следовательно, и для всей совокупности звезд.

Опираясь на подсчеты звезд до $13^m,5$, Зеелигер нашел, что во всех направлениях $N(m)$ возрастает медленнее, чем это следует по его теореме, причем тем медленнее, чем дальше от средней линии Млечного Пути. Число слабых звезд вдаль от него растет мед-

¹⁾ Подробнее о работах Гершеля см. в книге А. И. Еремеевой «Вселенная Гершеля» (М.: Наука, 1966, 319 с.).

²⁾ Кроме того, $3,9811 = 2,512^{3/2} = 10^{0,6}$ (иногда говорят о «законе 0,6»).

леннее, чем число ярких звезд. Эти выводы подтвердились в дальнейшем на более обширных подсчетах более слабых звезд (см. табл. 8а и 8б).

Не углубляясь в анализ этих фактов, Зеелигер (1920) построил свою модель «типической системы» — сферонд размером $14\,400 \times 3300$ пк с Солнцем в центре и с падением плотности до нуля к границам системы.

Я. Каптейн в 1922 г. [42], считая функцию светимости нормальной кривой (см. 38) с центром $M = +7^m,69$ и средней квадратической ошибкой $\sigma = \pm 2^m,5$, получил для Галактики форму, напоминающую эллипсонд вращения диаметром 16 кпк со сплюснутостью 1/5, с Солнцем на расстоянии всего в 650 пк от центра. Вытекавший из этих исследований вывод о центральном или почти центральном положении Солнца в Галактике входил в противоречие с отличным 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.

Решающий аргумент против центрального положения Солнца в Галактике был получен еще в 1915—1918 гг. Х. Шапли, который при исследовании пространственного распределения 69 шаровых скоплений пришел к выводу, что Солнце находится далеко от центра системы шаровых скоплений, имевшей явно сферическую форму. Он оценил, что центр этой системы лежит в направлении созвездия Стрельца на расстоянии порядка 15 кпк.

35. Звездные подсчеты до $18^m,5$

Сирс и ван Райн (1925) использовали громадный материал многотомного Астрографического каталога «Карты неба» (CdC) для подсчетов звезд до $13^m,5$ и каталога 139 «Избранных площадей» Каптейна (Selected Areas — SA) для продолжения этих подсчетов до $18^m,5$. В табл. 8а приведены осредненные по всем долготам l значения $\lg N(m, b)$, рассчитанные ими на 1 квадратный градус и экстраполированные до 21^m , а также значения $N(m, 0^\circ)/N(m, 90^\circ)$, отражающие подмеченную еще Гершелями галактическую концентрацию.

Функция $N(m)$ хорошо представляется эмпирическими формулами вида

$$\lg \frac{dN(m)}{dm} = \lg A(m) = a + bm - cm^2 \quad (55a)$$

или

$$\frac{dN(m)}{dm} = A(m) = 10^{a+bm-cm^2}, \quad (55б)$$

где значения a, b, c зависят от места на небе, в первую очередь от галактической широты. Значения постоянных a, b, c можно определить по данным подробных подсчетов. На рис. 46 в качестве

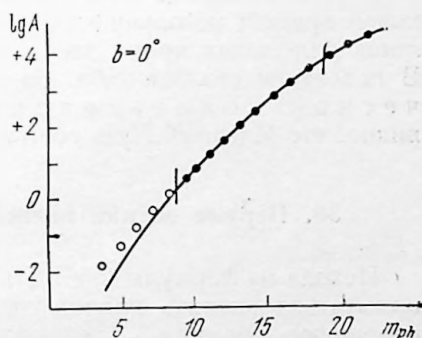
Т а б л и ц а 8а

m_{ph}	b							$\frac{N(m, 0^\circ)}{N(m, 90^\circ)}$
	0°	10°	20°	30°	50°	70°	90°	
$6^m,0$	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 ¹⁾	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.

примера приведены данные о $\lg \left[\frac{dN(m, b)}{dm} \right] = \lg A(m, b)$, вычисленные для $b=0^\circ$.

Рис. 46. Функция $\lg \frac{dN(m, b)}{dm}$ для $b=0^\circ$. Вертикальными черточками отмечена область значений, полностью удовлетворяющих эмпирической формуле (55а).



В табл. 8б даны численности $N(m_{ph})$, включая значения, экстраполированные по плавному ходу функций $\lg \frac{dN_{ph}(m, b)}{dm}$ (см. рис. 46) и средние отношения $\frac{N_{ph}(m+1)}{N_{ph}(m)}$ по всем площадкам неба, для $b \cong 0^\circ$ и для $b \cong 90^\circ$.

Т а б л и ц а 86

m_{ph}	$N(m_{ph})$	$N(m_{ph}+1)/N(m_{ph})$			m_{ph}	$N(m_{ph})$	$N(m_{ph}+1)/N(m_{ph})$		
		все небо	$b=0^\circ$	$b=90^\circ$			все небо	$b=0^\circ$	$b=90^\circ$
4 ^m	357				13 ^m	2 710 000			
5	1 030	2,88	2,88	2,88	14	6 470 000	2,39	2,55	2,06
6	2 940	2,85	2,85	2,82	15	14 900 000	2,31	2,46	1,97
7	8 240	2,80	2,82	2,77	16	33 100 000	2,22	2,35	1,87
8	22 800	2,77	2,80	2,70	17	70 300 000	2,12	2,23	1,77
9	62 100	2,72	2,77	2,60	18	143 000 000	2,03	2,13	1,68
10	166 000	2,67	2,75	2,50	19	275 000 000	1,93 ¹⁾	2,04	1,60
11	432 000	2,61	2,70	2,39	20	506 000 000	1,84	1,93	1,51
12	1 100 000	2,54	2,67	2,29	21	889 000 000	1,76	1,84	1,43
		2,47	2,62	2,17					

¹⁾ Курсивом отмечены экстраполированные значения.

Экстраполяция до $m=21^m$ невелика и вполне оправдана плавным ходом кривой; небольшие систематические отклонения отмечаются лишь для самых ярких звезд, численности которых очень малы. В последнем столбце табл. 8а дана характеристика галактической концентрации для звезд различного блеска; видно, что Млечный Путь состоит в основном из слабых звезд.

36. Первые оценки полного числа звезд в Галактике

Исходя из формулы (55б) для числа звезд m -й величины, можно попытаться оценить полное число звезд в Галактике. Для этого перепишем формулу в следующем виде:

$$N(m) = \int_{-\infty}^m A(m) dm = \int_{-\infty}^m e^{\frac{1}{\text{Mod}}(a+bt-ct^2)} dt, \quad (56)$$

где $\text{Mod}=0,4343=\lg e$, t — переменная интегрирования.

Интеграл в правой части (56) 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:

$$a + bt - ct^2 = a - c \left(t - \frac{b}{2c} \right)^2 + \frac{b^2}{4c}.$$

Введя вместо t новую переменную $x = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} \left(t - \frac{b}{2c} \right)$, откуда

$$dx = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} dt, \text{ получим выражение (56) в форме}$$

$$N(m) = e^{\frac{1}{\text{Mod}} \left(a + \frac{b^2}{4c} \right)} \sqrt{\frac{\text{Mod}}{c}} \int_{-\infty}^{\sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} \left(m - \frac{b}{2c} \right)} e^{-x^2} dx.$$

Умножив и разделив на $\sqrt{\pi}$ и введя следующие обозначения:

$$A = \sqrt{\frac{1}{\pi \text{Mod}}} e^{\frac{1}{\text{Mod}} \left(a + \frac{b^2}{4c} \right)}, \quad B = \sqrt{\frac{c}{\text{Mod}}} \quad \text{и} \quad C = \frac{b^2}{2c},$$

получим

$$N(m) = \frac{A}{\sqrt{\pi}} \int_{-\infty}^{B(m-C)} e^{-x^2} dx. \quad (56')$$

Значения величин A и C легко найти, положив в первом случае $m = +\infty$, а во втором $m = C$:

$$N(\infty) = \frac{A}{\sqrt{\pi}} \int_{-\infty}^{+\infty} e^{-x^2} dx = A,$$

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 на 1 кв. градус в зоне (вплоть до самых слабых). Умножив $N(\infty)$ на соответствующую площадь каждой зоны в квадратных градусах, Сирс и ван Райн получили 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 для каждой зоны даны N в процентах к

Таблица 9

Зона по b	$N(\infty)$ в зонах	N в %
$0^\circ \pm 20^\circ$	$2,84 \cdot 10^{10}$	95,3
$\pm 20^\circ \pm 40^\circ$	$0,12 \cdot 10^{10}$	4,0
$\pm 40^\circ \pm 90^\circ$	$0,02 \cdot 10^{10}$	0,7
Все небо	$\sim 3 \cdot 10^{10}$	100

общему числу звезд на всем небе. Выявляется громадная концентрация звезд в довольно узкой полосе, 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 (см. 50), которое уменьшает число звезд каждой звездной величины, причем тем больше, чем ближе к галактическому экватору область подсчетов, дало для полного числа звезд величину порядка $1,5 \cdot 10^{11}$, что близко к современной оценке $\sim (9 \div 12) \cdot 10^{10}$ звезд.

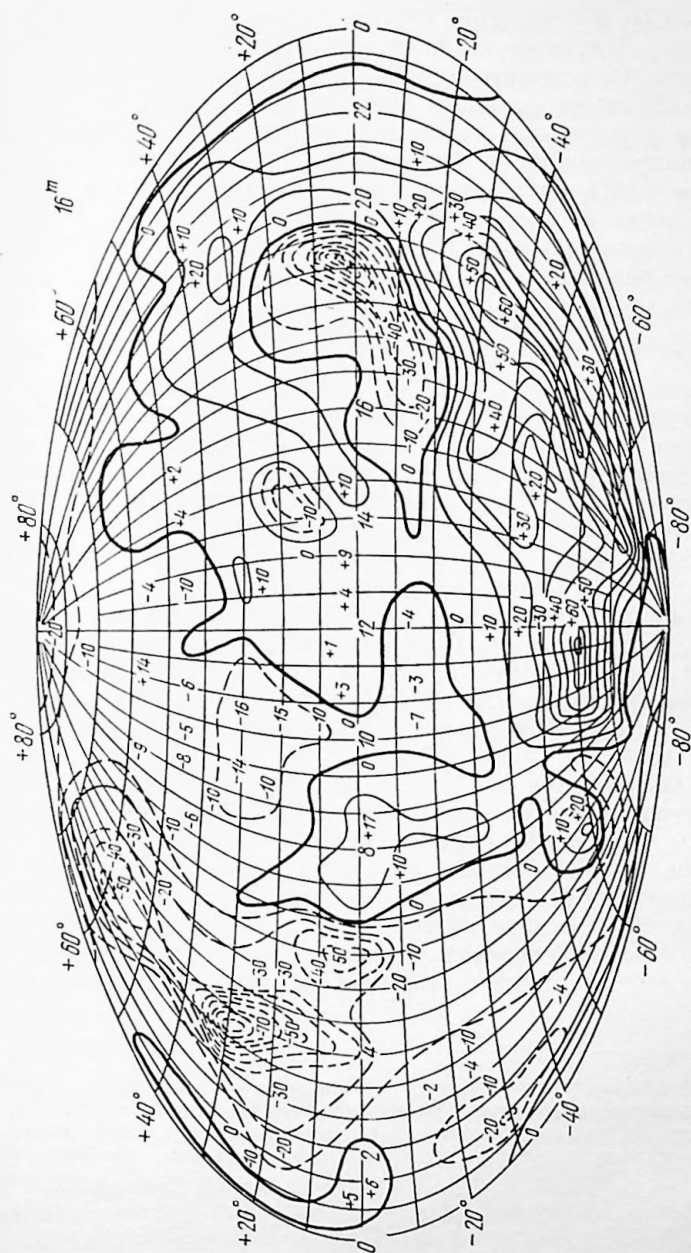
37. Области повышенной видимой плотности звезд

От величин $N(m, b)$, сглаженных по l (табл. 8а), перейдем к рассмотрению распределения по небу величины $N(m, l, b)$. Уклонения $N(m, l, b)$ от сглаженных значений $N(m, b)$ показали ряд областей повышенной или пониженной звездной плотности (образец на рис. 47 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, цефеиды, диффузные туманности ²⁾ и облака нейтрального

¹⁾ На эту особенность распределения ярких звезд впервые обратил внимание Д. Гершель (1847 г.).

²⁾ Часть диффузных туманностей показывает концентрацию и к галактическому экватору.

Рис. 47. Изоденсы звезд 16^m. Экваториальная система координат.

водорода, близкие темные туманности, ассоциации OriI, PerII, поток Sco — Cep и некоторые другие звезды. Все они входят в так называемую *Местную систему*, изучению которой посвящено много работ. Ее размеры порядка 200×500 пк, центр на расстоянии 100—150 пк от Солнца в направлении $l=275^\circ$, $b=-12^\circ$.

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.

38. Функция светимости

Функция светимости ¹⁾ $\varphi(M)$ дает распределение звезд по абсолютным величинам или, иначе, *долю общего числа звезд* ²⁾, принадлежащую на единичный интервал ΔM . Функцию светимости $\varphi(M)$ считают неизменной в пределах изучаемой области пространства или, точнее, берут такую область пространства, чтобы внутри нее $\varphi(M)$ можно было бы считать одной и той же ³⁾. Однако в разных частях нашей звездной системы (и других галактик) $\varphi(M)$ может быть различной и подлежит специальному изучению.

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 пк³. Очевидно, что это число будет равно произведению звездной плотности $D(r)$ на $\varphi(M)$ и на объем: $D(r)\varphi(M) \cdot V$. При этом считаем $D(r)$ в пределах этого объема постоянной величиной.

38.1. Определение $\varphi(M)$ по совокупности данных 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 представлены звезды самых высоких светимостей, и кроме определения M на основе тригонометрических параллаксов понадобятся методы определения фотометрических расстояний, чтобы составить себе представление о $\varphi(M)$ во всем диапазоне известных нам M .

¹⁾ Хотя общепринятым является термин *функция светимости*, обычно рассматривают распределение звезд по абсолютным звездным величинам M .

²⁾ Иначе говоря, $\varphi(M)$ является нормированной функцией, определяемой условием (которому в сущности удовлетворить не можем, так как не знаем всех звезд)

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \varphi(M) dM = 1.$$

³⁾ О функции $\varphi(M, z)$ см. с. 114.

При обзоре даже ближайших окрестностей Солнца приходится считаться с тем, что неполнота данных быстро растет с удалением от Солнца. На рис. 80 будет показано, как для определения около-солнечной плотности используются подсчеты всех известных звезд до определенного расстояния. Заметно уменьшение звездной плотности с удалением от Солнца даже до расстояния 10,5 пк — явный эффект наблюдательного характера, влияющий также и на наши представления о ходе функции светимости $\varphi(M)$.

Во втором случае — при подсчете звезд до данной предельной видимой величины — надо для звезд данной светимости определить радиус r сферы, внутри которой можно было бы полагать все (или почти все) звезды известными, а затем приводить полученные численности к одному и тому же объему, деля эти численности на объемы соответствующих сфер $\frac{4}{3}\pi r^3$, т. е. получая численности в некотором единичном объеме.

Комбинируя оба эти метода, Г. А. Старикова [43] проанализировала весь имевшийся материал о звездах, светимость которых заключена в пределах от $M = -7^m$ до $M = +17^m$, используя для этого данные обо всех звездах ярче 6^m (всего 4536 звезд) и всех известных звездах до расстояния в 20 пк (915 звезд). В табл. 10

Т а б л и ц а 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	$+11^m$	9,5241
-6	0,00005	$+3$	1,4047	$+12$	9,4754
-5	0,0001	$+4$	2,1945	$+13$	10,5347
-4	0,0005	$+5$	3,6394	$+14$	10,5542
-3	0,0017	$+6$	4,4557	$+15$	10,5461
-2	0,0091	$+7$	4,7560	$+16$	8,2822
-1	0,0680	$+8$	3,8008	$+17$	6,7780
0	0,1727	$+9$	3,3886		$\Sigma \sim 100$
$+1$	0,4311	$+10$	9,1363		

показана функция $\varphi(M)$, приведенная к галактической плоскости. Это приведение учитывает экспоненциальное уменьшение звездной плотности с удалением от галактической плоскости по закону $D(z) = D(0)e^{-|z|/\beta}$, где $D(0)$ — плотность в самой галактической плоскости, а β — высота слоя однородной плотности. Приведение выполняется в каждом слое. Искомая $\varphi(M)$ будет суммой значений в различных слоях, приведенных к галактической плоскости. Построенная по этим материалам с использованием метода сглаживания путем осреднения каждых трех соседних значений (метод «скользящего среднего») функция $\varphi(M)$ показана на рис. 48а.

38.2. Функция светимости по данным о собственных движениях звезд. Одним из косвенных методов определения $\varphi(M)$ является использование обнаруженной по материалам обзоров μ статистической связи между π , m и μ , которая позволяет определить M , а

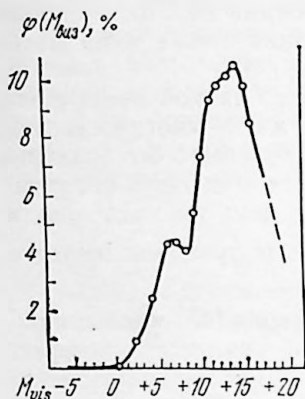


Рис. 48а. Функция светимости по данным Г. А. Стариковой (M_{vis}).

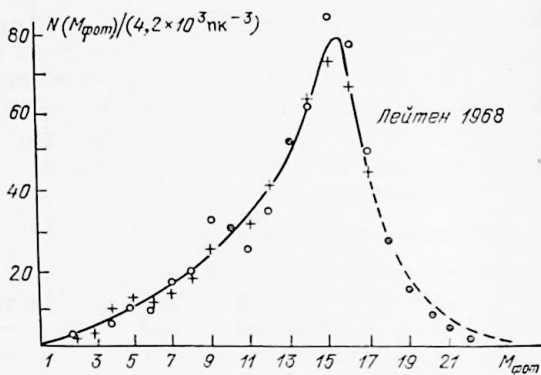


Рис. 48б. Функция светимости по данным В. Лейтена (M_{phot}) 1968 г. — сплошная кривая. Кружки — новые данные Лейтена 1973 г. для области вокруг южного полюса Галактики (~ 7000 звезд до $21^m,2$ и с $\mu > 0'',18$), крестики — данные 1976 г. для северного полюса ($\sim 10\,000$ звезд).

следовательно, уточнить $\varphi(M)$. Так, например, Я. Кантейн и П. 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 *приведенным собственным движением* H , вводимым при помощи формулы $H = m + 5 + 5 \lg \mu$,

$$\bar{M} = x + yH, \quad (57)$$

где $x = 5(1 + a - c)$, а $y = c$. При выводе этой формулы В. Лейтен [44] пренебрег малым слагаемым $(1 + 5b - c)m = -0,0015m$, используя вышеприведенные значения b и c .

На основе анализа своего громадного материала по определению собственных движений звезд фотографическим путем В. Лейтен, используя статистическую формулу (57), получил $\varphi(M)$ следующим образом: построив функцию распределения $\Phi(H)$, он перешел

затем к $\varphi(M)$ по формуле

$$\varphi(M) = \Phi\left(\frac{\bar{M} - x}{y}\right),$$

т. е. подставляя в функцию распределения $\Phi(H)$ ее значения, выраженные через конкретные значения полученных \bar{M} , x и y .

В 1968 г., используя более 4000 звезд ярче 21^m (фот.) с $\mu > 0''.5$, В. Лейтен [45] нашел $\varphi(M)$, которая давала значения чисел $N(M)$ звезд с абсолютными величинами в пределах от M до $M+1$ в объеме радиусом 10 пк вокруг Солнца (см. табл. II и рис. 486). Для

Таблица II

$M_{\text{фот}}$	$N(M) 1968$	$N(M) 1938$	$M_{\text{фот}}$	$N(M) 1968$	$N(M) 1938$	$M_{\text{фот}}$	$N(M) 1968$	$N(M) 1938$
-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	$+25$		
$+8$			$+17$					

удобства сравнения максимум кривой равен максимуму кривой на рис. 48а. В таблице II приведены также данные Лейтена 1938 г. [44]; заметно увеличение числа абсолютно слабых звезд.

Во время Коллоквиума № 76 МАС в июне 1983 г. в Мидлтауне (США) С. Кипп [46] сопоставил новые данные В. Лейтена о звездах с заметными μ в обширных областях неба вокруг северного и южного полюсов Галактики с его данными 1968 г. На рис. 486 они отмечены кружками и крестиками, кривая отражает данные Лейтена 1968 г. Крестики суммируют данные о 10 000 звезд северной полярной шапки [48], кружки — о 7000 звезд южной [47]. Как видно, общий ход $\varphi(M)$ и положение ее максимума не изменились. Расхождение новых данных с кривой для $M > 18^m$ свидетельствует о недостатке данных о μ слабых звезд. Не чувствуется существенных расхождений в $\varphi(M)$ северной галактической полярной шапки

и южной, если не считать намека на вторичный максимум у $M=9^m$ для южной части небесной сферы.

Различие двух $\varphi(M)$ (табл. 10 и 11, рис. 48а и 48б) определяется не только различием диапазона длин волн (визуальный и фотографический), но и различием методов определения $\varphi(M)$. Так, на-

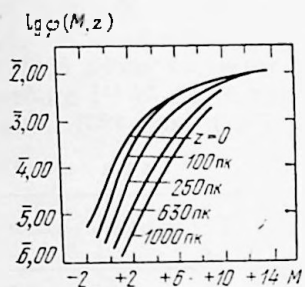


Рис. 49. Функция светимости $\varphi(M, z)$ [51].

пример, функция $\varphi(M_{\text{фот}})$, выведенная по μ , не охватывает абсолютно ярких звезд, входящих в $\varphi(M_{\text{виз}})$ (см. также [49], где представлена $\varphi(M)$ для красных и белых карликов до $M_z = +20^m,7$ с максимумом $\sim M_z \approx 14^m,5$).

Несомненно, $\varphi(M)$ зависит от галакто-центрических координат: она, по-видимому, различна в центральных областях Галактики и на периферии. О начальной функции светимости см. раздел 42.3.

Изучение интегрального спектра Млечного Пути, проведенное Е. Б. Костяковой [50], 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 Галактики от остальных ее частей, а, следовательно, о различии их $\varphi(M)$.

Функция светимости меняется также по мере перехода от плоскости Галактики ($z=0$) к большим z -координатам (рис. 49) [51].

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).

39. Звездные скопления¹⁾

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. 50). Звездные скопления представляют собой существенные детали структуры Галактики. Изучение скоплений важно также для проверки теорий происхождения и эволюции звезд, так как звезды — члены скопления, находясь близко друг к другу в пространстве, имеют общее происхождение и примерно одинаковые возраст и химический состав.

¹⁾ В 1981 г. вышла в свет прекрасная монография П. Н. Холопова «Звездные скопления», которую можно горячо рекомендовать читателям [XXV].



Рис. 50. Рассеянное звездное скопление М 67=NGC 2682.

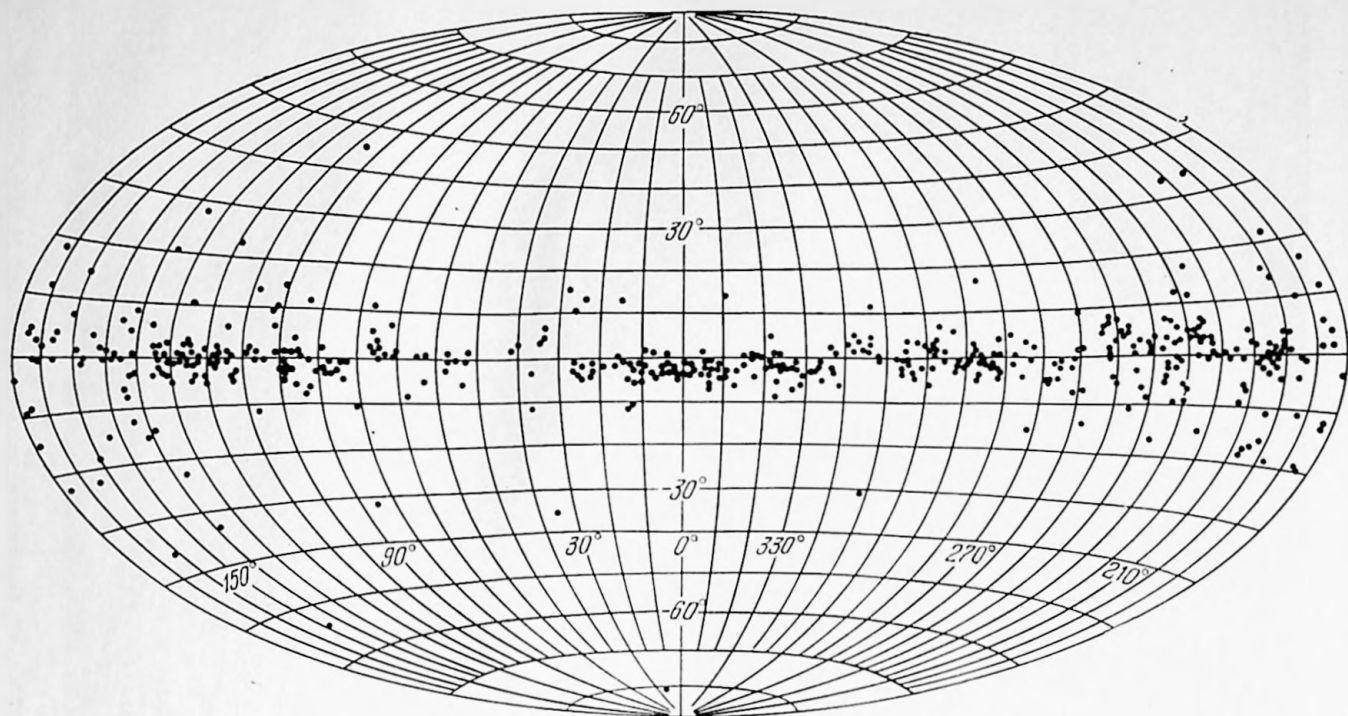


Рис. 51. Видимое распределение рассеянных звездных скоплений.

Однако члены скопления могут быть не похожи друг на друга, так как находятся на различных стадиях своей эволюции, зависящей от начальной массы отдельных звезд.

Сравнительно яркие звездные скопления часто обозначают номерами одного из каталогов, объединявших раньше скопления, туманности и галактики, т. е. все объекты, которые выглядели как размытые пятна, отличающиеся по своему внешнему виду от звезд, например, М 31 (Мессье 31), NGC 6422 и др. (П 2.13).

Звездные скопления делятся, в первую очередь по их внешнему виду, на *рассеянные* (иногда их неудачно называют открытыми, буквально переводя английское слово open) и *шаровые*. Эти две группы скоплений отличаются числом членов («богатством»), своими диаграммами «видимая величина — цвет», отражающими звездный состав скопления, наличием разных типов переменных звезд, различным характером распределения в Галактике и, наконец, возрастом. Большинство рассеянных скоплений находится в поясе $\pm 15^\circ$ относительно галактического экватора (рис. 51). Лишь самые близкие к нам скопления могут иметь большие b . Шаровые скопления встречаются на всех галактических широтах, но особенно много их в области, окружающей центр Галактики (см. рис. 2). Характерной особенностью шаровых скоплений является наличие в них переменных звезд типа RR Lyr, а также небольшого числа цефеид типа CW, переменных звезд типа RV Тау и некоторых других. В рассеянных скоплениях эти типы переменных отсутствуют, — в них встречаются переменные некоторых других типов (например, C δ , E, δ Sct, I — неправильные). Иногда очень непросто по внешнему виду определить тип скопления (см., например, рис. 63 внизу), поэтому приходится обращаться к другим характеристикам, например, к диаграмме «цвет — видимая звездная величина», являющейся аналогом зависимости «спектр — светимость» (42.2).

40. Выделение членов скопления

На площадь неба, занимаемую скоплением, проецируются звезды фона, находящиеся как перед скоплением, так и за ним. Отделение членов скопления от этих звезд фона представляет собой непростую задачу. Существуют различные методы выделения членов скопления. Надежнее всего члены скопления выделяются в том случае, когда звезды скопления обладают заметными общими μ (рис. 52); в противном случае их μ потеряются среди небольших и, в среднем, случайно направленных μ звезд фона.

К выделению звезд — членов скоплений иногда применяют вероятностный критерий Эббигхаузена [53], основанный на анализе μ , если известны их средние квадратические ошибки σ_μ .

На диаграмме (μ_x, μ_y) , куда нанесены точки, соответствующие всем измеренным в области скопления звездам, начерчены окружности с центром в μ_x, μ_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 [54, 55, см. также XXV].

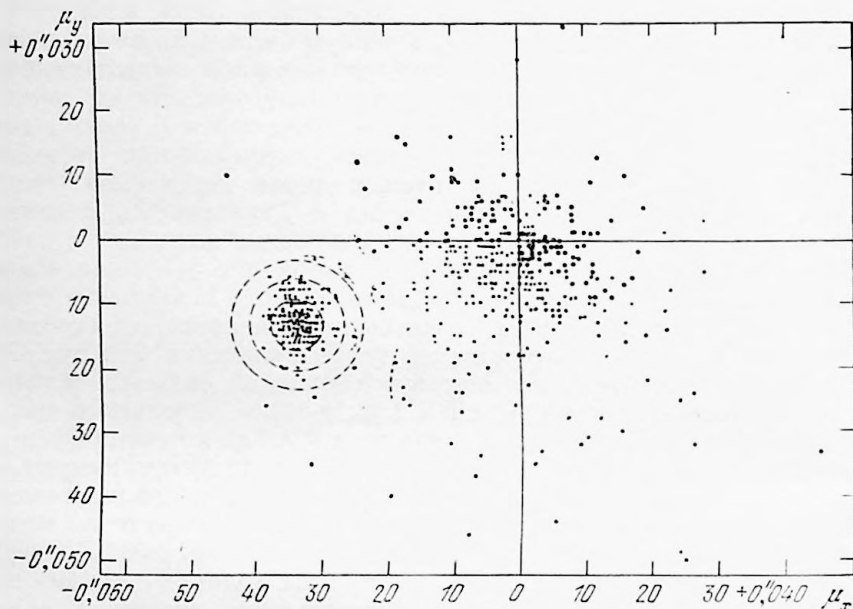


Рис. 52. Выделение членов скопления по μ . График μ_x, μ_y для области скопления Ясли обнаруживает группу звезд, значительно отличающихся по μ от остальных. Пунктирные дуги отделяют звезды скопления от звезд фона. Окружности, проведенные вокруг вероятного центра скопления, основаны на значении $\sigma_\mu = \pm 0.003$ (по данным Клейн-Вассинка [52]).

Иногда можно выделить члены скопления по V_r , если V_r скопления заметно отличается от V_r звезд фона; очень редко звезды скопления могут быть выделены по одинаковому π_{tr} . Положение на диаграммах m — Sr или m — CI (где CI — показатель цвета) 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 Γ — P , построенной для всех звезд с известными π_{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 «отскакивают» вверх от общего среднего хода, иногда даже

до $0^m.7$. 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. Здесь исследователей ждет большая и интересная работа.

41. Движущиеся скопления

Среди близких к нам рассеянных скоплений имеется около десятка так называемых *движущихся*. Таковы, например, Гиады, Плеяды, Ясли, поток УМа и некоторые другие. Направления μ членов таких скоплений, продолженные назад либо вперед, пересекаются в точке, называемой *радиантом*. Это известное из теории перспективы схождение параллельных линий. Таким образом, радиант есть точка пересечения больших кругов, проведенных через звезды в направлении их μ (рис. 53). Из-за ошибок μ и из-за различия пекулярных скоростей получается не точка пересечения а небольшая область на небе, где происходит пересечение больших кругов. Центр этой области принимается за искомый радиант. Если известны координаты радианта и V_r , хотя бы нескольких звезд движущегося скопления, можно очень надежно определить индивидуальные параллаксы всех звезд — членов этого скопления.

41.1. Определение координат A , D радианта движущегося скопления. Для решения этой задачи разработан ряд методов, один из которых [56] изложен ниже. Пусть звезды — члены скопления имеют координаты α_i , δ_i и компоненты μ_i : $\mu_{\alpha_i}^s$ и $\mu_{\delta_i}^s$, определенные с вероятными ошибками $\varepsilon(\mu_\alpha)$ и $\varepsilon(\mu_\delta)$ в $''/\text{год}$. Как известно, $\mu = \sqrt{(15\mu_\alpha^s \cos \delta)^2 + \mu_\delta^s^2}$, а его позиционный угол θ определится по формуле

$$\operatorname{tg} \theta = \frac{15\mu_\alpha^s \cos \delta}{\mu_\delta^s}. \quad (58)$$

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. 54). Позиционный угол θ_c большого круга, проходящего через точки (α_i, δ_i) и (A, D) , определится формулой сферической тригонометрии

$$\operatorname{ctg} a \sin c = \operatorname{ctg} A \sin B + \cos c \cos B,$$

связывающей четыре рядом расположенных элемента треугольника A, c, B и a :

$$\sin(A - \alpha_i) \operatorname{ctg} \theta_c = \operatorname{tg} D \cos \delta_i - \sin \delta_i \cos(A - \alpha_i). \quad (59)$$

Если по формуле (58) вычислить $\operatorname{tg} \theta_i$, а затем по нему определить $\operatorname{ctg} \theta_i$ и считать его приближенно равным $\operatorname{ctg} \theta_c$, то в уравнении (59) неизвестными останутся лишь A и D . В принципе, можно для каждой звезды написать такое уравнение, преобразовав его, разумеется, к удобному виду. Вес каждого уравнения обратно пропорционален величине $\varepsilon(0)$. Решение полученной системы методом наименьших квадратов даст значения A и D .

Однако удобнее, приняв некоторые предварительные приближенные значения A_0 и D_0 , по формуле (59) вычислить соответствующие каждой звезде θ_c , образовать разности $\Delta\theta = \theta_i - \theta_c$, где θ_i вычислены по формуле (58), 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 даст условное уравнение для определения A и D :

$$[\operatorname{ctg}(A_0 - \alpha_i) \cos \theta_c \sin \theta_c - \sin \delta_i \sin^2 \theta_c] \Delta A - \\ - \sec^2 D_0 \cos \delta_i \operatorname{cosec}(A_0 - \alpha_i) \sin^2 \theta_c \Delta D = \Delta\theta. \quad (60)$$

Каждое уравнение (60) умножаем на вес $\omega = \varepsilon_0^2 / \varepsilon^2(0)$, где удобно принять $\varepsilon_0 = 1$ рад/57,3 $\approx 1^\circ$.

Полученные методом наименьших квадратов значения ΔA и ΔD дадут искомые координаты радианта как суммы:

$$A_0 + \Delta A = A_1, \quad D_0 + \Delta D = D_1.$$

Эти вычисления повторим, взяв вместо A_0, D_0 полученные A_1 и D_1 . Этот процесс последовательных приближений можно повторить несколько раз, пока отличие A_{i+1} от A_i и D_{i+1} от D_i не станет достаточно малым.

41.2. Определение пространственной скорости движущегося скопления и параллакса его членов. Предполагая, что величина дисперсии σ_V измеренных V_r звезд — членов скопления невелика (для Гнад, например, эта величина равна всего $\pm 0,23$ км·с $^{-1}$), можно определить пространственную скорость V , а затем и π звезд — членов скопления.

Зная координаты радианта A и D , вычислим угловое расстояние λ_i каждой звезды — члена скопления от радианта по формуле, вытекающей из рассмотрения того же рис. 54:

$$\cos \lambda_i = \sin \delta_i \sin D + \cos \delta_i \cos D \cos(A - \alpha_i). \quad (61)$$

Из рис. 55 видно, что $V_r = V \cos \lambda$. Измерив V_r для нескольких звезд скопления, можно получить V по способу наименьших квадратов. Для этого каждое условное уравнение надо умножить на

соответствующий вес ω , обратно пропорциональный квадрату ошибки определения V_r . Решение получим в виде

$$V = \frac{[V_r \cos \lambda \cdot \omega]}{[\cos^2 \lambda \cdot \omega]}.$$

Тангенциальная скорость

$$V_{t_i} = 4,74 \frac{\mu_i}{\pi_i} = V_{r_i} \operatorname{tg} \lambda_i,$$

откуда $\pi_i = 4,74 \mu_i / V_{r_i} \operatorname{tg} \lambda_i$. Если вместо V_{r_i} подставить $V \cos \lambda_i$, то параллакс каждой звезды — члена скопления выразится формулой

$$\pi_i = \frac{4,74 \mu_i}{V \sin \lambda_i} \quad (62)$$

Пренебрегая ошибкой в определении V по сравнению с ошибками μ_i , можно считать, что ошибка параллакса

$$\varepsilon(\pi_i) = \frac{4,74}{V \sin \lambda_i} \varepsilon(\mu_i),$$

где $\varepsilon(\mu_i)$ — ошибка определения μ_i ¹⁾. Как правило, параллаксы членов движущихся скоплений определяются очень надежно.

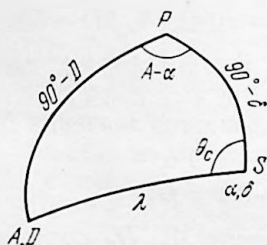


Рис. 54. К определению координат радианта движущегося скопления.

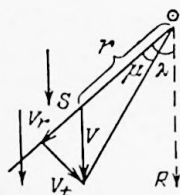


Рис. 55. К определению параллаксов звезд — членов движущихся скоплений.

Движущееся скопление Большой Медведицы (УМа) расположено особенно близко к нам (~ 28 пк) и поэтому широко раскинуто по небу, — в него входят β , γ , δ , ϵ и ζ УМа, несколько слабых звезд УМа (например, 37 УМа), а также, возможно, α CrB и Сириус, расположенный на окраине этого скопления.

Т. А. Агекян, Ж. П. Аносова и Е. И. Борщевская [57] провели поиски еще не открытых движущихся скоплений, анализируя каталог В. Лейтена, содержащий ~ 1700 звезд с собственными дви-

¹⁾ Более точная формула, учитывающая ошибку определения V :

$$\varepsilon_{\pi} = \frac{4,74}{V \sin \lambda} \sqrt{V^2 \varepsilon_{\mu}^2 + \mu_i^2 \varepsilon_V^2}.$$

жениями $>0'',27$. Они использовали метод, аналогичный методу В. Гершеля, определившего координаты апекса движения Солнца по $\mu 13$ звезд (см. Хронология, 1783 г.). Большие круги, проведенные в направлениях μ всех исследованных звезд, в ряде мест показали явную тенденцию к сгущиванию точек пересечения (радиант). Этим методом, помимо давно известных движущихся скоплений, обнаружено в окрестностях Солнца несколько десятков новых, ранее неизвестных, движущихся звездных скоплений.

И. Н. Латышев [58], исследуя звезды с заметными μ , нашел ряд близких друг к другу звезд, показывающих одинаковые по направлению и величине μ , заставляющие считать их членами групп общего пространственного расположения и, вероятно, общего происхождения, а также исследовал двойные и кратные звезды среди ярких и близких звезд.

42. Рассеянные скопления

Число известных рассеянных скоплений больше 1000, оценка объема пространства, в котором они исследованы, и учет влияния галактического поглощения на возможность их обнаружения приводят 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 или загорожены областью галактического центра.

Х. Уинсеп и А. Сеттедукати [59] 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.

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. Диаметры рассеянных скоплений от 1,5 пк до 15—20 пк. Плотность в них от 1 до 80 звезд на пк³.

42.1. Классификация рассеянных звездных скоплений. Несколько предложенных Р. Тремплером в разное время классификаций рассеянных скоплений учитывали **к о н ц е н т р а ц и ю** членов скопления к его центру (от самой большой — I до наименьшей — IV) и богатство скопления звездами. Буква *g* (rich) соответствовала богатому, *m* (mean) — среднему и *p* (poor) — бедному скоплению. В 1930 г. Р. Тремплер разработал классификацию, основанную на виде диаграммы «видимая звездная величина — показатель цвета». Он различал три основных типа этих диаграмм: I — диаграмма, состоящая только из главной последовательности (Г.П.);

2 — Г.П. плюс красные и желтые гиганты; 3 — самые яркие звезды скопления — желтые и красные гиганты (F — K), к которым добавлены звезды-карлики поздних спектральных классов (F — G). К этим арабским цифрам добавлялись малые буквы, отмечавшие спектр самых ярких звезд Г. П., например, 1b, 2a, 3f и т. д. (рис. 56).

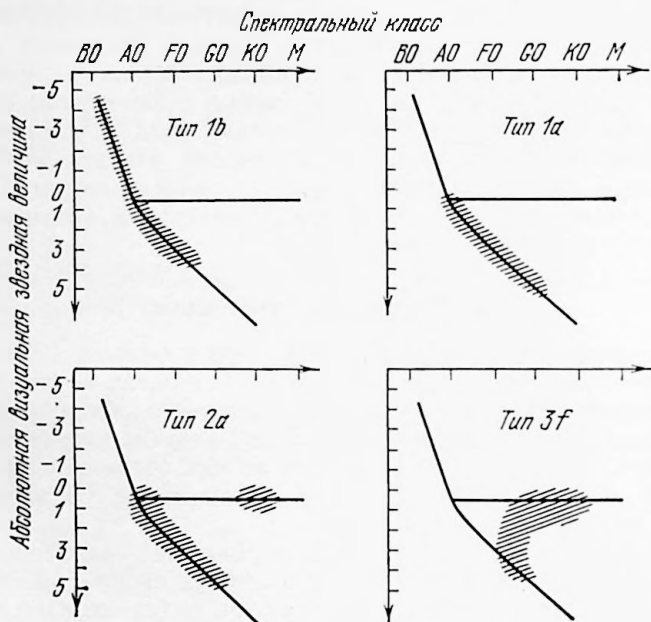


Рис. 56. Классификация рассеянных скоплений Р. Тремплера. Линиями схематически обозначены Г. П. и ветвь гигантов. Заштрихованы области диаграммы, занятые звездами скоплений данного типа.

Б. Е. Маркарян [60] в связи с изучением звездных ассоциаций (см. 49) 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 я, ц, р и N отмечали наличие в скоплении ярко выраженного ядра, звездных цепочек, расщепленности скопления на несколько конденсаций и газовой туманности, подобной большой туманности в Орионе.

42.2. 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 (π_r или π_{sp}) входящих в их состав звезд. Однако лишь для нескольких ближайших скоплений эти параллаксы дадут более точные расстояния, чем метод совмещения (путем сдвига по верти-

левых концов Г. П. скоплений на *сводной* диаграмме «цвет — светимость» (рис. 57). Н. Г. П. является, таким образом, нижней (левой) огибающей. Главная Последовательность для звезд поля (звезд разного возраста) представляет собой довольно широкую полосу.

Таким образом, 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 этой отбрасываемой 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 $0^m,3-0^m,5$.

Метод совмещения диаграмм рассеянных скоплений с Н. Г. П. позволяет получать расстояния и очень далеких скоплений и, следовательно, определять светимости всех входящих в их состав звезд. По ним калибруется шкала расстояний в Галактике. Поскольку среди них есть цефеиды, метод совмещения диаграмм является исходным способом также и для построения шкалы межгалактических расстояний, опирающейся на \bar{M} СЗ.

Таким образом, звездные скопления не только оказываются удобными объектами для калибровки больших расстояний, но и

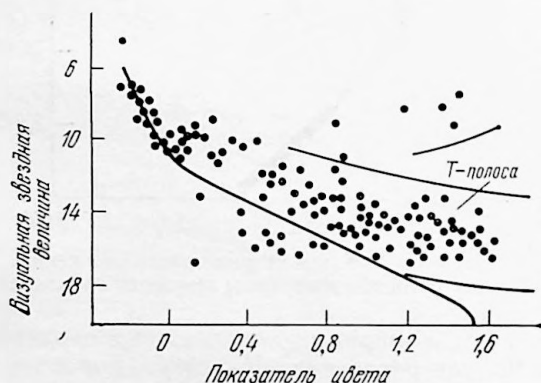


Рис. 58. Диаграмма «видимая звездная величина — показатель цвета» молодого рассеянного скопления NGC 2264. Показана T-полоса.

служат для проверки эволюционных теорий и выводимых из них эволюционных треков (путей эволюции) звезд на диаграмме Г — Р. При этом стало ясно, что сама Г. П. не является таким треком. Для звездного скопления — это место расположения звезд разной массы после окончания периода гравитационного сжатия.

Наряду с очень молодыми звездными скоплениями, как, например, NGC 2362, NGC 6611 или NGC 2264, у которых слабые звезды еще не вышли на Г. П. и образуют так называемую Т-полосу (рис. 58), состоящую в основном из переменных звезд типа Т Тау (возраст всех этих скоплений порядка 10^6 лет), имеются очень старые рассеянные скопления, у которых диаграмма показывает черты сходства с диаграммами шаровых скоплений (см. рис. 57). Таковы, например, NGC 188, NGC 7142 или М 67 — их возраст более 10^9 лет.

42.3. Функция светимости для звезд рассеянных скоплений. Функция светимости $\varphi(M)$ для звезд рассеянных скоплений прослежена лишь до $M = +13^m$. Она показывает повышенное по сравнению с общей $\varphi(M)$ число абсолютно ярких звезд (см. рис. 59, на котором для наглядности уравнены численности для $M = +5^m, 0$). Преобладание звезд высокой светимости для молодых рассеянных скоплений вполне согласуется с выводами современной теории звездной эволюции — массивные звезды уже покинули Г. П. и стали заметно ярче.

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, основанные на звездно-динамических расчетах времени распада скоплений вследствие приливного дей-

ствия Галактики, и опираясь на теоретические треки эволюции звезд различных масс, можно из наблюдаемой $\varphi(M)$, 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. — 3-е изд. — М.: Наука, 1984, 384 с.).

42.4. Функция интегральной светимости рассеянных скоплений. Оценка полного их числа. По данным о 220 скоплениях, собранных в каталоге В. Баскома [61], Г. А. Старикова [62] построила $\varphi(M_{\text{инт}})$,

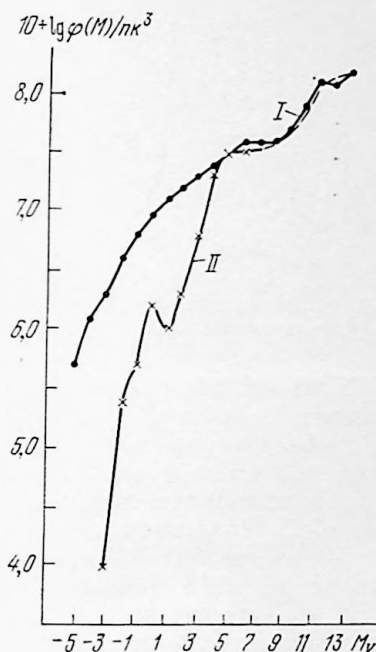


Рис. 59. Функция светимости для молодых рассеянных скоплений (I) по сравнению с общей функцией светимости (II). Для удобства сравнения кривые совмещены для $M = +5^m$.

представленную на рис. 60. До расстояния в 1 кпк было известно 122 скопления. Учитывая, что почти все они находятся близко к галактической плоскости, Г. А. Старикова подтвердила оценку полного их числа в Галактике $\sim 20\,000$.

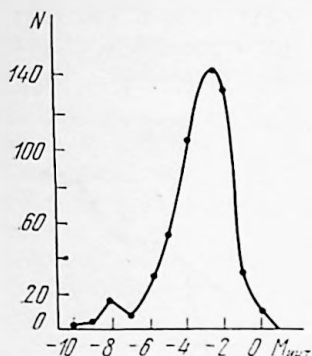


Рис. 60. Функция интегральной светимости для рассеянных скоплений.

Среди рассеянных скоплений известны двойные (например, χ и h Per) и кратные, или группы, состоящие из нескольких скоплений. Критериями общности их являются пространственная близость и сходство μ и V_r .

43. Шаровые скопления

Для шаровых скоплений характерна сферическая или несколько сплюснутая форма и в подавляющем числе случаев бросающаяся в глаза многочисленность ($5 \cdot 10^4$ — 10^6) звезд.

Внешний вид и размер изображения какого-нибудь скопления зависят от условий фотографирования. Рис. 61 показывает увеличение видимого диаметра шарового скопления по мере возрастания экспозиции. Самое яркое скопление ω Cen = NGC 5139 имеет интегральную видимую звездную величину $V = +3^m6$. Его интегральная абсолютная звездная величина M_V около -10^m . Одно из самых абсолютно слабых NGC 6366 имеет $M_V \cong -5^m$. Диаметры шаровых скоплений от 15 до 200 пк. На фотографиях, снятых с оптимальными экспозициями¹⁾, у многих скоплений близ центра нельзя различить отдельные звезды. Существуют, однако, бедные звездами шаровые скопления, для которых лишь диаграмма «цвет — видимая звездная величина» определяет их принадлежность к классу шаровых скоплений (см. рис. 63).

Шаровых скоплений в Галактике известно сейчас немногим более 130. На рис. 2 было представлено их распределение на небесной сфере. Примерно для половины скоплений угловое расстояние от видимого центра Галактики не превышает 30° (соответствующий телесный угол охватывает $\sim 6\%$ поверхности небесной сферы). Рис. 62 показывает проекцию пространственного распределения шаровых скоплений на галактическую плоскость XY (ось X проходит через центр Галактики). Учет условий видимости, в

¹⁾ При оптимальной экспозиции еще невелико свечение ночного неба и достигается максимально возможная предельная звездная величина. При большей экспозиции фотографическая вуаль начнет «скрадывать» слабые звезды. Впрочем, при более строгих методах определения предельной звездной величины надо указывать метод регистрации звездных изображений и учитывать флуктуации яркости фона неба в области скопления.

частности учет невозможности обнаружить все шаровые скопления в заштрихованной области, дали А. С. Шарову основание оценить полное число шаровых скоплений в Галактике от 400 до 600 [63].

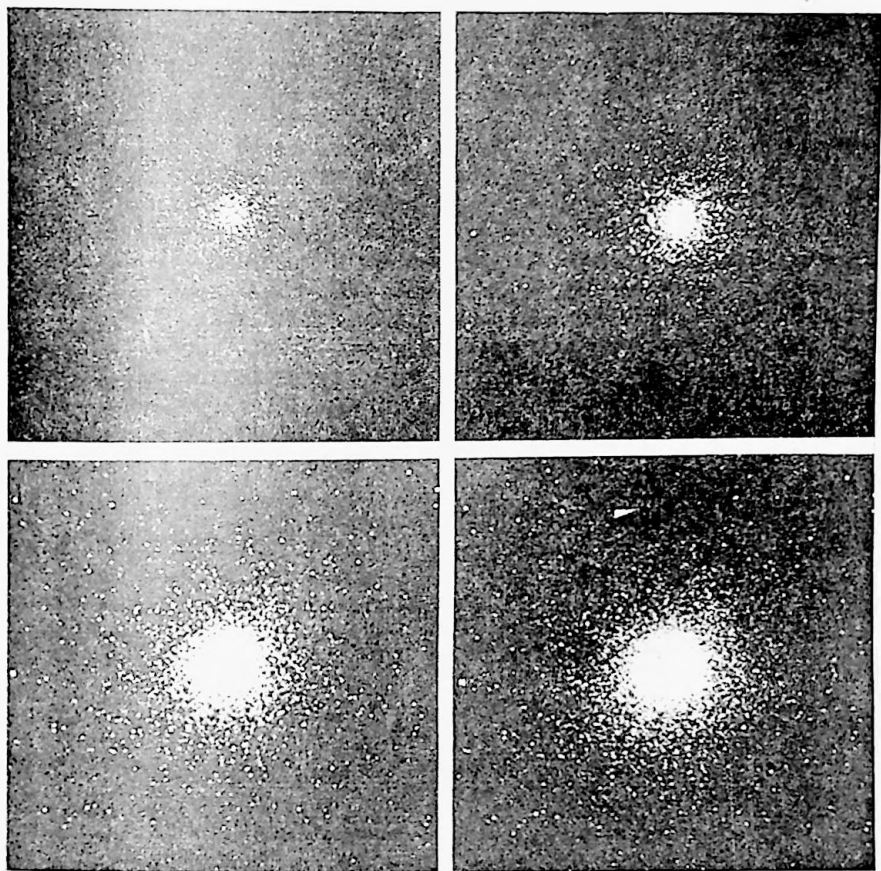


Рис. 61. Изменение внешнего вида и размеров шарового скопления М 13 на фотографии при увеличении экспозиции.

Некоторые шаровые скопления находятся так далеко от центра Галактики (NGC 2419—100 кпк, Palomar 3 [64] — 80 кпк, Palomar 4—73 кпк), что их скорее надо отнести к межгалактическим. Шаровые скопления имеются в других галактиках (например, в Магеллановых Облаках, в М 31, М 33, М 87 и др.).

43.1. Форма, концентрация, диаграмма «цвет — видимая звездная величина» шаровых скоплений. Шаровые скопления отличаются друг от друга степенью сплюснутости (т. е. различием их формы

от сферической) и концентрацией звезд в них. За величину *сплюснутости* принимают отношение $(a - b)/a$, где a и b — большой и малый диаметры изображения скопления. Сплюснутость сферы, очевидно, равна 0. Большинство скоплений имеет сплюснутость от 0,1 до 0,2. В Галактике есть лишь одно скопление NGC 5273

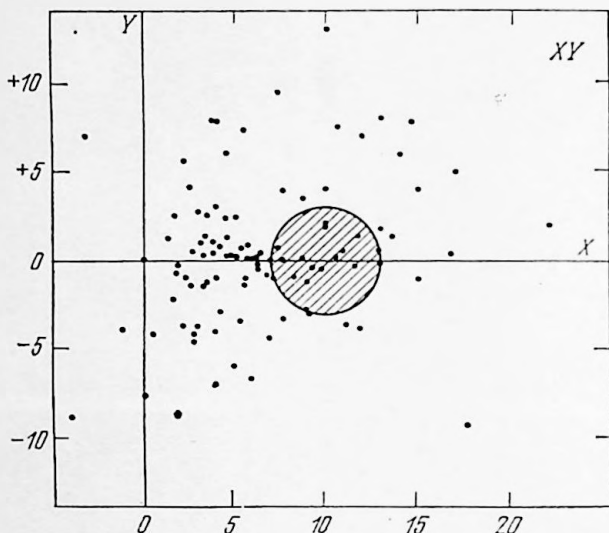


Рис. 62. Проекция распределения шаровых скоплений на плоскость XY (по данным А. С. Шарова). Солнце в начале координат. Заштрихована центральная область Галактики. Координаты X и Y — в кпк (см. [63]).

со сплюснутостью 0,4. Надо иметь в виду, однако, что истинная сплюснутость может быть только б о л ь ш е видимой. Сплюснутость, по-видимому, является следствием вращения скопления, а ось вращения может быть расположена в пространстве произвольным образом. Сплюснутость можно и не обнаружить, если ось вращения перпендикулярна картинной плоскости.

Методы изучения структуры скоплений подробно рассмотрены ниже. В свое время Х. 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*:

$$C = \lg \frac{RT}{RC}.$$

Приливной радиус (RT) определяется тем расстоянием от центра скопления, находясь на котором звезда, обладая даже нулевой скоростью, покинет скопление под влиянием гравитацион-

ных сил Галактики. Радиус ядра (RC) — понятие более или менее условное; так, например, И. Кинг [65] принимает за RC тот радиус, при котором видимая плотность $F(r)$ уменьшается примерно вдвое по сравнению с центральной плотностью. Дж. Кроп [66] принимает за радиус ядра такой, внутри которого сосредоточена 0,1 всего излучения шарового скопления. Подробнее о структуре скоплений см. раздел 45. 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 $C=2,0$ ($\lg RT=1,68$, $\lg RC=-0,30$). Фотографии этих скоплений см. на рис. 63. Чем больше концентрация, тем больше величина C . Диаграммы «цвет — звездная величина» шаровых скоплений не похожи на диаграммы большинства рассеянных скоплений и имеют весьма характерную форму (см. схематический рис. 23 и два конкретных примера на рис. 64). Наиболее яркие звезды в шаровых скоплениях — красные гиганты. Поворот Г. П. к субгигантам (а потом к гигантам) происходит в среднем при $M_V=+4^m,0$. Диаграмма свидетельствует о значительном возрасте шаровых скоплений (10—12 млрд. лет): центральный водородный энергетический источник уже истощился у звезд с массой, близкой к солнечной. Звезды отходят от Г. П. и образуют ветвь субгигантов и гигантов, тогда как горизонтальная и асимптотическая ветви представляют собой две более поздние и кратковре-

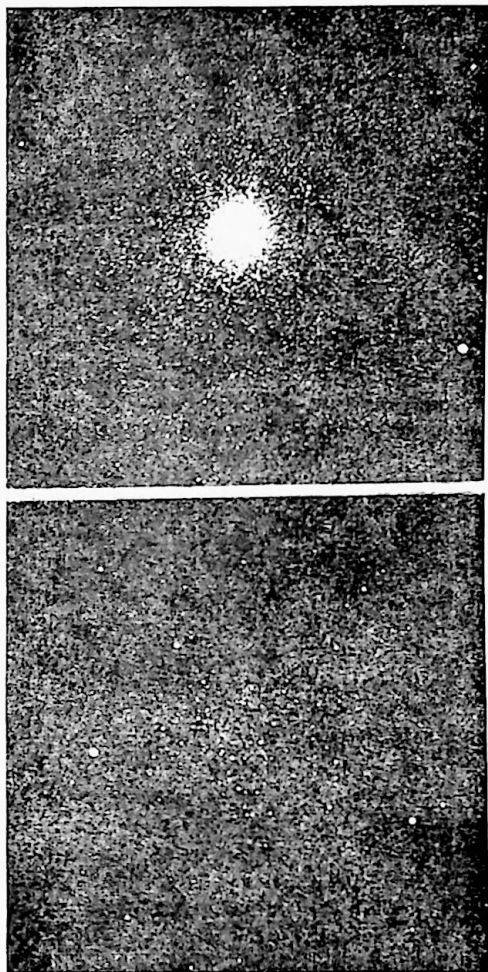


Рис. 63. Шаровые скопления с различными значениями величины C , характеризующей концентрацию: NGC 104 (47 Tuc), $C=2,0$ и NGC 5053, $C=0,8$ (внизу).

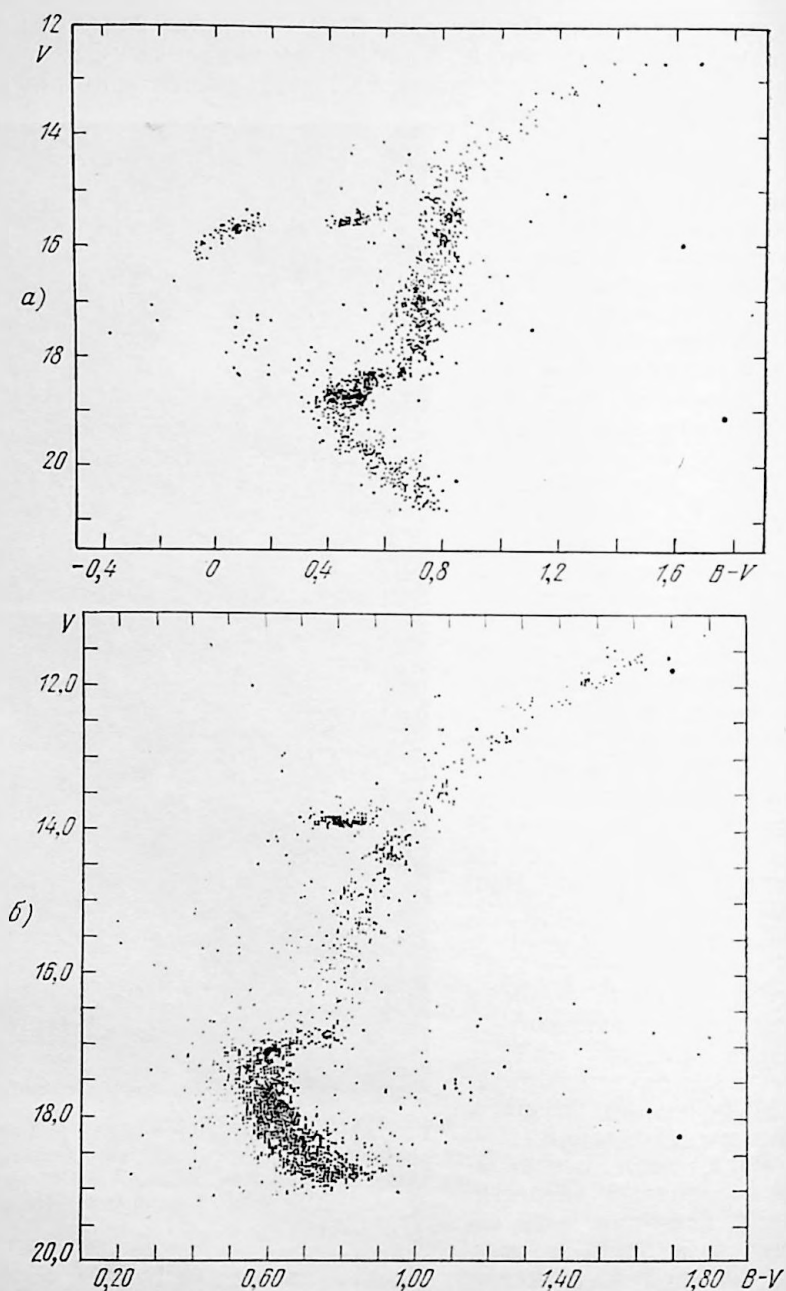


Рис. 64. Диаграмма «видимая величина V — цвет $B-V$ »: для скопления М 3 (а), для NGC 104 (47 Tuc) (б).

менные стадии эволюции — стадию горения водорода в сравнительно тонком слое, окружающем пока еще инертное гелиевое ядро, и стадию с двойным источником энергии — центральным гелиевым и окружающим его водородным слоем.

В шаровых скоплениях встречаются пульсирующие переменные звезды разных типов. В основном это звезды типа RR Lyr, есть цефеиды типа W Vir, яркие переменные типа RV Tau, карликовые цефеиды типа SX Phe. Пульсирующие звезды расположены на диаграмме в *полосах неустойчивости* (отмечены параллельными линиями на рис. 23), границы которых соответствуют тем пределам температуры поверхности звезд, в которых возможны пульсации их оболочек. Область горизонтальной ветви с $(B - V)_0$ от $+0^m,18$ до $+0^m,40$ называется *пробелом Шварцшильда*. В ней расположены звезды типа RR Lyr, обнаруженные у 2/3 изученных шаровых скоплений; в некоторых они составляют до 99% всех открытых переменных. Эти переменные делятся на два подтипа — RRab с асимметричной кривой блеска и RRC с кривой блеска, похожей на синусоиду. Эти подтипы соответствуют двум пульсационным тонам колебаний оболочек звезд — основному тону и 1-му обертому. У некоторых звезд наблюдаются комбинированные колебания.

Такие характеристики, как среднее значение цвета всех звезд горизонтальной ветви или отношение числа голубых звезд постоянного блеска горизонтальной ветви (B) к полному числу звезд постоянного блеска на ней $B/(B+R)$ (т. е. звезд слева (B) и справа (R) от пробела Шварцшильда), связаны с содержанием металлов. Можно также использовать положение и наклон ветви гигантов на диаграмме, которые коррелируют с содержанием тяжелых элементов в атмосферах звезд. Крайне бедные металлами шаровые скопления имеют 200-кратный дефицит металлов, а наиболее богатые лишь 5÷10-кратный дефицит по сравнению с Солнцем.

За характеристику, или *индекс металличности*, принимают величину $\left[\frac{m}{H} \right] = \left[\lg \left(\frac{Z}{X} \right)_* - \lg \left(\frac{Z}{X} \right)_\odot \right]$. Для Солнца $Z_\odot = 0,02$, а относительное содержание водорода X_\odot равно $\sim 0,75$ (при том, что $X+Y+Z=1$).

Содержание металлов в атмосфере звезд-гигантов определялось по *методу кривых роста*, показывающих зависимость эквивалентных ширины спектральных линий от числа атомов, находящихся на нижнем энергетическом уровне. Предложенные различными авторами индексы металличности калибровались по величинам $\left[\frac{m}{H} \right]$, определенным по методу кривых роста. В дальнейшем была обнаружена корреляция ультрафиолетовых избытков цвета E_{U-B} с величинами $\left[\frac{m}{H} \right]$, причем рост E_{U-B} соответствовал уменьшению $\left[\frac{m}{H} \right]$.

Численность и свойства переменных звезд типа RR Lyr также зависят от параметров химсостава шаровых скоплений.

В 1939 г. П. Оостергоф [67] обнаружил, что шаровые скопления, содержащие звезды типа RR Lyr, можно разделить на две группы по среднему периоду этих переменных: группу Oo I с $\bar{P}_{ab} = 0^d,54 \pm 0^d,02$ и группу Oo II с $\bar{P}_{ab} = 0^d,65 \pm 0^d,03$ (рис. 65). Позднее Т. Кинман [68] определил, что атмосферы звезд скоплений типа Oo II в среднем беднее тяжелыми элементами, чем Oo I. Существует несколько гипотез, объясняющих эти явления: см. работы Н. Н. Самуся и А. В. Миронова [69], Т. ван Альбада и Н. Бэйкера [70], Р. Руда [71] и В. П. Горанского [72].

Диаграммы «цвет — звездная величина» звездных скоплений и их теоретический анализ в связи с теорией звездной эволюции являются основой оценок возрастов скоплений и Галактики в целом. По этим данным возраст шаровых скоплений составляет ~ 8 —10 млрд. лет (см. 48).

43.2. Видимые диаметры шаровых скоплений. Основываясь на подсчетах звезд — членов шаровых скоплений, многие исследователи определяли угловые диаметры шаровых скоплений теми

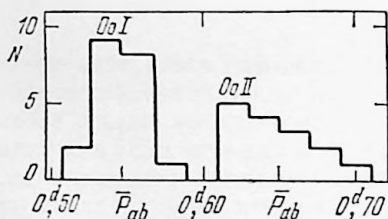


Рис. 65. Две группы шаровых скоплений по П. Оостергофу. \bar{P}_{ab} — средний период звезд подтипа RR ab в скоплении.

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. 61). В разделах 44 и 45 будет проведен подробный анализ этих подсчетов.

Б. В. Кукаркин [73] 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 границ, внутри которых заключено 90% всего потока излучения скопления. Угловые размеры шаровых скоплений заключены в пределах от $1'$ до $20'$. Линейные диаметры — от нескольких пк до нескольких сотен пк (в среднем от 15 до 200 пк).

43.3. 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 $\left[\frac{m}{H}\right]$, что дает возможность, если известно $\left[\frac{m}{H}\right]$, найти M .

2. По диаграмме «цвет — звездная величина», считая, что в среднем область пробела Шварцшильда горизонтальной ветви, где находятся переменные типа RR Lyr, имеет $M_V = +0^m,6$. Этот метод аналогичен методу определения r по диаграмме «цвет — видимая звездная величина» рассеянных скоплений (42.2).

Абсолютная величина переменных типа RR Lyr в пробеле Шварцшильда M_{RR} показывает реальную дисперсию значений даже для переменных одного скопления [74], а разные скопления могут иметь несколько различные средние значения M_{RR} , соответствующие различию в величине $\left[\frac{m}{H}\right]$.

3. По немногочисленным долгопериодическим цефедам типа SW (которые в среднем на $1^m,5$ слабее, чем классические цефеиды Сб тех же периодов). Можно использовать и другие типы физических переменных и даже новые звезды, изредка вспыхивающие в шаровых скоплениях.

4. В тех случаях, когда нельзя использовать описанные выше методы оценки расстояния, можно определить модуль расстояния $V - M_V$ по видимой интегральной звездной величине $V_{\text{инт}}$ и параметру концентрации C , имея в виду, что C коррелирует с $M_{V_{\text{инт}}}$,

$$M_{V_{\text{инт}}} = -2^m,61C - 3^m,29,$$

как это было получено по данным для 101 скопления в [75].

44. Методы определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении

44.1. 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. Цейпелем ¹⁾. В 1949 г. П. Н. Холопов [76] обобщил аналитический метод Цейпеля [77] на случай сфероидального скопления, каковыми являются многие как шаровые, так и рассеянные скопления. Он разработал

¹⁾ Цейпель рассмотрел задачу о диффузном объекте с градиентом плотности к его центру, а затем применил свой метод к звездному скоплению.

свою методику проведения звездных подсчетов и, применив ее затем к ряду скоплений, подтвердил различный ход $F(r)$ для звезд разного видимого блеска, что эквивалентно различию в распределении звезд разной светимости, а следовательно, и разных масс.

В итоге большого цикла работ П. Н. Холонов выявил 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 (45).

Рассмотрим переход от функции $F(r)$ к функции $f(r)$ для случая сферически-симметричного скопления.

На рис. 66 представлено сечение скопления плоскостью, включающей луч зрения. Число звезд в пределах некоторой малой площадки вокруг точки A , находящейся на видимом расстоянии r от центра скопления, получится интегрированием функции пространственной плотности $f(r)$ на пути AB :

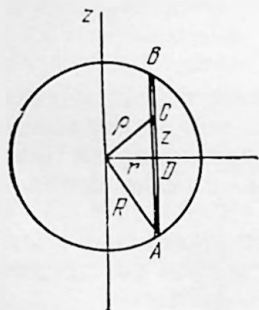


Рис. 66. К подсчетам звезд в звездном скоплении. Координата z направлена вдоль луча зрения.

$$F(r) = \int_{-1}^{+1} \frac{f(\rho) dz}{\sqrt{R^2 - r^2}} = 2 \int_0^{\sqrt{R^2 - r^2}} f(\rho) dz,$$

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 отрезке DA . Перейдем теперь от переменной z к ρ , имея в виду, что $dz = \rho d\rho / (\rho^2 - r^2)^{1/2}$. Тогда

$$F(r) = 2 \int_r^R f(\rho) \frac{\rho d\rho}{(\rho^2 - r^2)^{1/2}}. \quad (63)$$

Это интегральное уравнение Абеля связывает полученную из подсчетов звезд функцию видимой звездной плотности $F(r)$ с искомой функцией истинной звездной плотности $f(r)$ в скоплении. Решение этого уравнения (63) может быть проведено следующим образом.

1) Вычислим интеграл (63) по частям, принимая (что вполне естественно), что на границе скопления $f(R) = 0$:

$$F(r) = -2 \int_r^R (\rho^2 - r^2)^{1/2} f'(\rho) d\rho.$$

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

$$f(r) = \frac{1}{\pi} \int_0^{(R^2 - r^2)^{1/2}} \Phi(r^2 + z^2)^{1/2} dz, \quad (64)$$

где функция $\Phi(r)$ есть обозначение выражения $-\frac{1}{r} \frac{dF(r)}{dr}$. Таким образом, по наблюдаемой кривой $F(r)$ сначала определяют числовые значения $F'(r)$. При этом нет надобности заранее учитывать влияние звездного фона, если он постоянен, так как в формулу (64) входит не сама функция $F(r)$ видимого распределения числа звезд, а лишь ее производная $dF(r)/dr$, которая одна и та же для $F(r) + K$ при любом K . Звезды фона можно считать распределенными равномерно по всей видимой площади, занимаемой скоплением. Их число войдет в величину K . 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 [78] использовал подсчеты звезд в параллельных полосках, пересекающих все скопление. Пусть $F(r)$ определяет число

звезд (за вычетом числа звезд фона, приходящегося на соответствующую площадь) в полосках шириной dr (между линиями, соответствующими r и $r+dr$). Пространственная плотность получается как $f(r) = -F'(r)/2\pi r$.

44.2. Численные методы. Метод численного определения хода плотности был предложен А. Валленквистом [79] для сферических скоплений и обобщен позднее П. Н. Холоповым [80] на случай сфероидальных скоплений.

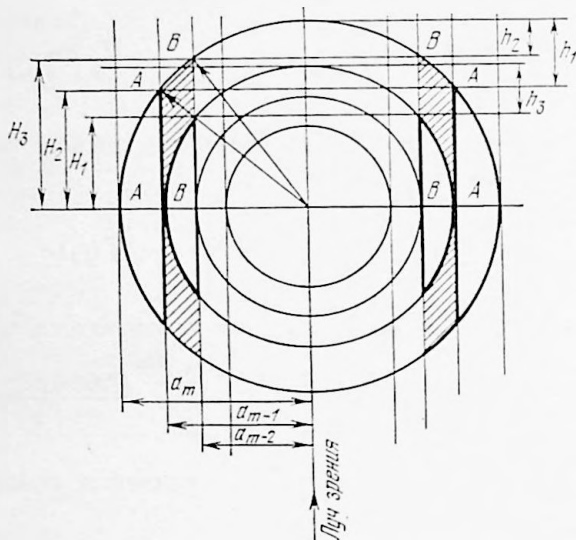


Рис. 67. К методу численного определения пространственной звездной плотности в звездном скоплении.

Рассмотрим сферическое скопление. На рис. 67, 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, и несколько линий, параллельных основному диаметру, перпендикулярному лучу зрения.

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 с радиусом a_{m-1} и высотой $2H_2$, минус

объем двух полярных шапок с радиусом 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 (зоны A), проецирующиеся на нее (соответствующие площади проекции объемов пространства заштрихованы на рис. 67). Объем этой части внешней зоны можно определить как объем шара радиуса a_m минус объем цилиндра с радиусом 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 с радиусом 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} с 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 [81], применить теорию аффинных преобразований¹⁾, 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 большим полуосям эллипсов, начиная от самого внешнего, определять их объемы в приведенной выше схеме сферического скопления. Аффинные преобразования (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.

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.

45. Структура звездного скопления

Используя подсчеты звезд в концентрических кольцах (круговых или эллиптических), П. Н. Холотов получил сглаженный ход функции $f(r)$, осредненной по разным направлениям (рис. 68). Выяви-

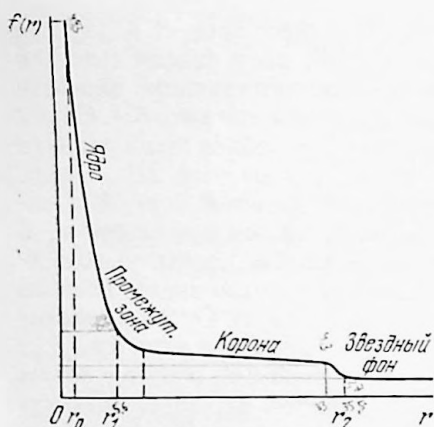


Рис. 68. Схематический чертеж кривой $f(r)$ для звездного скопления сферической формы, выявляющий наличие ядра, промежуточной зоны и обширной короны. До r_0 подсчеты невозможны.

лось наличие следующих зон с различными градиентами пространственной плотности: *ядро*, *промежуточная зона* и *корона* скопления. Звезды, составляющие корону, не являются продуктом диссипации, т. е. звездами, которые, получив скорости больше критической, покидают скопление¹⁾, — 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 скоплений даже при очень малой (но практически постоянной) звездной плотности в объеме короны число звезд в ней сравнимо с числом звезд во внутренних частях скоплений, а в некоторых шаровых скоплениях до 80% звезд находятся в короне.

В шаровых скоплениях поверхности равной звездной плотности звезд разной светимости не всегда подобны и подобно расположены. Различие в ориентировке осей доходит до 20—30°, в редких случаях до 70°. В среднем более массивные звезды образуют внутренние области скоплений, а менее массивные — внешние. Абсолютное значение средней пространственной звездной плотности в шаровом скоплении в 10^3 раз больше околосолнечной (т. е. несколько сот звезд в 1 пк^3).

Подытоживая сказанное о проблеме перехода от распределения видимой плотности скопления к истинному ее распределению, надо

¹⁾ Некоторое количество звезд, диссипировавших из скопления, располагается, вероятно, за пределами короны.

отметить, что ошибки звездных подсчетов, связанные с трудностями счета в центральных зонах и с влиянием возможных флуктуаций фона в периферических зонах, могут вызвать определенную неуверенность в численных значениях соответствующих параметров искомого распределения плотности.

Попытки представить каким-нибудь общим законом распределение пространственной плотности в звездных скоплениях, опираясь на звездные подсчеты, либо на фотоэлектрические измерения поверхностной яркости как функции расстояния от центра видимой фигуры скопления, подробно описаны в монографии П. Н. Холопова [XXV], где имеются также многочисленные литературные ссылки.

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 больших осей эллипсоидов внешних и внутренних областей этих объектов.

46. Функция светимости для звезд шаровых скоплений

Для нескольких шаровых скоплений построена функция светимости $\varphi(M)$. Ее не удастся пока проследить далеко в область слабых звезд, но уже обнаружен ряд любопытных особенностей (например

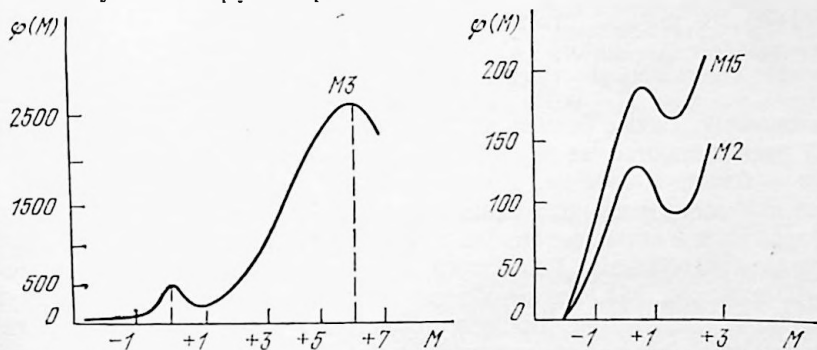


Рис. 69. Функции светимости звезд шаровых скоплений М 3, М 15 и М 2. По оси ординат отложено число звезд на единичный интервал звездных величин.

максимум около $M=0^m$). На рис. 69 помещены $\varphi(M)$ для трех скоплений: М 3, М 2 и М 15. По 44 500 звездам скопления М 3, подсчитанным до $m=22^m,5$, А. Сэндидж [82] нашел, что 90% светового потока скопления дают звезды ярче $M=+4^m,0$, а привлечение зависимости «масса — светимость» показало, что 93% массы приходится на звезды слабе $M=+4^m,0$! По его подсчетам, вероятно, белые карлики дают 0,285 общей массы скопления, их число должно быть 48 500! А полное число звезд в М 3 может достигать 588 000.

47. Функция интегральной светимости шаровых скоплений

По материалам каталога шаровых скоплений Б. В. Кукаркина [73] была построена функция распределения интегральных светимостей этих скоплений, которая показывает заметную асимметрию. Максимум функции около $M_{\text{инт}} = -7^m,0$ (рис. 70).

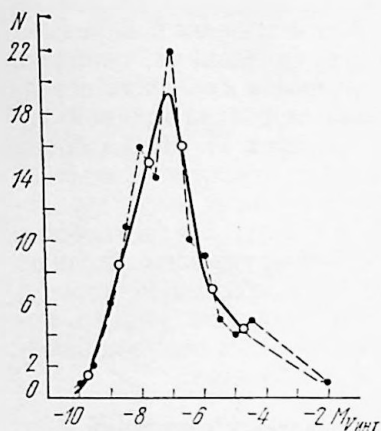


Рис. 70. Функция интегральной светимости для шаровых скоплений. Точки и штриховая линия — данные подсчетов в интервалах $M_{\text{инт}} = \pm 0^m,5$, кружки и сплошная линия — результат осреднения двух соседних значений N .

48. Возраст звездных скоплений и их положение в Галактике

Самые молодые рассеянные скопления (10^6 — 10^7 лет) ассоциированы со спиральными ветвями Галактики. Скопления промежуточного возраста связаны с диском Галактики и слабее концентрируются к галактической плоскости. Старые рассеянные скопления имеют возраст до $5 \cdot 10^9$ лет.

Шаровые скопления (оценка их возраста дает $\sim 10^{10}$ лет) можно подразделить на две группы. Скопления с интегральным спектром, более ранним, чем F8,5, 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 F8,5 — G — имеют меньшие z -координаты и образуют некую сплюснутую систему, окружающую центральную область Галактики и распространяющуюся до $R = \sim 10$ кпк (рис. 71). Таким образом, шаровые скопления этой группы образуют подсистему промежуточной составляющей и заполняют ограниченный объем, отмеченный на рисунке редкой штриховкой. Густая штриховка соответствует центральной области Галактики радиусом ~ 3 кпк.

Наличие шаровых скоплений во многих галактиках и, в частности, в таких несхожих меж собой звездных системах, как эллиптическая радиогалактика M 87 = NGC 4486 = радиосточник Vir A (более 400 шаровых скоплений!), спиральная галактика M 31 = NGC 224 (туманность Андромеды, более 500 скоплений) и Магеллановы Облака (130 в БМО и 52 в ММО), заставляло предполагать, что образование шаровых скоплений происходило на ранних этапах формирования самих галактик, иначе говоря, — до получения галактиками окончательной формы.

Наиболее изучены шаровые звездные скопления в Магеллановых Облаках. Сначала по внешнему виду многие из них причислялись к обычным старым шаровым скоплениям. Обнаружилось, однако, что по их интегральному спектру они подразделяются на «голубые» и «красные» (около 40% оказалось «голубыми»). В галактике М 33 (Tri) около 60% скоплений — «голубые», — вероятно, это шаровые скопления, в М 31 (And) — всего около 4%, а в нашей Галактике, по-видимому, имеется лишь одно (т. е. менее 1%) голубое скопление, — это богатый звездный комплекс (см. конец раздела 49), известный под названием Суг ОВ II = Суг II.

«Красные» напоминают шаровые скопления Галактики как по их интегральному цвету, так и по их абсолютным величинам.

В 1951 г. в ММО были открыты переменные звезды типа RR Lyr, а позднее стало возможным для отдельных скоплений составлять диаграммы $V-(B-V)$; некоторые из них походили на характерные диаграммы галактических шаровых скоплений. «Голубые» шаровые скопления отличаются от молодых рассеянных скоплений своим внешним видом и «богатством» (т. е. большим числом звезд в скоплении). Выяснилось также, что содержание тяжелых элементов у них меньше, чем у рассеянных скоплений.

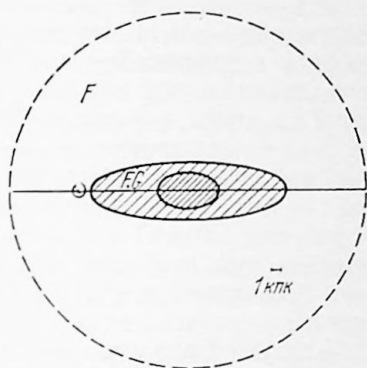


Рис. 71. Две группы шаровых скоплений в Галактике (по данным А. С. Шарова).

49. Звездные ассоциации. Звездные комплексы

Тенденцию В-звезд образовывать группировки впервые заметили А. Эддингтон (1910 г.) и Я. Каптейн (1914 г.). Примерами таких группировок являются группировки ярких В-звезд в созвездиях Sco—Cep и в большой туманности 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 впо-

следствии название *ОВ-ассоциаций*, должны быть сравнительно молодыми (10^5 — 10^7 лет). Число звезд О и В в ассоциациях достигает ста. В такие ассоциации иногда входят звезды типа Вольфа—Райе (WR), возраст которых 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 $\cdot \text{пк}^{-3}$, тогда как вблизи Солнца звездная плотность составляет $\sim 0,14$ звезды на кубический парсек. 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. 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 звезд О и В пока недостаточна, чтобы подтвердить или опровергнуть предположение об их разлете, хотя для одной из близких ассоциаций в Орионе недавние расчеты показывают даже ее сжатие.

Как уже было сказано, кроме ОВ-ассоциаций обнаружены группировки переменных звезд типа Т Тельца: Т-ассоциации. 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 полагая 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 классов О и В, имеется также 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. Таким образом, в настоящее время о возрасте членов звездной ассоциации можно 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 продолжающие формироваться из газо-пылевой материи [83, 84].

Характерные размеры звездных ассоциаций — от 30 до 200 пк для ОВ-ассоциаций и от нескольких пк до десятков пк для Т-ассоциаций. Ассоциации показывают заметную галактическую концентрацию и вместе с областями HII, облаками поглощающей свет пылевой материи и молодыми звездными скоплениями, вероятно, располагаются вдоль спиральных ветвей Галактики (см. рис. 87). Общее число известных ОВ-ассоциаций около 100 на расстояниях до 3,5 кпк, причем половина из них расположена ближе 1,5 кпк. Это дает основание предположить, что полное их число в Галактике около 4 000. Т-ассоциаций известно около 40 на расстояниях меньше 0,5 кпк. Поэтому полное число их может быть много больше, чем число ОВ-ассоциаций.

Звездные комплексы впервые были выделены Ю. Н. Ефремовым [85] по распределению в пространстве и лучевым скоростям цефед. Кроме них в комплексах, имеющих средние размеры в 600 пк (а может быть, и больше), могут находиться молодые рассеянные скопления (содержащие десятки О-звезд), области ионизованного водорода HII и ассоциации. Возраст цефед — 10^7 — 10^8 лет — дает основание считать звездные комплексы областями продолжающегося звездообразования. Массы звездных комплексов оцениваются в 10^5 — $10^6 M_{\odot}$. В настоящее время в Галактике известно уже около 40 звездных комплексов.

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 пк, а интегральная абсолютная звездная величина M_V от -14^m до -16^m . При исследовании 139 галактик по снимкам POSS (см. П2.1Б) найдена 21 сверхассоциация в галактиках типов Sb—Sc и Irr (см. 63). Знаменитая 30 Dor в Большом Магеллановом Облаке является сверхассоциацией. В нее входят скопление горячих сверхгигантов и туманность Тарантул. Абсолютная звездная величина этой сверхассоциации $M = -15^m,0$, диаметр ~ 600 пк и масса $5 \cdot 10^6 M_{\odot}$. На расстоянии 10 Мпк 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.

50. Поглощение света в межзвездном пространстве

50.1. Межзвездная материя и поглощение света. Как уже было сказано, кроме звезд в Галактике имеется межзвездная материя, в том числе газовые, газо-пылевые облака, поглощающие и отражающие свет или побуждаемые к свечению излучением соседних горя-

чих звезд; межзвездная материя составляет несколько процентов общей массы системы (около 2—3% в среднем по всей Галактике и, может быть, до 10% 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 (иначе они становятся светлыми туманностями). Межзвездные молекулы (иногда довольно сложные, как, например, формамид, ацетальдегид, формальдегид и др.) образуют иногда молекулярные облака. К 1984 г. в межзвездном пространстве обнаружено около 60 видов сложных молекул. Каждый год приносит открытия новых видов межзвездных молекул, в том числе многоатомных, содержащих до 11 атомов!

Межзвездные атомы и ионы могут проявлять себя в межзвездных линиях поглощения или излучения как в оптическом, так и в радиодиапазонах спектра электромагнитных колебаний. Плотность межзвездной материи заключена в пределах 10^{-20} — 10^{-23} г·см⁻³. Средняя плотность 10^{-23} г·см⁻³.

Еще в XVIII в. Ж. Шезо и В. Гершель высказывали догадки о возможном поглощении света звезд. Более определенно об этом писал В. Я. Струве, который в 1847 г. оценил среднюю величину поглощения. Он нашел, что световой поток звезды 6-й звездной величины ослаблен межзвездным поглощением на 8% или, иначе, на 0^m,09. При среднем расстоянии их ~150 пк это дает поглощение в 0^m,6 в визуальных лучах на кпк (что близко к значению, полученному в 1930 г. Р. Тремплером, см. ниже).

В 1909 г. Г. А. Тихов в Пулкове, применяя к звездам фотографическую фотометрию со светофильтрами (испытанную им уже при исследовании поверхности Марса), обнаружил заметное покраснение более слабых, а, следовательно, в среднем более далеких звезд, из чего сделал правильный вывод о существовании *селективного поглощения*.

В 1930 г. при изучении рассеянных скоплений Р. Тремплер нашел неопровержимые свидетельства наличия поглощения света. Он обнаружил, что линейные размеры рассеянных скоплений, вычисленные по их угловым диаметрам и оценкам расстояний r , а также показатели цвета CI возрастают с расстояниями скоплений r (рис. 72, а). Сделав естественное предположение, что размеры рассеянных скоплений одного и того же морфологического типа должны быть везде в Галактике приблизительно одинаковы, он кажущееся возрастание линейного диаметра с расстоянием r объяснил наличием межзвездного поглощения. Чтобы устранить обнаруженную зависимость размеров скоплений и их CI от расстояний от нас, Тремплер предположил, что на протяжении 1 кпк поглощение в среднем равно 0^m,67 в фотографических лучах и 0^m,35 в визуальных [123]. Конечно, каждое скопление, т. е. каждое направление в пространстве, требует своего определения величины поглоще-

ния. Кроме того, для более далеких скоплений мы преуменьшаем их угловые размеры, так как не видим всех слабых звезд скопления, а яркие звезды показывают большую концентрацию к центру скопления.

Поглощение¹⁾ света звезд сопровождается их покраснением (рис. 72, б), т. е. поглощение света межзвездной средой носит селективный характер, иначе говоря, зависит от длины волны регистрируемого излучения (см. 50.2). Обнаружение селективности поглощения было дополнительным подтверждением 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. 73). Они хорошо видны на листах фотографического «Атласа Млечного Пути» Э. Барнарда [86] (см. также [87]). В 1947 г. Б. Бок и Э. Рейли [88] обнаружили на фоне эмиссионных диффузных туманностей (NGC 2237 Моп и NGC 6611 Скт) небольшие круглые черные пятна, названные *глобулами*. Оптическая толща их до $5''$, размеры от 10 000 до 50 000 а. е. (или от $\sim 0,05$ до $\sim 0,25$ пк). Их массы порядка 0,002—0,1 M_{\odot} . По-видимому, существуют 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. 74 показывает, как в методе Вольфа по расстоянию вдоль оси m между двумя кривыми на участке их параллельности определяется оптическая толща облака ϵ , причем это определение является весьма надежным. Если на том же

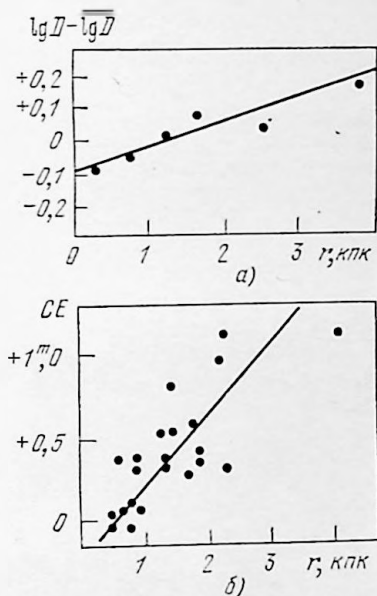


Рис. 72. а) Линейные диаметры рассеянных скоплений показали увеличение с расстоянием. б) Избытки цвета (см. с. 33) также растут с r (Р. Цуг [123]).

¹⁾ Строго говоря, следовало бы всегда рассматривать *экстинкцию*, т. е. ослабление светового потока, которое происходит как от поглощения (сопровождающегося неизбежным переизлучением энергии в более длинных волнах), так и от рассеяния света. Однако традиционным является термин *поглощение света*, при употреблении которого не следует забывать истинную природу явления.

луче зрения встретится другое облако, кривая $\lg A'(m)$ покажет новую «ступеньку», после которой кривая вновь пойдет параллельно основной прямой $\lg A(m)$. М. Вольф пытался найти из этих подсчетов линейные размеры пылевых облаков путем оценки разности средних расстояний звезд видимых величин m_1 и m_2 (см. рис. 74), соответствующих началу туманности и дальнему от нас краю туманности. Он не пришел к удовлетворительным результатам, так как игнорировал различия в светимостях звезд, входивших в подсчеты, в результате чего все облака получались сильно вытянутыми вдоль луча зрения, т. е. все они были направлены на наблюдателя.



Рис. 73. Темная туманность «Конская голова» в Ори (снимок в красных лучах, полученный на 200" рефлекторе).

Существует ряд методов, улучшающих метод Вольфа и дающих возможность точно определить не только оптическую толщину темной туманности ϵ , но и другие ее параметры (изложение их см. VII, с. 138—161).

50.2. Закон поглощения света. Размер поглощающих свет частиц. Межзвездная материя, рассеянная внутри Галактики как некоторый

непрерывный фон, образует также и облака. И разреженная материя, и 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 Рэля λ^{-1} , 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 данной длине волны, 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 двух звезд отражает влияние различия в расстояниях и в величинах межзвездного поглощения в данной длине волны λ . Проведя фотометрию наших двух звезд в различных диапазонах длин волн, мы получим зависимость поглощения от длины волны или, как это бывает удобнее, от частоты $\nu = 1/\lambda$. Рис. 75 показывает изменение $A(\lambda)$ в функции частоты $1/\lambda$. Когда $1/\lambda \rightarrow 0$, поглощение также стремится к нулю. Для значительной части кривой (за исключением ее «крыльев») поглощение изменяется пропорционально $1/\lambda$ (так называемый закон λ^{-1}). Наблюдающиеся в некоторых областях неба отклонения закона поглощения от закона λ^{-1} связаны с ориентацией твердых пылевых частиц несферической формы магнитными полями (см. ниже).

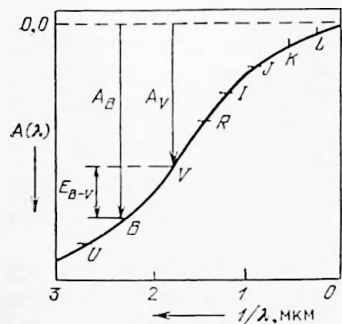


Рис. 75. К определению закона поглощения света в межзвездном пространстве. Поглощение $A(\lambda)$ как функция $1/\lambda$. $E_{B-V} = A_B - A_V$.

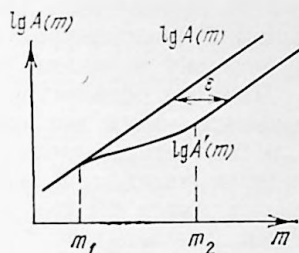


Рис. 74. К методу Вольфа определения оптической толщи ϵ туманности; m_1 — начало туманности, m_2 — конец ее.

Установленный в визуальном и в ближнем инфракрасном участках спектра закон λ^{-1} дает представление о размере частиц, вызывающих поглощение. Это не могут быть частицы атомных или молекулярных размеров, которые рассеивают свет по закону Рэлея ($\sim \lambda^{-1}$). Межзвездное поглощение вызывают твердые частицы, т. е. пылинки, имеющие размеры от $2 \cdot 10^{-3}$ до $2 \cdot 10^{-6}$ см, т. е. в среднем по порядку величины равные 10^{-4} — 10^{-5} см.

Частицы больших размеров (10^{-1} — 10^{-3} см) должны были бы вызывать «серое поглощение», т. е. не зависящее от λ . При этом, если бы частицы имели размеры 10^{-3} см, они вызывали бы дифракционные явления, и звезда, просвечивающая сквозь облака таких частиц, имела бы вид туманного пятнышка из-за дифракционных колец, размытых турбуленцией в земной атмосфере.

Твердые частицы размером 10^{-4} — 10^{-5} см могут быть различного вида льдами из смеси воды, кристаллического аммиака, метана и других газов, могут быть зернами графита (т. е. углеродными) или, возможно, крупинками металлов (например, Fe или Ni), окруженными ледяной «мантией».

Одно лишь межзвездное поглощение не может однозначно определить природу частиц, вызывающих экстинкцию. Нужны измерения поляризации света звезд, находящихся в разных направлениях и на разных расстояниях от нас. Хотя нет полной ясности в понимании механизма поляризации света в межзвездном пространстве, отличие закона поглощения от закона λ^{-1} может быть объяснено тем, что частицы имеют несферическую, удлинненную форму и являются дипольными частицами, которые одинаково ориентированы межзвездными магнитными полями; поглощение света ориентированными частицами сопровождается изменением положения плоскости поляризации света звезд (так называемое фарадеевское вращение плоскости поляризации в магнитном поле [X, КОА, с. 327]).

Вокруг некоторых звезд обнаружены пылевые оболочки; они могут вызвать дополнительную поляризацию и изменение закона поглощения света.

50.3. 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

$$M = m - A(r) + 5 - 5 \lg r, \quad (65)$$

где r — истинное расстояние, $A(r)$ — полное поглощение до расстояния r .

Из этих формул получается следующее соотношение между r и r' :

$$\lg r' = \lg r + 0,2A(r) \quad \text{или} \quad r' = r \cdot 10^{0,2A(r)}. \quad (66)$$

Т а б л и ц а 12

r , пк	10	100	200	500	800	1000	4000
$A(r)$	0 ^m .01	0 ^m .10	0 ^m .20	0 ^m .50	0 ^m .80	1 ^m .00	4 ^m .00
r' , пк	10	105	219	630	1155	1580	25 800

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 кпк при условии, что поглощение строго пропорционально расстоянию. В неоднородной среде, когда a зависит от r ,

$$m - m_0 = A(r) = \int_0^r a(r) dr, \quad (67)$$

где $a(r)$ требует специальных определений в данном направлении и для данного расстояния r . Изучению функции $a(r)$ посвящен ряд исследований [см. ниже].

51. 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 $E(\lambda_1, \lambda_2)$ даст постоянную величину $\lambda_2/(\lambda_2 - \lambda_1)$ (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 $(\lambda_1^{-1} - \lambda_2^{-1})$:

$$\frac{\lambda^{-1}}{\lambda_1^{-1} - \lambda_2^{-1}} = \frac{1}{\lambda_1 \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right)} = \frac{1}{\lambda_1} \frac{\lambda_1 \lambda_2}{\lambda_2 - \lambda_1} = \frac{\lambda_2}{\lambda_2 - \lambda_1}.$$

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 4,0¹⁾. Иной выбор длин волн даст иное зна-

¹⁾ 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. $A_B/E_{B-V} = R \div 1$. Таким образом, коэффициент R для получения A_B равен 4.

чение R . В направлениях, где отмечена заметная поляризация света звезд, этот коэффициент для *тех же* длин волн может быть значительно больше [89, 90]. Пропорциональность полного поглощения покраснению дает возможность по данным фотометрии в двух 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 ¹⁾. Мерой покраснения является избыток цвета — разность наблюдаемого и нормального показателей цвета (т. е. соответствующего звезде данного спектрального класса, не искаженного поглощением). По близким к нам звездам можно определить их нормальные цвета и сопоставить со спектральным классом. Таким образом

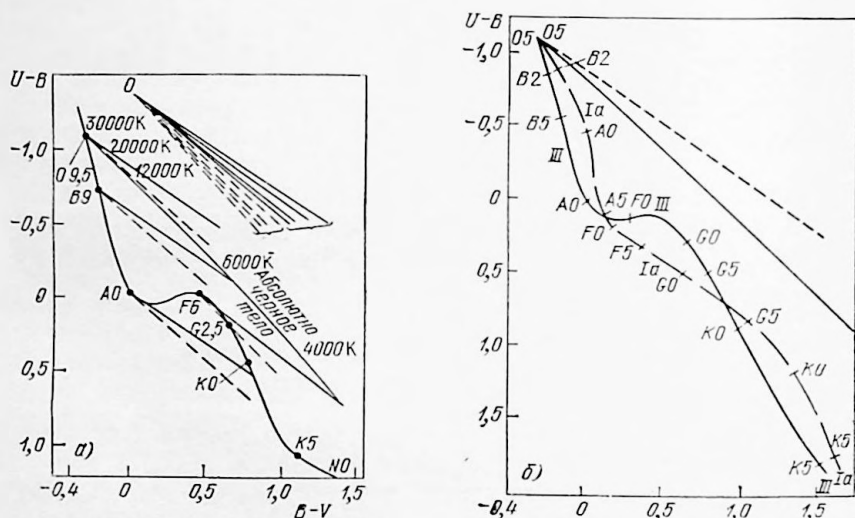


Рис. 76. а) Двухцветная диаграмма $(U-B)-(B-V)$ для Г. П. с линиями нарастающего покраснения для двух областей: Пер (сплошные линии) и Суг (штриховые линии). На рис. а) в верхней правой части показаны линии нарастающего покраснения для двух значений R и различных классов (слева — поздних, справа — ранних). Для наглядности они показаны как бы выходящими из O . б) То же для последовательностей Ia, III (штриховая линия для Пер, сплошная — для Суг).

были составлены таблицы нормальных цветов для звезд различных спектральных классов и классов светимости (П 2.8). Но если нет возможности провести детальную спектральную классификацию, чтобы узнать и класс светимости, то 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

¹⁾ См. Введение, раздел 6 и рис. 16.

линиями нарастающего покраснения (см. рис. 16), а затем, дойдя по линии нарастающего покраснения влево до линии нормальных цветов, на которую заранее нанесена шкала спектральных классов, оценить спектральный класс, а также получить E_{B-V} для исследуемой звезды. В той части диаграммы, где линия нарастающего покраснения 2—3 раза пересекает линию нормальных цветов, необходимо предварительное знание спектрального класса.

Более глубокое рассмотрение проблемы показывает, что в случае широкополосной фотометрии, такой, например, как UBV -фотометрия, линии нарастающего покраснения не параллельны друг другу и их наклон зависит от спектрального класса, а кроме того, и от значения величины R в данном направлении. На рис. 76, заимствованном из статьи М. Golay [91], показаны линии нарастающего покраснения для двух областей на небе (в созвездиях Per и Cyg), отличающихся значениями R , а также показаны различия, являющиеся функцией Sp . Вверху для ясности эти линии показаны как бы исходящими из одной точки O .

Если есть основание считать звезду иного класса светимости, чем V (например, по характеру линий), то надо пользоваться иными кривыми нормальных цветов (рис. 16 и 76, б). 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 определить E_{B-V} , можно использовать статистический метод П. П. Паренaго, учитывающий, что межзвездное поглощение является функцией не только расстояния r , но и галактических координат l и b .

52. Статистический метод П. П. Паренaго учета поглощения света. Карта А. С. Шарова

52.1. Метод П. П. Паренaго. Статистический метод учета поглощения был предложен в 1940-х годах П. П. Паренaго [92] и весьма подробно описан им в [93]. Метод опирается на предположение о том, что плотность поглощающей материи (если отвлечься от ее клочковатой структуры), 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 так называемым *барометрическим законом*:

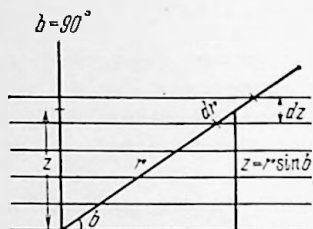
$$D(z) = D(0) e^{-\frac{|z|}{\beta}}, \quad (70)$$

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 межзвездное поглощение постоянно в пределах каждого элементарного слоя dz , параллельного основной плоскости Галактики (рис. 77). Поглощение как функция z

убывает по закону $a(z) = a_0 e^{-\frac{|z|}{\beta}}$, аналогичному закону зависимости звездной плотности от z (70). В этой формуле β , разумеется, имеет другое численное значение, нежели в формуле (70), а a_0 — поглощение на единицу длины в самой галактической плоскости.

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 $r|\sin b|$ (рис. 77):



$$A(r, b) = \frac{a_0 \beta}{|\sin b|} \left[1 - e^{-\frac{r |\sin b|}{\beta}} \right]. \quad (71)$$

Положив в этой формуле Паренаго $b=0^\circ$ и раскрыв получающуюся неопределенность, найдем

$$A(r, 0^\circ) = a_0 r.$$

Рис. 77. К методу П. П. Паренаго учета межзвездного поглощения.

Положив $r=\infty$, получим

$$A(\infty, b) = \frac{a_0 \beta^*}{|\sin b|} = a_0 \beta |\operatorname{cosec} b|,$$

так называемый закон Косеканса, при помощи которого оценивают поглощение на всем пути в Галактике в данном направлении, например, для внегалактических объектов. Наконец, положив $r=\infty$, $b=90^\circ$, получим

$$A(\infty, 90^\circ) = a_0 \beta.$$

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. 77 показывает слои лишь над галактической плоскостью.

52.2. Карты распределения поглощения. Совокупность всех известных измерений избытков цвета позволяет определить средние значения параметров a_0 и β в формуле (71) для площадок различной величины, на которые можно разделить линиями, параллельными галактическому экватору, и кругами галактических широт b всю небесную сферу. Размер площадок выбирается таким образом, чтобы расположенные на ней звезды имели близкие значения E_{B-V} . (Величина a_0 при этом является просто параметром формулы (71).)

Подробная карта распределения значений параметров a_0 , составленная А. С. Шаровым [94], основана на измерениях избытков

цвета более чем 5200 звезд (рис. 78). 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 $\beta = 106$ пк, для южного — 116 пк, что отражает ранее уже отмеченное небольшое возвышение Солнца над галактической плоскостью. На рис. 78 для каждой площадки указан ее номер, а под ним значение a_0 .

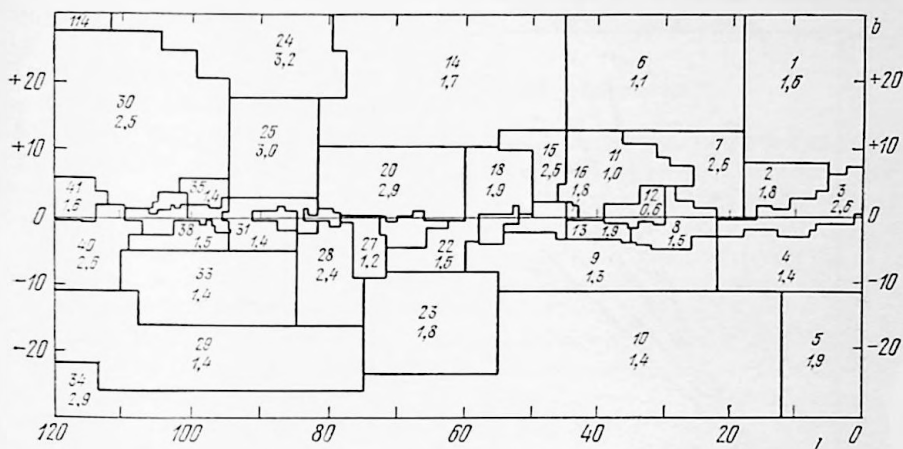


Рис. 78. Образец карты А. С. Шарова распределения значений a_0 .

Видно, что вблизи плоскости Галактики размеры площадок уменьшаются, так как увеличиваются флуктуации поглощающей материи. 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. с. 164). Пересмотренные А. С. Шаровым средние значения постоянных формулы Паренаго (71) для лучей B и V оказались следующими:

$$\bar{a}_0(B) = 2^m,2/\text{кпк}, \quad \bar{a}_0(V) = 1^m,6/\text{кпк}, \quad \bar{\beta} = 114 \text{ пк}.$$

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,

$$m_0 - M = (m - M) - A(r, b). \quad (72)$$

Величину $A(r, b)$ можно определить по формуле (71) методом последовательных приближений. В качестве исходного значения r принимается видимое, т. е. расстояние, искаженное поглощением. П. П. Паренаго [93] построил удобные номограммы для перехода от $m-M$ к m_0-M . Каждая номограмма составляется для определен-

ного значения a_0 и представляет собой семейство кривых (см. рис. 79 — образец номограммы для $a_0 = 2^m 0$).

При использовании этого статистического метода для малых b будут сильно сказываться флуктуации поглощающей материи и точность будет невысока.

Изучению конкретного хода поглощения в разных участках неба посвящено много исследований [95—97]. Так, например, в ра-

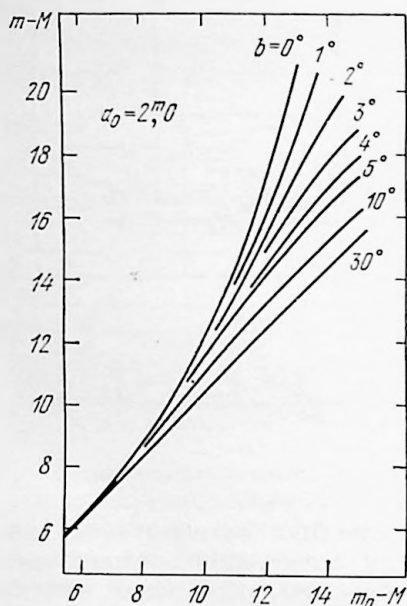


Рис. 79. Образец номограммы для направления модуля расстояния за межзвездное поглощение.

боте Т. Некеля [98] на основе данных о 4697 звездах и звездных скоплениях проведено подробное исследование межзвездного поглощения как функции расстояния в 207 выделенных площадках небесной сферы. Т. Некель составил карты, аналогичные картам А. С. Шарова, на которых полное поглощение передано различной штриховкой.

Увеличение числа звезд с измеренными E_{B-V} позволит в дальнейшем уменьшить размеры площадок и увеличить точность учета поглощения в каждом конкретном направлении. Тогда можно будет избежать формул, отражающих общий ход поглощения на больших участках неба.

52.3. Дискретность поглощающей свет материи. Разумеется, схема, лежащая в основе метода П. П. Паренаго, является идеализованной. На самом деле поглощающая свет материя состоит не

из непрерывной газо-пылевой среды с плотностью, уменьшающейся с z -координатой, а обнаруживает флуктуации плотности, показывает иногда дискретные темные облака разных размеров, плотностей и разной оптической толщи. Формула Паренаго для учета поглощения остается и в этом случае той же самой, но параметр a_0 следующим образом связан с характеристиками облаков темной материи:

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

где ε — средняя оптическая толщина туманности, имеющей средний радиус \bar{R} при сферической форме, $D(0)$ — число туманностей в кубическом пк при $z=0$,

$$D(z) = D(0) e^{-z/\beta},$$

т.е. пространственная плотность меняется по тому же экспоненциальному закону. $D(0)$ оценивается в $\sim 5 \cdot 10^{-4}$ темных туманностей в кубическом парсеке, а $\beta \approx 100$ пк. Средний радиус оказался порядка нескольких парсеков, средняя оптическая толщина $\epsilon \sim 0^m,25$, хотя встречаются облака с ϵ до $1^m,6$ и диаметром до 70 пк. Общее число поглощающих свет облаков в Галактике оценивалось $5 \cdot 10^7$. Средняя масса M туманности равна $3,5 M_{\odot}$, а полная масса всех туманностей $\sim 10^8 M_{\odot}$, т.е. около 0,001 массы Галактики.

53. Функция звездной плотности

53.1. Функция блеска. Эмпирические формулы, представляющие функцию блеска $A(m)$, как мы видели (36), дали возможность оценить полное число звезд в Галактике и подметить ряд аномальных областей в ней, не привлекая данных о различиях в светимостях звезд и о поглощении света в межзвездном пространстве (см. рис. 47). Рассмотрим подробнее, что собой представляет результат подсчета числа звезд $A(m)$.

Для получения $A(m)$ необходимо провести подсчет всех звезд с видимыми звездными величинами в интервале от $m-1/2$ до $m+1/2$ в данном направлении в пределах телесного угла ω . Элементарный объем в пространстве в пределах этого телесного угла на расстоянии r будет равен произведению элемента площади на приращение dr : $\omega r^2 dr$. 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 зависит от функции 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 величины m во всем телесном угле ω , так называемая *дифференциальная функция блеска*, равна интегралу 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*, связывающим известную из наблюдений функцию $A(m)$ и две функции: $D(r)$ и $\varphi(M)$. Приняв одну из них известной, можно, решая интегральное уравнение, найти другую. Обычно известной принимается $\varphi(M)$. О решении этого уравнения см. (54). 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 среднем значении параллакса звезд m -й величины $\pi(m)$. Для этого число звезд в элементарном объеме $\omega r^2 D(r)\varphi(M)dr$ умножим на параллакс $\pi = 1/r$, проинтегри-

руем по r вдоль луча зрения n , 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:

$$\bar{\pi}(m) A(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r dr. \quad (74)$$

При составлении этих уравнений предполагалось, что $\varphi(M)$ неизменна вдоль луча зрения или, точнее, во всем рассматриваемом объеме пространства.

Интегральная функция блеска $N(m)$ выражается интегральным уравнением

$$N(m) = \omega \int_0^{\infty} D(r) r^2 dr \int_{-\infty}^m \varphi(M) dm. \quad (75)$$

Определение $D(r)$ — одна из основных задач звездной астрономии. Разумеется, это функция не одного только расстояния, но и галактических координат. Определение $D(r)$ в разных направлениях дает возможность изучить структуру Галактики. При этом $D(r)$ может быть плотностью всех звезд, либо звезд, избранных по каким-либо физическим характеристикам (например, переменных звезд определенного типа).

53.2. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$. Околосолнечная звездная плотность $D(0)$ по данным Д. Койпера о ~ 250 звездах в непосредственных окрестностях Солнца ($r \leq 10,5$ пк) оценивалась Т. А. Агеяном в 1962 г. Она равна $(0,120 \pm 0,008)$ звезд/пк³. Четыре значения $D(r)$ от 0,076 до 0,037 для расстояний от 5,4 до 10,1 пк представлены на рис. 80 [III, т. II, с. 447]. Убывание значений $D(r)$ в этих пределах, очевидно, является следствием убывающей полноты наблюдательных данных. Предыдущие определения давали $D(0) = 0,045$ звезд/пк³ (1920) и $0,103^*$ /пк³ (1939), что указывает на постепенное увеличение полноты данных со временем.

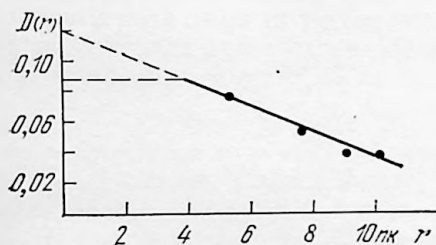


Рис. 80. К определению звездной плотности $D(0)$ вблизи Солнца. $D(r)$ — число звезд в одном кубическом парсеке.

Полученное Т. А. Агеяном значение $D(0)$ является результатом формального продолжения прямой $D(r) = a + br$, проведенной по упомянутым четырем точкам до $r=0$. Нам кажется, что при этом переоценивается неполнота наблюдательных данных в самых ближайших окрестностях Солнца. Предпочтительнее считать плотность постоянной в достаточно малом объеме вокруг Солнца (см., например, горизонтальную штриховую линию на рис. 80). В 1974 г.

Т. А. Агекян и К. Ф. Огородников [99] на основе данных о звездах до 25 пк, аппроксимируя ход звездной плотности формулой $D(r) = a + br + cr^2$, методом наименьших квадратов по 22 перекрывающимся сферическим слоям получили $a = D(0) = 0,138 \pm 0,009$ звезд/пк³. Любопытно отметить, что в этой совокупности звезд до 25 пк более 70% являются компонентами двойных и кратных систем. Если в дальнейшем не будет открыто значительное число звезд малой светимости, то полученное значение $D(0)$ изменится мало.

54. О решении интегральных уравнений К. Шварцшильда

Совместное решение двух интегральных уравнений (73) и (74) позволит найти обе неизвестные функции: $D(r)$ и $\varphi(M)$.

Определяя функции $A(m)$ и $\pi(m)$, мы имеем дело с видимой звездной величиной, искаженной межзвездным поглощением. Поэтому значение $D(r)$, которое можно будет получить из решения интегральных уравнений Шварцшильда, будет также искажено 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 *приведенную 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 (66), что искаженное поглощением расстояние r' связано с истинным r соотношением

$$\lg r' = \lg r + 0,2A(r) \quad \text{или} \quad r' = r \cdot 10^{0,2A(r)} = r e^{cA(r)},$$

где $c = (5 \text{ Mod})^{-1} = 0,4605$. Дифференцируя второе равенство, 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

$$G(r) = e^{3cA(r)} [1 + crA'(r)], \quad (76)$$

получим

$$r^2 dr = r'^2 dr' \frac{1}{G(r)}.$$

Введя теперь в (73) вместо $r^2 dr$ величину $r'^2 dr' \frac{1}{G(r)}$ и обозначив $D(r)/G(r)$ через $D_1(r')$ (*приведенную 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 (73) не изменилось по форме, но решение его даст величину $D_1(r')$. Лишь умножив ее на $G(r)$, получим искомую величину $D(r)$:

$$D(r) = D_1(re^{cA(r)}) [1 + crA'(r)] e^{cA(r)}.$$

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 (Каптейн, Спрс, ван Райн, Бок и др.). Общее решение уравнений Шварцшильда сложно и требует знания исходных функций практически на бесконечно большом интервале: от $m = -\infty$ до $m = +\infty$ ¹⁾. Предположение, что функции $A(m)$ и $\varphi(M)$ являются квадратичными показательными функциями (55б), а $\varphi(M) = 10^{p+qM-sM^2}$, где p , q и s зависят от координат, приводит к тому, что и $D(r)$ является некоторой квадратичной показательной функцией

$$\lg D(r) = a + b \lg r - c (\lg r)^2,$$

а $\pi(m)$ — линейной показательной функцией $\lg \pi_m = d + fm$ (последнее довольно хорошо согласуется со статистически установленной зависимостью $\pi(m)$, 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.

55. 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. В этом методе принимается схема однородных плоскопараллельных слоев, со звездной плотностью, убывающей от слоя к слою с ростом z . Пусть $\varphi(M, z)$ одна и та же в пределах каждого слоя. Это, конечно, не отвечает полностью действительности, но может быть принято как первое приближение. Если принятая схема не подтвердится, то мы получим для одного и того же слоя z , но в разных местах небесной сферы (т. е. при разных l и b) большую или меньшую плотность и сможем наметить истинный ход поверхностей одинаковой звездной плотности.

Рассмотрим два одинаковых телесных угла: один в направлении $b = 90^\circ$, другой в направлении b (рис. 81). Найдем связь между функциями $A(m)$, относящимися к одним и тем же слоям в обоих

¹⁾ Интересующихся деталями отсылаем к источникам [I, § 22], [II, § 34] и [III, т. II, § 120].

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 M войдут в подсчет в направлении b , если

$$m_b = M + 5 \lg \operatorname{cosec} b - 5 + 5 \lg z + A(r \sin b, b),$$

так как в этом направлении

$$r = \frac{z}{\sin b}.$$

Очевидно, что

$$m_b = m_{90} + 5 \lg \operatorname{cosec} b + \Delta A, \quad (78)$$

где разность поглощений $\Delta A = A(r \sin b, b) - A(z, 90^\circ)$.

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 $b=90^\circ$, $A_b(m_b)$ — соответствующая величина для галактической широты b . Так как по сделанному предположению звездная плотность в каждом слое $\pi \varphi(M)$ одна и та же, то в формулах (79) и (80) находится одно и то же значение произведения $D(r)$ на $\varphi(M)$, и, следовательно,

$$A_b(m_b) = A_{90}(m_{90}) \operatorname{cosec}^3 b. \quad (81)$$

Если же реальный подсчет $A_b(m_b)$ не совпадет с табличным значением $A_{90}(m_{90})$, умноженным на $\operatorname{cosec}^3 b$, то это значит, что плотность на этой высоте от плоскости Галактики и в данном направлении больше (или меньше). Отношение численностей дает отношение плотностей в соответствующих объемах.

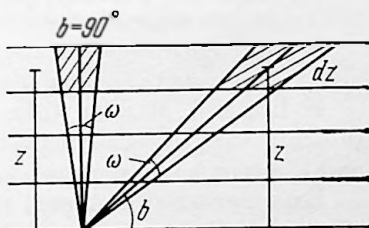


Рис. 81. К методу Вашакидзе — Оорта определения $D(r)$ с учетом межзвездного поглощения.

Среднее значение параллакса звезд m -й величины определяется вторым интегральным уравнением Шварцшильда

$$\bar{\pi}(m) = \frac{\int_0^{\infty} D(r) \varphi(M) r dr}{A(m)}.$$

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 порядка $0^m,1$ и ее влияние 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 справедливо для звезд любой светимости M , а следовательно, и для смеси звезд разных светимостей.

Очень тщательные исследования совокупности звезд в направлении $b \cong 90^\circ$ дали возможность составить таблицы $A_{90}(m_{90})$ и $\bar{\pi}_{90}(m_{90})$.

Б. Бок и А. Мак Ри ([51], II, с. 110) на основании многих данных (в частности, используя подсчеты звезд в SA) составили такие таблицы выравненных значений $A_{90}(m_{90})$ и $\bar{\pi}_{90}(m_{90})$.

Взяв значения $A_{90}(m_{90})$ из этих 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 плоско-параллельных 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 $A_{90}(m_{90})\cos b$, 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 к ней.

При определении звездной плотности путем непосредственного подсчета звезд с известными r , надо определить так называемый *радиус сферы исчерпанности* r_0 , внутри которой можно считать известными все звезды. Если предположить, что звезды распределены в пространстве равномерно, то можно принять за радиус сферы исчерпанности такой радиус r_0 , при котором $\bar{r} = \frac{3}{4} r_0$.

Путем ряда последовательных проб, постепенно увеличивая объем пространства, надо определить радиус, при котором удовлетворяется это условие. Вне r_0 это условие не будет выполняться и значения \bar{r} будут меньше, чем $\frac{3}{4} r_0$, т. е. обнаружится дефицит более далеких звезд.

В том случае, когда нахождение функции пространственной плотности $D(r)$ связано с решением первого интегрального уравнения звездной астрономии (73) методом Вашакидзе — Оорта или каким-либо численным методом, необходимо учитывать влияние селекции, создаваемой тем, что используемый каталог ограничен некоторой предельной звездной величиной включенных в него звезд. Для учета эффекта селекции разработаны специальные методы (см., например, Г. Г. Борзов [100]).

56. Поверхности равных звездных плотностей

Опираясь на подсчеты звезд до $18^m,5$ Я. Оорт изучил распределение звездной плотности методом Вашакидзе — Оорта и составил рис. 82, 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 пк. Изолинии показывают сечение поверхностей равных звездных плотностей, причем околосолнечная звездная плотность принята за единицу. Рис. 82 ограничен окрестностями Солнца до 2 кпк вдоль галактической плоскости и 1,7 кпк 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 около 10° с повышением к области центра Галактики.

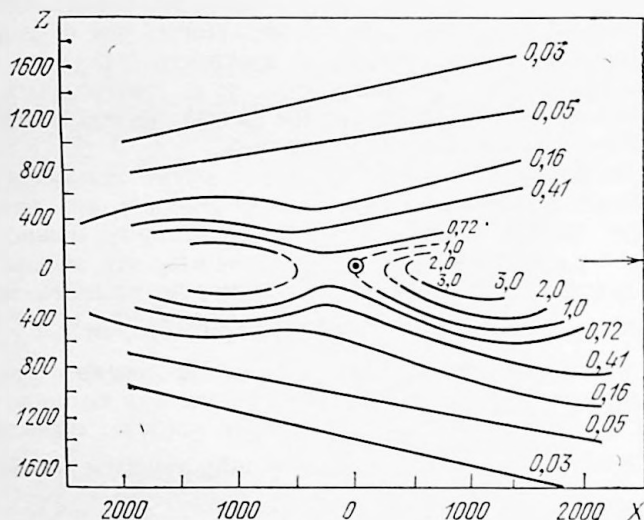


Рис. 82. Изолинии равных звездных плотностей в плоскости XZ (по данным Оорта). Стрелка указывает направление на центр Галактики (координаты X, Z — в пк).

Я. Оорт учитывал поглощение света в звездных величинах по методу Хаббла, в котором полное поглощение $A_{90}(\infty)$ во всем поглощающем слое вычислялось из подсчетов галактик 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) принято 0,55, чтобы в какой-то мере учесть влияние некоторого ослабления галактик, происходящего в силу красного смещения. Полное поглощение на широте b равно $A_b(\infty) = A_{90}(\infty) \operatorname{cosec} b$.

Эта формула также опирается на представление о плоско-параллельных слоях поглощающей свет материи. В пределах каждого слоя путь в направлении b больше пути в направлении $b=90^\circ$ в $\operatorname{cosec} b$ раз. Это тот же упомянутый выше «закон косеканса».

Указанный метод учета поглощения достаточно хорош для $|z| > 300$ пк, т. е. когда пройден практически весь слой поглощающей материи. Если же $|z| < 300$ пк, 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] использовал метод Вашакидзе — Оорта для изучения пространственного распределения переменных звезд типов RR Lyr и α Ceti, для которых известны зависимости «период —

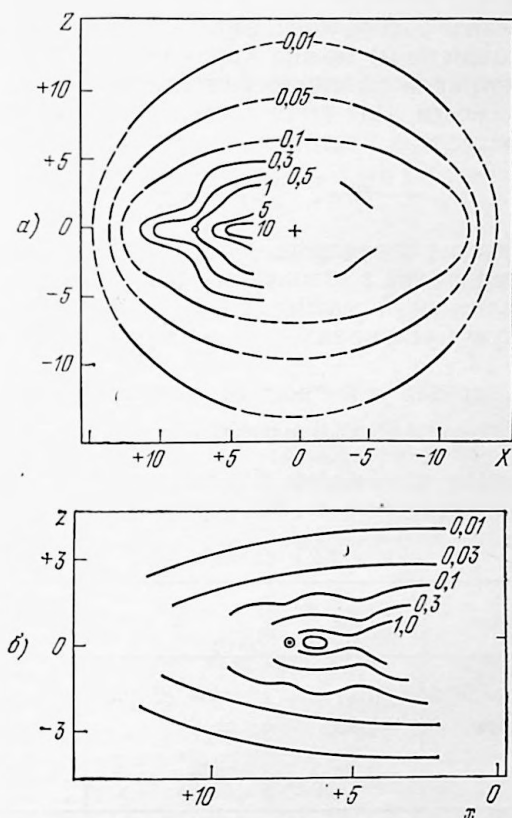


Рис. 83. Изолинии равных звездных плотностей в проекции на плоскость XZ: а) по переменным типа RR Lyr, принадлежащим к сферической составляющей Галактики (координаты в кпк, крестиком отмечен центр Галактики, кружком — положение Солнца, расстояние которого от центра Галактики принималось равным 7,2 кпк) (Б. В. Кукаркин, 1949); б) по долгопериодическим переменным типа Мйры Кита, принадлежащим к промежуточной составляющей Галактики.

светимость», и, следовательно, известна M каждой звезды. На рис. 83, а и 83, б 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. Различными оказались и их кинематические характеристики (см. рис. 85).

57. Логарифмические градиенты звездной плотности. Оценка полного числа объектов

Пространственное распределение какой-нибудь однородной группы объектов (подсистемы) можно характеризовать изменением ее плотности как функции расстояния от центра Галактики и от галактической плоскости. Для этого используем величины двух логарифмических градиентов плотности, рассчитанных на кпк:

$$G_R = \frac{\partial \lg D}{\partial R}, \quad G_z = \frac{\partial \lg D}{\partial z} \quad (84)$$

Средние значения градиента G_R , дисперсии скоростей σ_z в направлении координаты z и величины β позволили выделить три основные составляющие Галактики, а именно: плоскую, промежуточную и сферическую. Средние значения всех указанных величин приведены в табл. 13.

Градиент G_z связан с β простым соотношением

$$G_z \beta = 0,4343$$

в том случае, если справедлив барометрический закон падения плотности D с координатой z (см. формулу (70)).

Т а б л и ц а 13

Составляющая	\bar{G}_R	σ_z	β
Плоская	-0,11/кпк	$\pm 7 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$	50 пк
Промежуточная (диск)	-0,20	± 20	350
Сферическая	-0,26	± 50	2000

Из приведенного выше определения величины β следует, что $D(\beta) = D(0)/e$. При $z = 1000$ пк 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 . Это дает возможность оценить β по σ_z и отнести рассматриваемую группу объектов к определенной составляющей.

Оценку полного числа объектов какой-нибудь подсистемы (а затем и полного числа звезд в Галактике) по логарифмическим градиентам их пространственной плотности сделал в 1948 г. П. П. Па-

Паренаго [101], предположив, что G_R и G_z сохраняют повсюду в Галактике примерно те значения, которые определены для них в окрестностях Солнца. Он представил плотность объектов подсистемы как сглаженную функцию R и z следующей формулой:

$$D(R, z) = D(0, 0) \cdot 10^{G_R R + G_z z},$$

где $D(0, 0)$ — плотность объектов подсистемы в центре Галактики. Предполагается симметрия относительно оси вращения и относительно плоскости Галактики и монотонность изменения плотности, т. е. пренебрегается структурными особенностями, в частности наличием спиралей.

Полное число звезд данной подсистемы в пределах Галактики получится по формуле

$$N = 2k D(0, 0) \int_0^\infty 10^{G_z z} dz \int_0^{2\pi} d\theta \int_0^\infty 10^{G_R R} dR,$$

где θ — галактоцентрический угол в самой галактической плоскости, а k — коэффициент, принятый П. П. Паренаго для учета некоторого изменения G_R и G_z в зависимости от R и z , равный 1,25. Тогда

$$N = \frac{1,3 D(0, 0)}{G_R^3 G_z}.$$

Определив N для шести подсистем плоской составляющей, для восьми — промежуточной и пяти — сферической, П. П. Паренаго получил оценку полного числа звезд в Галактике $N_G \cong 1,2 \cdot 10^{11}$.

58. Масса Галактики

Определение массы Галактики представляет собой одну из самых сложных задач звездной астрономии. Возможны несколько путей ее решения. Так, например, приближенную оценку звездной составляющей массы Галактики можно получить как произведение оценки средней массы звезды (полученной для окрестностей Солнца $\bar{M} = 0,42 M_\odot$) на оценку полного числа звезд в Галактике, сделанную при некоторых упрощающих предположениях относительно градиентов плотности в Галактике. Это дает $0,42 \times 1,2 \cdot 10^{11} M_\odot$. К этой оценке звездной составляющей надо прибавить оценку газо-пылевой материи, которая по данным, полученным также для окрестностей Солнца, составляет около 2% массы звездной составляющей.

С другой стороны, опираясь на представление о вращении Галактики, при котором центронды различных подсистем вращаются вокруг центра Галактики по круговым орбитам с различными скоростями, можно, сопоставив величину центростремительного ускорения на расстоянии Солнца от центра Галактики V_\odot^2/R_\odot с ускорением силы притяжения ядра Галактики, в котором заключено около 80% мас-

сы всей системы, $G \frac{M_G}{R_0^3}$, оценить массу (всю, а не только звездную составляющую), расположенную ближе к центру Галактики, чем Солнце: $M = \frac{V_0^2 R_0}{G}$. Приняв $V_0 = 250 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, $R_0 = 10 \text{ кпк}$ и $G = 6,67 \cdot 10^{-8} \text{ см}^3 \cdot \text{г}^{-1} \cdot \text{с}^{-2}$, получим $M \sim 1,5 \cdot 10^{11} M_\odot$. Учет массы за пределами R_0 увеличит оценку массы Галактики до $\sim 2 \cdot 10^{11} M_\odot$.

Однако более строгое рассмотрение проблемы требует определения функции распределения масс в Галактике, т. е. математического выражения для потенциала Галактики как функции расстояния от ядра в предположении определенной ее структуры, т. е. определенной «модели» нашей звездной системы.

Еще одну прикидку массы Галактики можно сделать, применив 3-й закон Кеплера (в обобщенной И. Ньютоном форме)

$$M_G + M_\odot = \frac{R_0^3}{P^2},$$

где $R_0 = 10 \text{ кпк}$, $P = \sim 250 \text{ млн. лет}$ — период вращения Галактики на расстоянии R_0 . Масса Галактики получается порядка $2 \cdot 10^{11} M_\odot$.

Определение типа Галактики и сравнение с оценками масс галактик сходных типов (см. гл. 3) приводит к оценкам массы того же порядка. Учет обширных коронок галактик увеличит эту оценку до $\sim 10^{12} M_\odot$ (см. с. 189).

59. Составляющие Галактики. Типы звездного населения

С о с т а в л я ю щ и е Г а л а к т и к и, различающиеся своими логарифмическими градиентами плотности, величинами β и дисперсиями скоростей σ_z , представляют собой сочетания взаимопроникающих *подсистем*, т. е. групп объектов, однородных по своим физическим характеристикам. Так, можно говорить о подсистеме цефед, 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. 84). В нашей Галактике к населению первого типа (I) относится население спиральных ветвей: звезды О, В, А, рассеянные скопления, долгопериодические цефеды, а также пыль и газ; ко второму типу (II) — субкарлики, звезды-«бегуны» (см.

с. 82), переменные типа RR Lyr, а также шаровые скопления. Для центральной области Галактики, для ядер спиральных галактик и для эллиптических галактик характерно население II.

Деление на типы населения по Бааде оказалось совпадающим с делением и по кинематическим характеристикам и по пространственному распределению: объекты I типа характеризуются вращением вокруг центра Галактики со значительными скоростями (около $250 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ на расстоянии Солнца от центра Галактики) и небольшой дисперсией скоростей (относительно своих центрондов) — порядка $10\text{—}15 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$; объекты II типа — много меньшим участием во вращении и дисперсией скоростей много большей, порядка $75 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (рис. 85).

Оценки времени возможного распада рассеянных скоплений ($\sim 10^9$ лет) и шаровых скоплений ($10^{12}\text{—}10^{13}$ лет), основанные на звездно-динамических расчетах, а также оценки возрастов, сделанные 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 протогалактике, 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 сверхновых (SN), которые в процессе предшествующей эволюции, а частично, может быть, и в процессе самого взрыва сами обогатились тяжелыми элементами. Различные возрасты и происхождения обуславливают все отличия объектов двух населений.

Таким образом, классификация Бааде имеет главным образом астрофизический характер (основное в ней — спектры и светимость), 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. Типы населения и составляющие Галактики отражают корреляцию между возрастом, кинематическими характеристиками и химсоставом.

Надо отметить, что для изучения эволюционных процессов кинематические критерии общности происхождения являются более жесткими, нежели астрофизические, так как первые почти не ме-

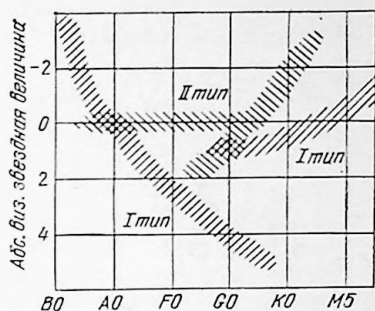


Рис. 84. Диаграмма Г—Р для двух типов звездного населения Галактики (по В. Бааде).

няются со временем. Поэтому различия кинематических свойств и пространственного распределения (например, распределения по z -координате) могут явиться сильным аргументом *п р о т и в* генетической связи (эволюционного родства), которую могут подсказывать астрофизические данные.

В настоящее время принято следующее деление Галактики на 4 компонента (см. схематический чертеж на рис. 4).

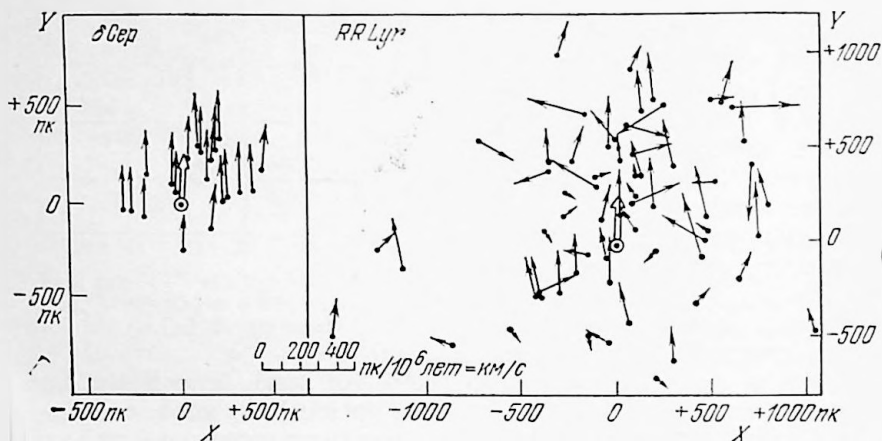


рис. 85. Векторы полной скорости звезд относительно центра Галактики в проекции на галактическую плоскость. Слева цефеиды типа Сб — представители населения I типа, показывающие «спокойную кинематику» (малую дисперсию скоростей), по данным П. П. Паренго (1946); справа переменные типа RR Lyg — II тип населения (большая дисперсия скоростей) по данным Е. Д. Павловской (1953). Белая стрелка — скорость Солнца.

В центре (примерно до 5 кпк от него) — *балдж* (для которого никак не придумают эквивалента на русском языке!) несколько сплюснутой, сферондальной формы.

Второй компонент — сравнительно тонкий *диск* (простирающийся от 5 до 15 кпк), в нем находится большая часть газа и пыли Галактики и имеется спиральная структура.

Оба эти компонента погружены в общую оболочку несколько сплюснутой формы, содержащую население типа II и простирающуюся до ~ 25 кпк. Ее называли *галó*.

Четвертым элементом является *корона* (или внешнее *галó*) — очень разреженная, но очень большая и потому очень массивная часть, простирающаяся до 50—60 кпк от центра. Масса этой самой внешней части составляет львиную долю всей массы Галактики, а именно, $6 \cdot 10^{11} M_{\odot}$, тогда как балдж имеет массу $2 \cdot 10^{10} M_{\odot}$, диск — $8 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ и галó $\sim 0,5 \cdot 10^{10} M_{\odot}$. Аналогичную структуру могут иметь и другие сходные галактики.

Одним из первых, обративших внимание на необходимость и возможность поисков источника недостающей «скрытой» массы в

наличии обширных корон галактик был Я. Э. Эйнасто [102]. В дальнейшем были найдены радиоастрономические доказательства существования материи во внешних частях галактик (далеко за пределами, доступными оптическим методам) в том, что кривая вращения не показывает уменьшения скорости вращения с увеличением расстояния.

Если 11 далеких шаровых скоплений и несколько карликовых галактик в окрестностях Галактики гравитационно с ней связаны, то масса Галактики должна быть $\geq 10^{12} M_{\odot}$.

В ряде изданий (и в 1-м издании этого пособия) приводится таблица, в которой основным является деление звездного населения на пять типов, среди которых есть населения I типа: «молодое» и «старое» и населения II типа: диск, «промежуточное» и гало, или корона. В таблице указаны основные представители всех пяти типов и различные их характеристики (величина β , отношение осей a/c , концентрация к центру Галактики, содержание тяжелых элементов, общая масса объектов каждого типа и оценка возраста в миллиардах лет — от 0,1 до 12—13). В связи с обнаружением обширных корон галактик (см. 65) данные этой таблицы требуют серьезного пересмотра.

60. Направление на центр Галактики и расстояние до него

Разнообразные оптические данные: пространственное расположение шаровых скоплений и звезд типа RR Lyr, ход изолиний звездной плотности, определенных на основе подсчетов звезд (см. рис. 82, 83), инфракрасная фотография (см. рис. 90) и т. д. — довольно согласно определяли направление на центр Галактики. Радиоастрономические измерения на различных длинах волн дают систему изофот радионизлучения, в центре которой и, по-видимому, в самом центре Галактики находится мощный радиисточник Sgr A.

Сложнее обстоит дело с определением расстояния до центра Галактики: разные авторы, определяя его различными методами, указывают значения от 6,3 кпк до 12,5 кпк. В настоящее время часто используют значение $10 \text{ кпк} \pm 1 \text{ кпк}$ (или $9,9 \pm 0,9 \text{ кпк}$). 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. Они дают оценку расстояния до центра Галактики $\sim 9,6 \text{ кпк}$.

Протяженность Галактики в направлении антицентра, насколько можно судить, например, по долгопериодическим цефеидам, может быть 5—6 кпк. Однако, как было указано в 59, корона Галактики, которую можно проследить по кривой вращения, полученной радиоастрономическими методами, простирается до 50—60 кпк от центра. Динамическая граница Галактики, как и у других

галактик, не определена. Иногда за эту границу принимают такое расстояние от центра, на котором вероятность отрыва от Галактики звезды была бы равна 1 за галактический год.

61. Спиральная структура Галактики

В начале XIX века считали, что Млечный Путь представляет собой кольцо, со всех сторон окружающее Солнце. Солнце находится в центре системы или вблизи него. Однако когда В. Парсонс (лорд Росс) заметил в свой 72-дюймовый рефлектор с металлическим



Рис. 86. Схематический чертеж Истона, пытавшегося объяснить видимую картину Млечного Пути особенностями структуры (спиралями) Галактики. Центр Истон предполагал в направлении созвездия Лебедя.

зеркалом спиральную структуру ряда «туманных пятен» и опубликовал свои детальные зарисовки, С. Александр [103] в 1852 г. высказал мысль о том, что Млечный Путь также является спиральной туманностью. Это же предположил в 1900 г. в Голландии Х. Истон [104], который показал, что имевшиеся в то время наблюдательные данные не подтверждают схемы кольца.

Истон считал, что наша звездная система имеет черты спиральной структуры (рис. 86) с центром в направлении Лебедя. Он подчеркнул при этом, что предлагаемый им рисунок не претендует на точное изображение Галактики, а лишь указывает, как могут быть распределены звездные сгущения Млечного Пути, чтобы их внешний вид совпадал бы в общем с наблюдаемой картиной. Из-

вестный нам теперь центр в направлении Стрельца невозможно было тогда предпочесть центру в Лебеде, так как существование межзвездного поглощения не было еще строго доказано. Даже в середине 30-х годов не было ясных представлений о структуре Галактики и лишь эксцентрическое положение Солнца как будто подтверждалось анализом видимого распределения шаровых скоплений на

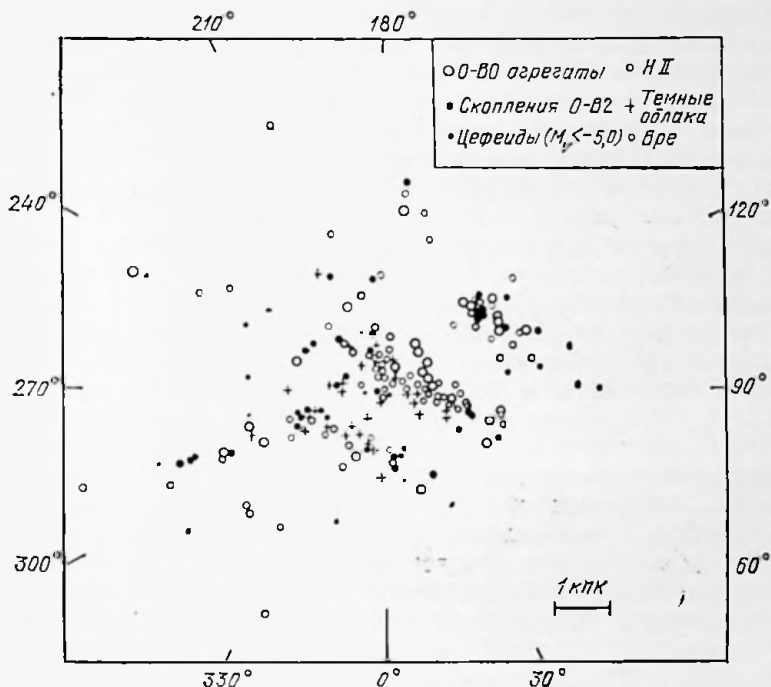


Рис. 87. Расположение объектов, «трассирующих» спирали в пределах ~ 3 кпк от Солнца (находится в центре рисунка). Цифрами обозначены l .

небесной сфере, выполненным Х. Шапли в 1918 г. по данным о 69 шаровых скоплениях. Когда в 40-е годы В. Бааде разделил звездное население туманности Андромеды на два типа (см. рис. 84) и показал, что объекты I типа (куда относятся самые горячие звезды высокой светимости — сверхгиганты и их ассоциации, а также ионизируемый ими водород) располагаются в спиральных ветвях, начались поиски этих «трассирующих» объектов в нашей Галактике. В 1951 г. В. Морган с сотрудниками обнаружили тенденцию этих объектов располагаться вдоль некоторых линий, которые естественно было отождествить со спиральными ветвями Галактики. Наблюдениям, конечно, очень мешало межзвездное поглощение света в полосе галактического экватора. Однако даже оптические наблюдения перечисленных объектов, а также долгопериодических цефеид типа $S\delta$ с $P > 10^d$, молодых рассеянных скоплений O—B2,

звезд Ве и WR позволили довольно уверенно наметить три отрезка, которые интерпретируются как части трех спиральных ветвей (рис. 87). Угол между радиусом-вектором, проведенным из центра Галактики, и касательными к этим трем отрезкам ветвей примерно постоянен и составляет около 80° , а расстояние между ветвями приблизительно 1,5—2 кпк. Спиральные ветви можно аппроксимировать логарифмическими спиралью $R = ae^{b\theta}$ 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 $b = 0,14$). Однако до сих пор вопрос о числе спиральных ветвей Галактики является дискуссионным. Одна из трудностей обнаружения спиральных ветвей заключается в том, что мы находимся внутри системы, между спиральными ветвями, которые проецируются для нас одна на другую; нужны очень точные расстояния «трассирующих» объектов (с учетом поглощения).

При изучении спиральной структуры, помимо оптических методов, используются и радиоастрономические. В настоящее время возможна регистрация радионизлучения различного происхождения: теплового и синхротронного. В случае теплового излучения в разных диапазонах длин волн мы имеем дело с излучением H I на волне 21 см, с излучением в водородных рекомбинационных линиях, а также в радиолиниях поглощения молекул, например, CO, H₂, OH, H₂CO. Излучение в линии 21 см связано со сверхтонкой структурой основного уровня нейтрального водорода H I. Эта сверхтонкая структура определяется различием взаимной ориентации спина ядра (протона) относительно спина электрона, причем 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 H 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 H I, находящихся на том же луче зрения, V_r будут отличны от этих величин для близких облаков, и поэтому для них близкие облака будут прозрачны. Это позволяет регистрировать профили (иногда весьма сложные) линии от весьма удаленных облаков H I. Серия сложных профилей линии 21 см, полученных для различных l (см. рис. 43) интерпретируют следующим образом. Прежде всего необходимо определить кривую вращения Галактики. Так как оптические данные не дают возможности получить эту кривую на расстояниях $|R - R_0| > 3$ кпк, то надо 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. 42). Будем временно считать, что в галактической плоскости есть облака водорода HI, вращающиеся вокруг центра Галактики по круговым орбитам. Вдоль луча зрения, касательного к внутреннему кольцу в точке Q (см. рис. 44), профиль линии может показать два максимума V_r , соответствующих угловым скоростям вращения на расстояниях R' и R . Максимальная V_r будет соответствовать точке Q на минимальном расстоянии от центра Галактики $R = R_0 \sin l$. Для этой же точки по формуле $\Delta V_r = R_0 [\omega(R) - \omega_0] \sin l$ (пренебрегая широтой b , которая для облаков HI мала) вычислим $\omega(R)$ и $V(R) = \omega R$. Последовательно применяя это ко многим профилям, получим кривую вращения $V(R)$. Строго говоря, кривая вращения будет верхней огибающей полученного множества точек, так как максимальное значение V_r может соответствовать значению несколько большему, чем $R = R_0 \sin l$, если в точке Q нет HI. Полученную кривую $V(R)$ можно использовать для изучения распределения HI в Галактике.

Внутренние (тепловые) движения молекул в облаке HI размывают профиль линии. Характеристику внутренних движений в облаках HI могут дать профили линии в направлениях примерно на центр и антицентр Галактики, где $V_r \cong 0$.

Однако привлечение для подтверждения спиральной структуры Галактики профилей линии HI связано с рядом трудностей и нерешенных вопросов. Так, например, определение расстояния R зависит от принятой кривой $\omega(R)$, которая по радионаблюдениям HI проводится очень неуверенно. Кроме того, оказалось, что по разные стороны от центра кривые $\omega(R)$ различны; имеются признаки отклонения от кругового движения в Галактике.

Общая картина распределения водорода в Галактике (см., например, рис. 88) стала со временем более детальной, но не стала более похожей на правильные спирали. Спирали, намечаемые по результатам анализа профилей линии 21 см, показывают неоднородности размерами до 500—1000 пк, расщепления и пересечения отдельных деталей. Некоторые спиральные ветви располагаются на несколько десятков пк выше и ниже галактической плоскости.

Таким образом, нет уверенности в проведении спиральных ветвей по радионаблюдениям. Распределение HI рисует скорее отрезки колец, а не спиральные ветви.

Впрочем, в 1972 г. голландские радиоастрономы [105], достигнув разрешения в $\sim 25\text{--}30''$, нашли подтверждение тому, что в некоторых случаях водородные облака довольно отчетливо обрисовывают спиральные ветви. На рис. 89 показана «радиография» в линии 21 см галактики M 81 (NGC 3031 UMa).

Наличие в спиральных ветвях среди «трассирующих» объектов звезд О—В, молодых рассеянных звездных скоплений, цефеид Сб, большей части межзвездного газа и пылевой материи говорит о том, что ветви надо считать областями ускоренного звездообразования. Перед исследователями встают два кардинальных вопроса:

1. Каково происхождение всех молодых объектов, которые образуют спиральный узор Галактики? Ведь ветви — места лишь временного пребывания уплотненной газо-пылевой материи, образующей звезды.

2. Как поддерживается спиральный узор, если иметь в виду, что он определяется молодыми объектами (а, как известно, «молодость быстро проходит»).

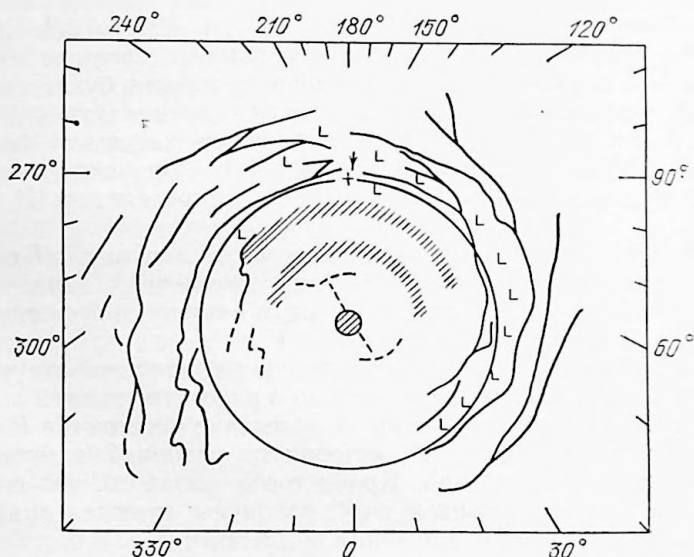


Рис. 88. Схематический чертеж распределения HI. Крестиком отмечено положение Солнца, L — места пониженной плотности водорода, заштрихованный кружок — центр Галактики.

К этому примыкает еще один трудный вопрос: как в Галактике (и в других галактиках) сохраняются спирали при наличии дисперсии скоростей звезд, которая должна непрерывно «размывать» спиральные рукава, а также при существовании дифференциального вращения. Дифференциальное вращение растягивает область звездообразования в обрывок спирального рукава и, по-видимому, так образуются спирали, состоящие из многочисленных коротких сегментов. Таким образом, охватывающие всю галактику рукава имеют скорее всего другую природу.

В 50-е годы, когда бурное развитие получили радиоастрономические методы наблюдений, очень распространенным было объяснение

спиралей действием галактических магнитных полей. Наличие магнитного поля Галактики было к тому времени надежно доказано. Однако, как оказалось впоследствии, реальные магнитные поля недостаточны, чтобы ими можно было объяснить повышенную плотность газа в спиральных рукавах.

На протяжении более чем полувека непрерывно делались попытки понять форму спиралей, опираясь лишь на гравитационные силы. Дж. Джинс в начале века объяснял происхождение спиральных



Рис. 89. «Радиография» галактики М 81 в линии НI 21 см, полученная с помощью многоканального радиотелескопа в Вестерборке (Голландия) [105] (размер по вертикали — 30').

рукавов как результат радиального выделения вещества из сплюснутой вращением газовой массы за счет гравитационной неустойчивости, возникающей на экваториальном остром ребре «чечевицы»; такие выделения будут, по мнению Дж. Джинса, закручиваться в спирали в соответствии с законом сохранения момента количества движения.

В 40—50-х годах Б. Линдблад (Швеция) [106] построил гравитационную теорию спиралей в галактиках, в которой наблюдаемые рукава объяснялись *волнами плотности*, распространяющимися по диску галактики ¹⁾. Линдблад моделировал галактику твердотельно вращающимся диском конечной толщины, состоящим из звезд, имеющих также, в соответствии с наблюдениями, свои пекулярные скорости. Ясно было, что поведение малых возмущений плотности в таком ансамбле будет определяться совместным влиянием сил гравитации, участием во вращении вокруг оси Галактики и собственными «тепловыми» движениями звезд. Чтобы математически определить результат этих воздействий, необходимо решить для возмущенных величин скорости, плотности, давления и потенциала одновременно и внутренне согласованно гидродинамические уравнения движения самогравитирующей звездной «жидкости», уравнение неразрывности этой жидкости, выражающее условие сохранения ее массы, и уравнение состояния, связывающее давление и плотность. Это решение даст связь между возмущенными величинами потенциала и плотности, указывающую, как должен измениться потенциал при некотором возмущении плотности. В процессе решения этих уравнений были получены волновые решения: возмущения — это волны плотности (уплотнений), распространяющиеся по диску галактики с постоянной угловой скоростью.

При взаимодействии волн плотности с диффузной материей происходит сжатие газо-пылевого вещества фронтом ударной волны, что способствует повышению темпа звездообразования. Так как спиральный узор волн плотности ближе к центру вращается медленнее, чем звезды и газо-пылевая материя, то звездообразование начинается с внутренней стороны спиралей, а пройдя сквозь спиральную волну плотности, звезды обгоняют ее и к внешнему краю рукава приходят явно «постаревшими». Следствием этого является градиент возрастов звезд по перек рукава, что и наблюдается в ряде случаев в Галактике и в других звездных системах.

Решенная таким образом задача — лишь часть общей проблемы спиральной структуры. В самом деле, мы знаем, что в галактике с заданными скоростью вращения, пекулярными скоростями, плотностью, массой, толщиной диска как функциями R , могут распространяться только весьма определенные спиральные волны плотности. Пока, однако, нет ответа на вопрос об источнике их возбуждения. Этому, в частности, были посвящены работы теоретиков — продолжателей дела, начатого Б. Линдбладом, — Ц. Лина, Ф. Шу, А. Тоомре, Е. Калнайса, В. Марка, Г. Контопулоса и других.

¹⁾ Интересная заметка «К истории волновой теории спиральной структуры» опубликована И. Л. Генкиным и И. И. Паша (АЖ, 1982, т. 50, № 1, с. 183—185). См. также книгу: Рольфс К. Лекции по теории волн плотности. — М.: Мир, 1980, 208 с.

Так, было показано, что спирали могут возбуждаться и поддерживаться как внутренними причинами — сюда относятся перемычки в галактиках, взрывная активность ядер галактик, резонансные явления, ряд неустойчивостей, так и внешними — гравитационно-приливным воздействием галактик-спутников, соседних галактик и т. д. В добавление к перечисленным факторам, может быть, играет роль взаимодействие диска с почти невращающейся сферической составляющей Галактики?

Нельзя сказать, что на все вопросы получены ответы. Решение этих вопросов и полная ясность в понимании процесса звездообразования, объяснение отличий эллиптических галактик, где звезды, видимо, уже не образуются, от спиральных, а спиральных от неправильных, где, по-видимому, очаги звездообразования многочисленны и где известны молодые шаровые скопления, — дело будущего.

Прекрасный обзор проблемы спиральной структуры и процесса звездообразования опубликован С. Б. Пикельнером [107]. Более подробное изложение вопросов эволюции спиралей в галактиках см. в [XIX].

62. Центральная область Галактики

Изучение центральной области Галактики (ее ядра) затруднено межзвездным поглощением, которое в среднем в оптическом диапазоне можно оценить в $5^m,5$ в этом направлении, хотя в отдельных местах оно доходит до 27^m и даже более.

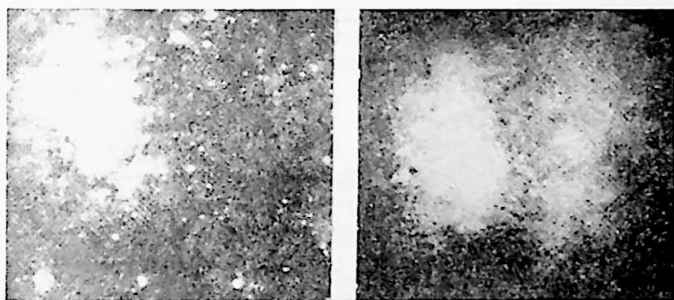


Рис. 90. Центральная область Галактики: в инфракрасных лучах (справа) и обычная фотография (слева).

На снимках, полученных в «фотографических» лучах, было отмечено существование яркого облака размером около $10^\circ \times 8^\circ$, расположенного немного севернее галактического экватора. Фотографирование с ЭОП (электронно-оптическим преобразователем), чувствительным к инфракрасному участку спектра, позволило в 1948 г. В. Б. Никонову, В. И. Красовскому и А. А. Каллянуку обнаружить наличие еще одного, южного облака и темной полосы

между двумя облаками (рис. 90). Обработка ряда снимков показала, что эти облака вместе образуют некую фигуру эллиптической формы протяженностью $\sim 27^\circ$ вдоль галактического экватора и $\sim 14^\circ$ перпендикулярно к нему. Между облаками — темная полоса поглощающей материи, подобная тем, которые обнаруживаются на фотографиях некоторых галактик, видимых «с ребра». При оценке расстояния до центра Галактики в 10 кпк размеры этой центральной области $2,1 \times 1,2$ кпк.

До расстояния $\pm 15^\circ$ от центра вдоль галактического экватора отмечается повышенная интенсивность радионизлучения. В самом же центре наблюдается очень интенсивный радионисточник сложного строения, получивший название Sgr A. Он имеет не менее 5 компонентов, из которых два самых интенсивных диаметром ~ 10 пк и ~ 40 пк разделены расстоянием ~ 25 пк, еще два более слабых расположены на расстоянии ~ 100 пк по обе стороны от центра. Компонент диаметром ~ 10 пк внутри себя включает яркое ядрышко (к е р н) диаметром $\sim 1,5$ пк. Оно сходно по цвету, размерам и светимости с аналогичным ядрышком M 31 (~ 3 пк). Интегральное излучение на волне 100 мкм в 10^7 раз больше излучения Солнца. В ядре (см. рис. 4) заключено ~ 30 млн. звезд, в ядре ~ 3 млн., что дает звездную плотность в нем в $\sim 10^6$ больше околозвездной!

Инфракрасные наблюдения центральной области на волнах λ 1,65, 2,2 и 3,4 мкм показали наличие инфракрасного источника диаметром в $5'$, внутри которого находится еще более интенсивный точечный источник, совпадающий с радионисточником Sgr A. Вдоль большой оси эллипса центрального ядра расположены остальные радионисточники теплового излучения.

Анализ радио- и инфракрасных наблюдений центральной области Галактики привел И. С. Шкловского [108] к выводу о том, что излучение Sgr A имеет синхротронную природу. Сопоставление этого источника 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. Удерживать релятивистские частицы от разлета из такой малой области пространства может лишь сверхмассивный объект с $M \sim \sim 3 \cdot 10^6 M_\odot$, 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 $r \sim 10^{14}$ 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.

Еще один интенсивный радионисточник, Sgr B, — область диаметром ~ 30 пк, сложного строения, с компактными зонами HII, сильными инфракрасными источниками OH и H_2O . В ней найдено также большое число молекулярных облаков, состоящих из таких молекул как NH_3 , CH_3OH , HC_3N , $HNCO$, CS и другие.

В 1957 г. ван Верден, Я. Оорт и Г. Ругоор [109] по распределению яркости излучения HII на волне 21,6 см (близкой к линии

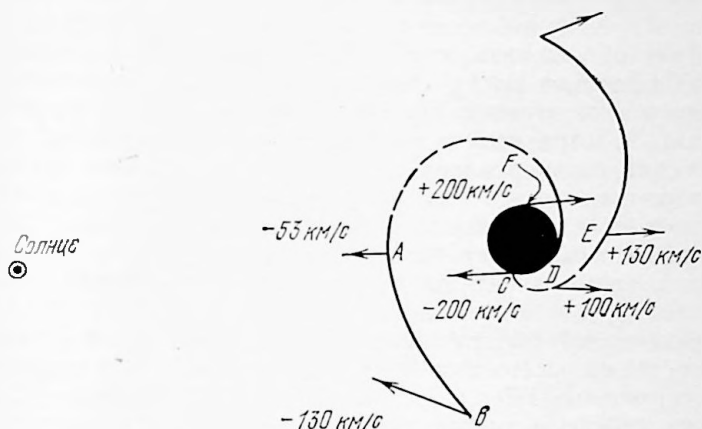


Рис. 91. Структура центральной части Галактики (по исследованиям Я. Оорта и Г. Ругоора [109]). Везде указаны V_r .

21,1 см HII) проследили по обе стороны от центра вдоль галактического экватора «трехкилопарсековую»¹⁾ спираль (или кольцо?), которая вращается вокруг центра и одновременно расширяется со скоростью $\sim 53 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Наличие кольца HII подтверждено и на других частотах.

Рис. 91, составленный Я. Оортом и Г. Ругоором на основании радионаблюдений на волне 21 см, показывает предполагаемую структуру центральной области Галактики. «Диск ядра» радиусом 800 пк и массой $3 \cdot 10^7 M_\odot$ вращается так, что в точках F и C наблюдаются лучевые скорости около $+200$ и $-200 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Возможно, что скорость нарастает к центру. Кроме того, близ точки D на расстоянии ~ 1000 пк от центра видны линии 21 см с $V_r \approx +100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Это начало ветви, которая в точке E, безусловно, за центром и несколько выше центрального сгущения дает уже $V_r = +130 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$.

Диск ядра расположен большей частью точно в галактической плоскости, но при $l = -4-5^\circ$ (близ точки C) он располагается на 100—150 пк выше нее, а у точки F отклонение от плоскости происходит в другую сторону. Толщина этого диска ~ 70 пк в центре и доходит до 250 пк на его периферии.

¹⁾ В связи с увеличением оценки расстояния R_0 до центра Галактики до 10 кпк оказалось, что эта ветвь находится на расстоянии 4 кпк, но в литературе удержалась ее прежнее название.

В точке *A*, которая проецируется на ядерную область, происходит эмиссия от ветви и поглощение излучения от радионисточника Sgr *A*. По этим линиям определена скорость расширения кольца («трехкилопарсековой ветви») — $53 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. В точке *B* (при $l = -23^\circ$) отрицательная лучевая скорость достигает $130 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. 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 $50 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, но и вращается со скоростью $\sim 200 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$. Хотя наблюдениям очень мешают более близкие и более далекие облака газа, можно оценить среднюю плотность водорода $\rho \leq 0,18 \text{ атомов} \cdot \text{см}^{-3}$ и общую массу $\sim 4 \cdot 10^7 M_\odot$ во всей центральной зоне до «трехкилопарсековой ветви» (см. также [120]).

На рис. 91 штриховой линией показан предполагаемый ход внутренних спиральных рукавов, состоящих из HI, 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 HI обнаруживается истечение HII со скоростью $\sim 190 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ на расстоянии 1° от центра Галактики, что соответствует расстоянию $\sim 160 \text{ пк}$. Вероятно, области нейтрального и ионизованного водорода перемешаны.

Большой интерес вызвало открытие облаков HI с большими лучевыми скоростями ($|V_r| > 100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$) в высоких галактических широтах над областью центра. Создается впечатление, что они либо падают к галактической плоскости, возвращаясь после прошедшего 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 3.

Глава 2 о строении Галактики, разумеется, никак не могла отразить 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. Поэтому некоторые идеи, еще, по его мнению, не «устоявшиеся», оказались опущенными. В оправдание он отсылает читателя к заключительному абзацу предисловия. Возможные критические замечания и добрые пожелания он постарается учесть в будущем.

ОСНОВНЫЕ ДАННЫЕ О ГАЛАКТИКАХ

Внегалактическая астрономия — отрасль науки, которая в последние десятилетия 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 могут определить место Галактики в морфологическом ряду галактик (их известно уже более 10^4) и ее расположение в Метагалактике. Поэтому сюда не включены данные о Сейфертовских галактиках, галактиках Маркаряна, радиогалактиках, квазарах, реликтовом радионизлучении и других удивительных космических объектах. Не рассматриваются также космологические проблемы. Все это охватывает курс внегалактической астрономии, по которому имеется сейчас обширная литература, в частности, [XVIII] — монография Б. А. Воронцова-Вельяминова, которая содержит многочисленные иллюстрации и большой фактический материал, полученный на многих крупных телескопах мира, а также критическое изложение существующих теорий, объясняющих наблюдаемые в Метагалактике явления.

В 1981 г. в серии «Итоги науки и техники», издаваемой ВИНТИ, вышел том 18 «Проблемы внегалактической астрономии», в котором помещена обширная (с. 3—47) статья А. В. Засова «Нормальные галактики» — обзор 239 публикаций последних лет по этой проблеме. Там же помещены статьи Э. А. Дибая «Нестационарные явления в галактиках» (174 источника) и М. А. Аракеляна «Скопления галактик» (212 источников).

63. Морфологические классификации галактик

Морфологическое описание какой-нибудь галактики в большой степени зависит от условий получения ее фотографического изображения — от светосилы астрографа, от выбранного участка спектра, от экспозиции. Иллюстрируя эту зависимость рядом фотографий, Б. А. Воронцов-Вельяминов [XVIII] подчеркивает, что для однородности описаний галактик и для определения их относительных размеров по фотографиям, полученным с разными инструментами, надо ограничиться некоторой изофотой, соответствующей какой-нибудь определенной звездной величине с квадратной секунды ¹⁾, как это делал Э. Хольмберг [116]. Лишь для отдельных

¹⁾ Как известно, яркость поверхности не зависит от ее расстояния от нас.

выдающихся галактик имеет смысл, увеличивая экспозицию вплоть до оптимальной, стремиться определить их максимальные размеры и поверхностную яркость различных их частей (центральных и периферических).

В 1925 г. Э. Хаббл предложил свою «камертонную» схему классификации галактик (рис. 92), в которой после *эллиптических* (E)

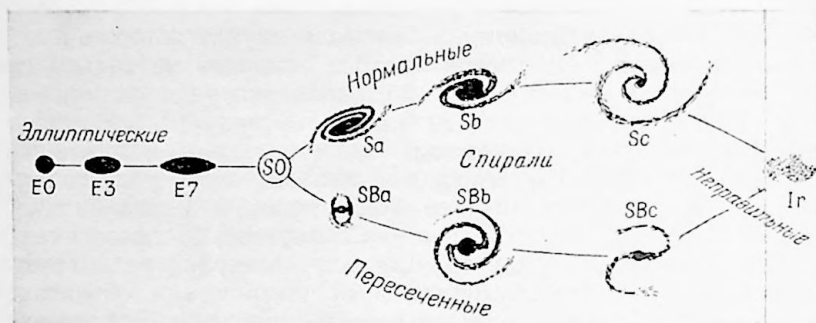


Рис. 92. «Камертонная» классификация Э. Хаббла.

галактик следовали *спиральные* галактики двух типов — обычные (S) и галактики с перемычкой (*баром*) (SB), а затем *неправильные* галактики (Ir).

Классификация эллиптических галактик основывается на характеристике их видимой сплюснутости

$$e = 10 \left(\frac{a-b}{a} \right),$$

где a и b — большая и малая полуоси видимого эллипса. Величина e у эллиптических галактик бывает от 0 до 7. Очевидно, что истинная сплюснутость может быть только *б о л ь ш е* видимой.

Спирали типа «Sa» имеют мощное ядро и сравнительно малоразвитые ветви, а типа «Sc» — малое ядро и широко раскинувшиеся ветви. Тип «Sb» занимает промежуточное положение, а неправильные галактики не имеют ядра и часто обладают клочковатой структурой. Среди галактик ярче 13^m около 60% — спирали.

В опубликованном учеником Э. Хаббла А. Сэндиджем в 1961 г. «Хаббловском атласе галактик», посвященном его учителю, приведена расширенная классификация. В эту классификацию после класса E7 введены классы S0 и SB0; они похожи на галактики E, но обладают плоской составляющей, еще не имеющей спиральной структуры. Класс S0 подразделялся на два подкласса, класс SB0 — на три. Ж. Вокулер (1956) обнаружил у некоторых галактик наличие кольцевых структур и создал как бы трехмерную классификацию (рис. 93).

В классификации Ж. 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, с. 350—375].

В дальнейшем выяснилась необходимость более подробного обозначения характера ядерной области спиральных галактик: *балдж* (B) — крупное ядро, сходное с эллиптической галактикой,

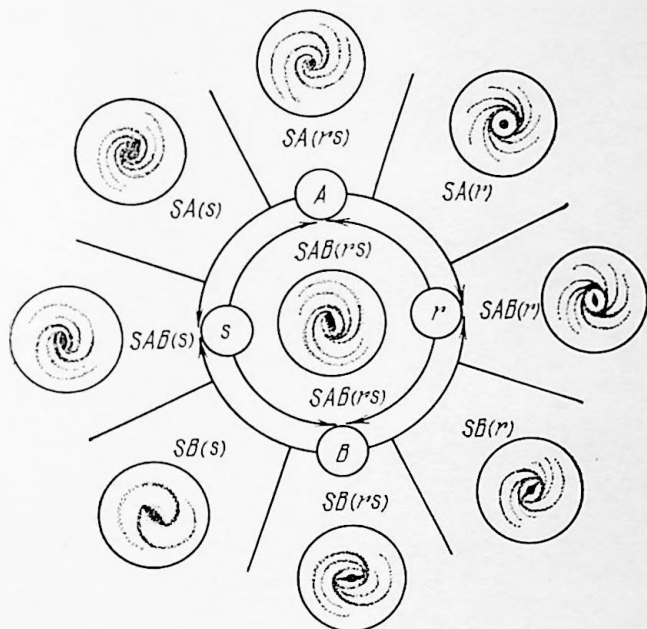


Рис. 93. Поперечное сечение объемной (имеющей форму веретена) классификационной схемы Ж. Вокулера в районе стадии Sb. Классификация предусматривает кольца в сочетании с двумя параметрами классификации Хаббла и является трехпараметрической (трехмерной) классификацией.

линза (L) — сплюснутый балдж, с ребра сходный с линзой, *ядерный диск* — тонкая линза с почти равномерной яркостью, *ядро* — резкое сгущение малых размеров по сравнению с балджем, *кери* — маленькое, почти звездообразное ядрышко. Иногда присутствуют и линза, и ядро, и кери. Кроме того, выявилось значительно большее разнообразие форм галактик, чем это предусмотрено описанными классификациями. Было предложено еще несколько классификаций галактик.

Выявился ряд новых морфологических типов, для описания которых в пятитомном Морфологическом Каталоге Галактик (МКГ или MCG), составленном под руководством Б. А. Воронцова-Вельяминова в Москве на материале POSS, применяется более 40 символов.

лов, каждый из которых отражает особенности, подмеченные у ряда галактик. Этот каталог охватывает более 30 000 галактик до $\sim 15^m$ от северного полюса мира до $\delta = -45^\circ$. Ведущаяся работа по продолжению Паломарского атласа до южного полюса позволит пополнить МКГ новыми томами.

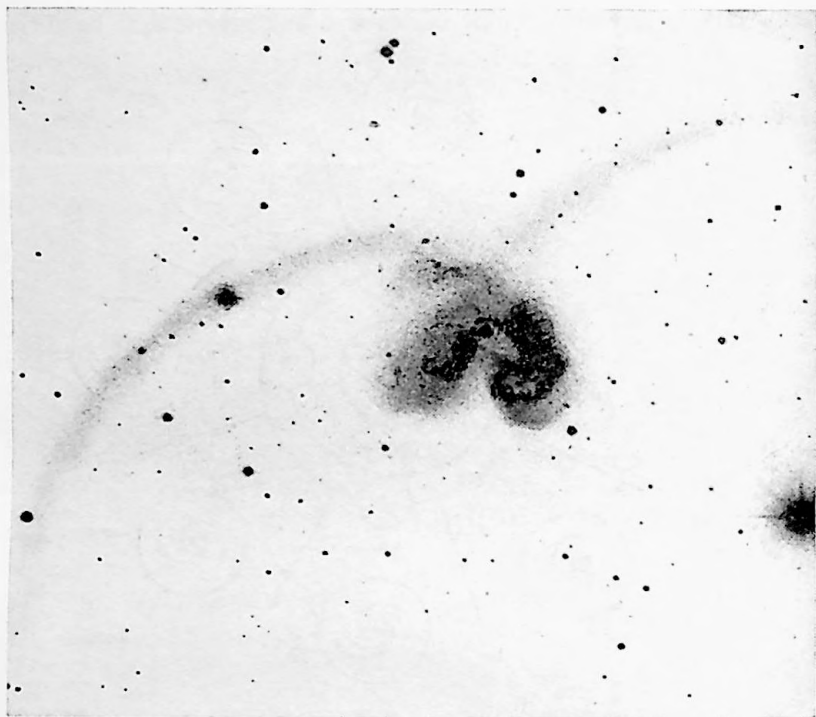


Рис. 94. Взаимодействующие радиогалактики NGC 4038 и 4039 (с «хвостами»).

Совокупность символов МКГ не предусматривает описания возможных искажений, которые вносит взаимное влияние близких компонентов двойных и вообще кратных галактик. У *взаимодействующих галактик*, впервые выделенных и изученных Б. А. Воронцовым-Вельяминовым¹⁾, наблюдаются разнообразные искажения формы, а также перемычки, иногда двойные, «хвосты» (см. рис. 94 и 95) и другие особенности, не всегда сводящиеся к действию одних

¹⁾ См., например, «Атлас и Каталог взаимодействующих галактик» Б. А. Воронцова-Вельяминова. 1959 г., включающий 356 систем; вторая часть, 1977 г., содержит еще ~ 800 систем.

лишь гравитационных сил. Подробности см. в упомянутой «Внегалактической астрономии» Б. А. Воронцова-Вельяминова.

Комплексные исследования Галактики, опирающиеся на оптические, инфракрасные и радиоастрономические методы изучения

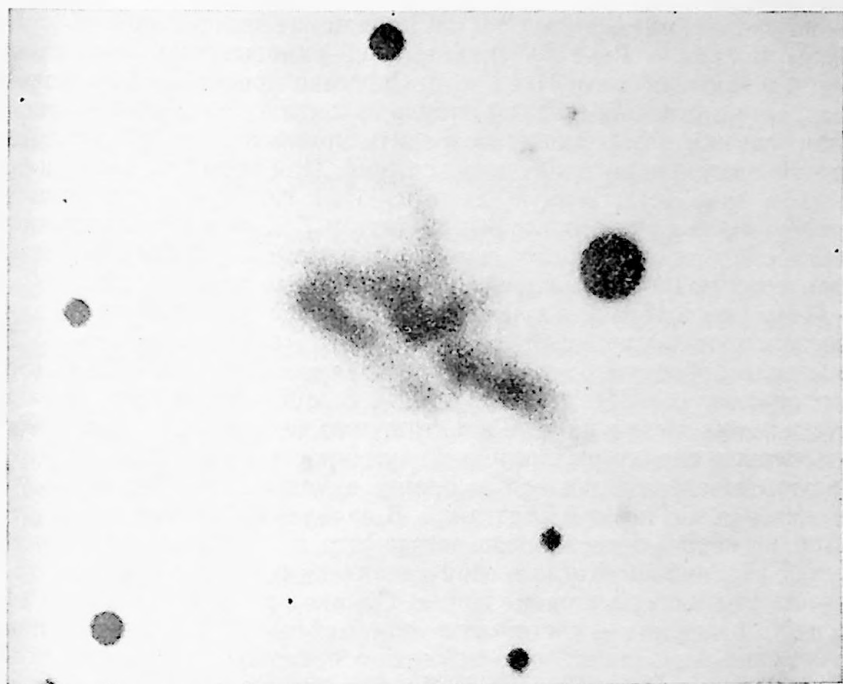


Рис. 95. Группа взаимодействующих галактик VV 617 (№ 617 по каталогу Б. А. Воронцова-Вельяминова). Снимок получен А. И. Копыловым в прямом фокусе 6-метрового телескопа Специальной Астрофизической Обсерватории АН СССР в синих лучах.

различных областей Млечного Пути, говорят о том, что Галактика, вероятно, сходна со спиральной галактикой типа Sbc, т. е. промежуточной между Sb и Sc.

64. Определение расстояний до галактик

Отдаленность галактик от нас исключает возможность использовать для определения расстояний метод тригонометрических параллаксов. Для не слишком удаленных галактик (для которых достигнуто разрешение на звезды) могут быть применены лишь разнообразные методы определения фотометрических параллаксов (см. 10). Здесь, однако, существенно предположение о тождестве фи-

зических свойств сходных объектов в разных звездных системах («закон общности законов»). Указанные методы могут дать лишь первое приближение к решению проблемы определения расстояний во Вселенной.

Среди объектов, абсолютная звездная величина которых может быть использована для вычисления модуля расстояния галактик, можно указать на цефеиды Sb и CW , ярчайшие звезды типа cO , cB , звезды Вольфа — Райе (WR), новые, сверхновые, шаровые скопления, а также области HII и т. д. 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, которые влияют на точность определения расстояний.

Хотя уже в 1885 г. в туманности Андромеды вспыхнула звезда, впоследствии получившая обозначение $S\ And$, разрешить $M\ 31$ на звезды и обнаружить в ней цефеиды удалось лишь в 1924 г. (см. Хронологию, с. 225). Кривая блеска $S\ And$ напоминала кривые блеска новых звезд в нашей Галактике, что дало возможность получить первую оценку расстояния до туманности Андромеды, приписав этой звезде абсолютную величину в максимуме блеска такую же, как у новых звезд в Галактике. В дальнейшем выяснилось, что $S\ And$ не новая, а сверхновая звезда, это значительно увеличило оценку расстояния. Когда в этой галактике обнаружили цефеиды, удалось уточнить расстояние до нее. Однако 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 оценок расстояний для какой-нибудь галактики по разным объектам может создать большую уверенность в их надежности.

Для галактик, обнаруживающих кольца, Ж. Вокулер предложил измерять угловые размеры этих колец, имея в виду, что их линейные диаметры составляют в среднем $2,5\ кпк \pm 0,4\ кпк$. Этот метод определения расстояний не зависит от влияния поглощения света и может быть применен до расстояний $\sim 50\ Мпк$.

Для определения расстояний более далеких галактик можно использовать корреляцию между морфологическим типом и интегральной абсолютной звездной величиной, установленную 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 $M_{ph} = -6^m - 10^m$. Оценка M_B 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: $V_r = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda}^1) = H \cdot r$. Если выразить r в Мпк, то постоянная Хаббла $H = 55 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{Мпк}^{-1}$, хотя в разных работах получались значения H от 50 до $135 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{Мпк}^{-1}$. С величиной H связано так называемое *кинематическое время* существования Метагалактики $t_H = H^{-1} \approx 15$ млрд. лет, что по порядку величины совпадает с оценкой возраста самых старых звезд Галактики — 15—20 млрд. лет.

65. Определение размеров галактик

Линейные размеры галактик определяются на основе измерений их угловых размеров и оценки расстояний. Наряду с карликовыми галактиками диаметром всего в 1—5 кпк мы имеем гигантские галактики диаметром до 50 кпк. 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.

66. Лучевые скорости галактик и определение вращения галактик

Важное значение имеют определения лучевых скоростей галактик. Это можно сделать по измерениям положений спектральных линий поглощения в интегральных спектрах галактик, полученных со светосильными спектрографами на крупнейших рефлекторах, а также путем фотоэлектрического сканирования бесщелевых спектров (Ж. Вокулер), либо методом широкополосной фотоэлектрической спектрофотометрии в нескольких участках спектра (В. Баум). Еще один способ оценить лучевую скорость галактики дает измерение профиля водородной линии 21 см. Общее число галактик с измеренной V_r уже превышает 6000. Все перечисленные приемы дают *относительную* лучевую скорость, в которую входит проекция на луч зрения скорости вращения Солнца вокруг центра Галактики (см. с. 74). Поправку, за это движение можно вычислить

¹⁾ При $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} > 0,1$ надо использовать формулу (18), с. 56.

по формуле

$$\Delta V_r = V \cos(l - 88^\circ) \cos b \text{ км} \cdot \text{с}^{-1},$$

где V — скорость движения Солнца вокруг центра Галактики, равная $\sim 250 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (поправка за движение Земли вокруг Солнца — максимальное возможное ее значение $\pm 30 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ — должна быть учтена).

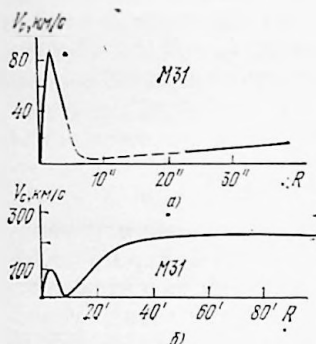


Рис. 96. Кривая вращения галактики М31 («туманности Андромеды»): а) центральная часть до $40''$ от центра. б) область до $R=100'$. По оси ординат дана круговая скорость вращения на данном расстоянии R .

Расширение линий в спектрах галактик может служить указанием на их вращение. Однако вращение спиральных галактик лучше всего выявляется по измерениям V_r отдельных ярких сгустков, лежащих на больших осях видимых фигур галактик. Определение вращения возможно, разумеется, лишь для ближайших к нам галактик. К 1983 г. для 170 галактик были получены кривые вращения (примерно для 100 из них довольно надежные).

Учтя угол наклона i основной плоскости галактики к картинной плоскости ¹⁾, получим истинную скорость вращения $V = V_r \operatorname{cosec} i$ 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. 96, а) показывает рост до максимума в $90 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ на расстоянии $2''$ от центра, после чего скорость падает почти до нуля на расстоянии примерно около $7-8''$ от центра, чтобы вновь линейно возрасти до $\sim 100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (рис. 96, б) к $R \sim 3'$, упасть вновь почти до нуля к $R=8'$, опять возрасти (почти линейно) до $200 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ примерно к $R=30'$; затем она увеличивается медленнее до $\sim 230 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ к $R \approx 75'$. В последнее время скорость $\sim 230 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ прослежена до $R \approx 150'$ [121]. Период вращения оказывается порядка 10^7-10^8 лет (для Галактики на расстоянии Солнца (10 кпк) от центра это $\sim 2,5 \cdot 10^8$ лет).

67. Определение масс галактик

Оценить массу галактики можно:

1) исходя из интерпретации кривой вращения, приняв какую-нибудь определенную модель распределения плотности в галактике;

¹⁾ Отношение малой оси эллипса видимой фигуры спиральной галактики к большой оси дает $\cos i$. Так, например, определен угол i галактики М 31 (And) $\sim 75^\circ$.

- 2) как статистическую среднюю величину, определенную по ряду двойных галактик с известными характеристиками;
- 3) по дисперсии скоростей отдельных галактик, входящих в скопление галактик, применяя к ним теорему о вириале (с. 215);
- 4) по зависимости отношения M/L от типа галактики на основе оценки интегральной абсолютной звездной величины.

При сопоставлении этих оценок возникают 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. Это дало толчок к поискам «скрытой массы», которая может заключаться в большом числе слабых звезд, составляющих гало галактики. Другой возможный путь к разрешению вириального парадокса может открыться после подтверждения измеренной советскими физиками «массы покоя» нейтрино. Общая масса нейтрино может снять парадокс (ср. с. 170—171).

Обзор обширной литературы по проблемам определения масс галактик и их скоплений см. в [XVIII, гл. II и VII].

68. Звездное население галактик

В тех случаях, когда в галактике доступны наблюдениям отдельные звезды и звездные скопления, можно по цветам и светимостям этих объектов 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 нашей 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, сверхгиганты до $M_{ph} = -9^m$, переменные Сб, новые и сверхновые звезды. Так, в M 31 обнаружено уже около 300 новых звезд и до 450 шаровых скоплений (см. прекрасную обстоятельную монографию А. С. Шарова [110]).

По наличию и относительному числу перечисленных объектов можно судить о преобладании того или иного типа населения в галактике.

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 и по характеру непрерывного спектра, могут дать количественную оценку состава звездного населения.

69. 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. 97) — так называемой «зоны избегания»¹⁾. Внутри этой зоны встречаются

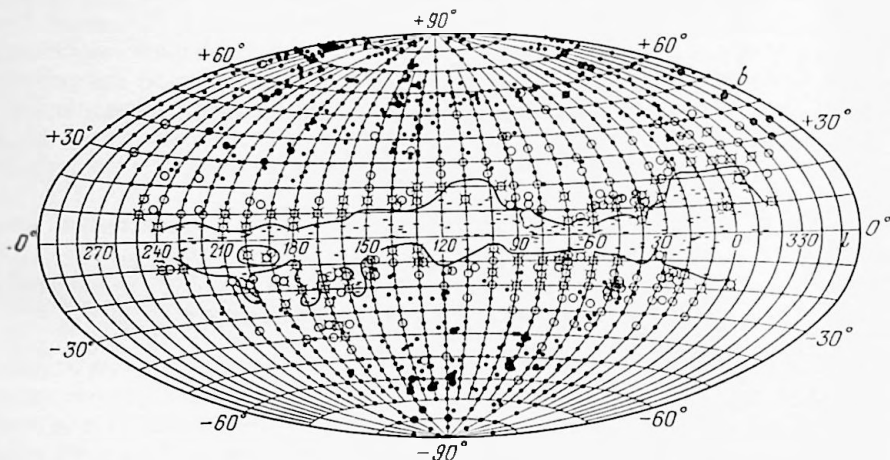


Рис. 97. «Зона избегания» Хаббла. Точки — нормальное число галактик, большие диски и кружки — избыток и недостаток в числе галактик, черточки — отсутствие галактик. Кружки с лучами — частичное поглощение, за пределами которого распределение галактик почти равномерное. Часть южного неба ко времени составления Хабблом этого рисунка еще не была изучена.

небольшие площадки, в которых межзвездное поглощение несколько меньше и проглядывают отдельные галактики. Как это ни удивительно, само существование этой зоны интерпретировалось 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. Она получила свое окончательное подтверждение после «разрешения на звезды» ветвей большой туманности Андромеды (M 31), затем ее ядра, а также некоторых других галактик и обнаружения в них цефеид. Вне зоны избегания межзвездное поглощение света продолжает влиять на численность подсчитываемых галактик. От галактической широты $|b| \approx 15^\circ$ до галактических полюсов зависимость

¹⁾ Термин введен еще в 1869 г. Р. Проктором.

числа галактик $N(m)$ от b можно представить следующей формулой:

$$\lg N(m) = A - B \operatorname{cosec} |b|, \quad (85)$$

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)

$$\lg N(m) = 0,6m + \text{const.} \quad (86)$$

В первом приближении Хаббл показалось, 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. с. 164).

Опираясь на подсчеты галактик до $\sim 20^m$ в 1283 площадках по пластинкам, полученным 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 видимой величины $20^m,3$ становится равным числу звезд, а более слабых галактик больше, чем звезд соответствующего блеска.

70. Скопления галактик

Даже после учета поглощения, вызываемого межзвездной средой клочковатой структуры, галактики повсеместно обнаруживают тенденцию к группированию в ансамбли той или иной мощности — от кратных галактик (например, рис. 98) и их групп к скоплениям галактик и скоплениям скоплений галактик — облакам галактик и к сверхскоплениям — «сверхгалактикам».

Пока же статистика, проведенная по каталогу Шапли — Эймз [111], 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 $48''$ ($=1,2$ м) камеры Шмидта обсерватории Маунт Паломар привел Ф. Цвикки [112] к следующим выводам относительно видимого распределения галактик: 1) дисперсия видимой плотности галактик в 5 раз больше дисперсии случайного распределения. 2) На снимках, охватывающих небо от северного полюса мира 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. 99) диаметром $\sim 12^\circ$ включает более 3000 галактик до

$m=18^m$. Очевидно, что сюда не вошли карликовые галактики, так как предельная величина 18^m соответствует $M=-17^m,5$.

В пятитомный каталог галактик, составленный Цвикки с сот-
рудниками, включены отдельные галактики до $15^m,7$ и скопления



Рис. 98. «Секстет» Воронцова-Вельяминова VV 116.

галактик до 20^m . Он содержит около двух тысяч скоплений, насчитывающих каждое до 3000 и более галактик, и примерно 30 000 отдельных галактик.

70.1. Местная группа галактик. Наша Галактика с двумя Магеллановыми Облаками, составляющими вместе с нею, вероятно, тройную систему взаимодействующих галактик, входит в небольшое скопление (пока известно около 35 членов) — Местную группу галактик. К этой группе принадлежат также семь близких карликовых галактик, М 31 («туманность Андромеды») с 4 спутниками и недавно открытыми близ нее 4 карликовыми системами, спиральная галактика М 33 (Tri), неправильные галактики NGC 6822 (Sgr) и IC 1613 (Cet) и шесть межгалактических шаровых скоплений

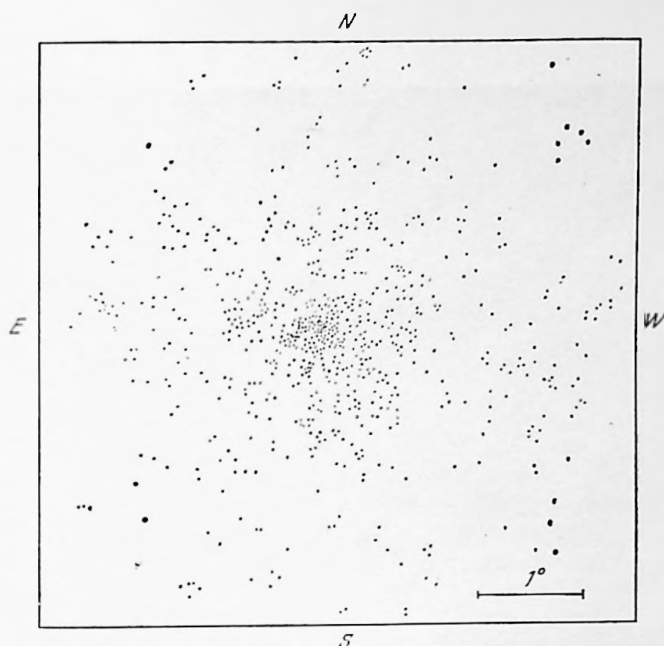


Рис. 99. Скопление галактик в созвездии Ком, имеющее, по-видимому, правильную сферическую форму.

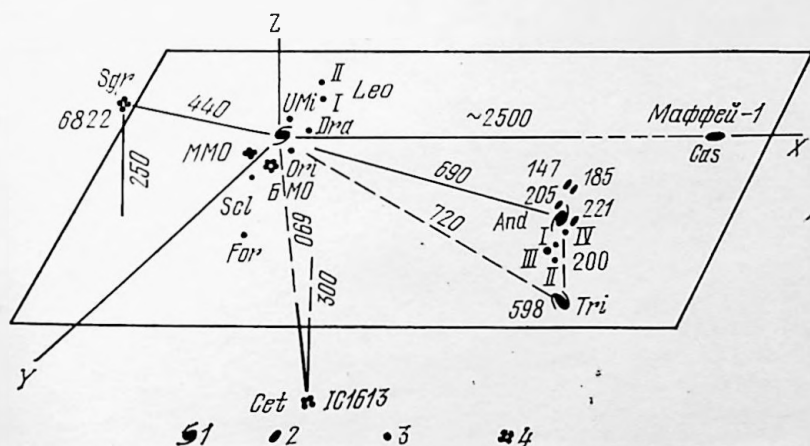


Рис. 100. Местная группа галактик в проекции на плоскость, проходящую через Галактику (в начале координат), M31 And и линию, направленную на галактику Маффей 1, не входящую в Местную группу (расстояние до нее ~ 2500 кпк). Обозначения внизу: 1 — спиральные, 2 — эллиптические, 3 — карликовые, 4 — неправильные галактики. Вертикальные линии показывают расстояние от основной плоскости.



Рис. 101. Спиральная галактика М 31 Анд со всеми двумя ближайшими спутниками: NGC 221 и NGC 205 (более далекий).

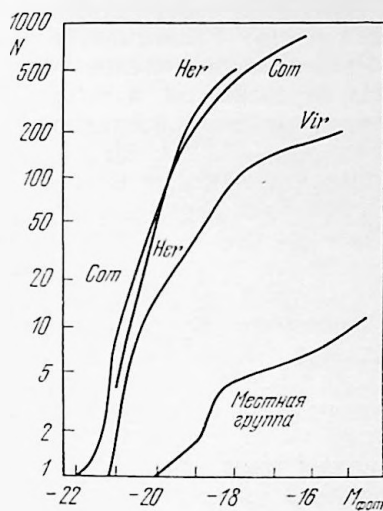


Рис. 102. Изученная часть функции интегральной светимости галактик Местной группы и трех богатых скоплений галактик; кривые дают числа галактик ярче определенной M .

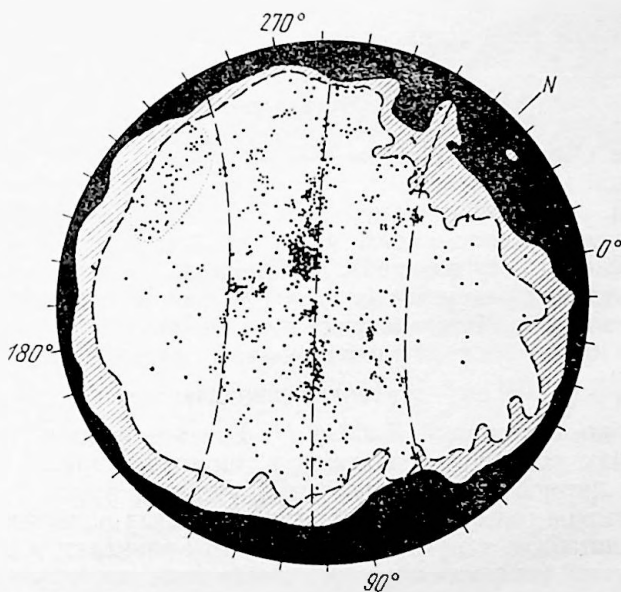


Рис. 103. Громадное скопление галактик северного неба, отмеченное еще В. Гершелем, — «сверхгалактика» Вокулера, выявленная в итоге изучения распределения 1250 ярких галактик каталога Х. Шапли и А. Эйлз. Внешняя окружность — галактический экватор, темная полоса и заштрихованная область — «зона избегания» Хаббла. Точками отмечены галактики ярче $13^m,0$.

(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. 100. Их перечень см. в табл. П2.15.

Спиральные галактики в Местной группе достигают интегральной абсолютной величины — $20^m,3$ (M 31) (рис. 101), тогда как самая слабая карликовая галактика (UMa) имеет $M_{\text{инт}} = -5^m,8$. Можно предполагать, что за полосой Млечного Пути (в «зоне избегания») скрывается еще некоторое число галактик, также принадлежащих к Местной группе, в том числе, может быть, и гигантских.

На рис. 102 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.

70.2. Сверхскопления («сверхгалактики»). С 50-х гг. Ж. Вокулер (см., например, [113]) защищает представление о наличии в Метагалактике громадной «сверхгалактики» с центром в скоплении Vir. На рис. 103 показано распределение галактик ярче 13^m на северном небе, которые широким поясом пересекают всю полусферу. Расстояние до центра сверхскопления оценивается в 10 Мпк, его диаметр ~ 30 Мпк, масса — $10^{15} M_{\odot}$, период вращения на расстоянии Галактики около 200 млрд. лет.

71. О Метагалактике

Термин «Метагалактика» не следует рассматривать как обозначение какой-то сверхсистемы. Этот термин обозначает лишь часть Вселенной, доступную современным средствам исследования.

С оценкой приведенного выше «кинематического» времени существования Метагалактики ~ 15 млрд. лет связана оценка ее характерного радиуса как $t_H c \approx 10^{28}$ см. А прикидка полного числа галактик в Метагалактике дает оценку ее суммарной массы $M_M = 10^{55} - 10^{56}$ г. Гравитационный радиус Метагалактики $R_g = 2 \frac{GM_M}{c^2} \approx 10^{28}$ см — значение, совпадающее с независимо полученным по постоянной Хаббла H . Все это подводит вплотную к проблемам космологии, которой в настоящее время посвящена обширная литература и специальный учебный курс.

В последние годы много внимания уделяется попыткам изучить крупномасштабную структуру Вселенной. Галактики и их скопления различной мощности образуют своего рода «ажурную пространственную сеть»: сгущения галактик, цепочки, сверхгалактики и сверхскопления окружают области («ячейки») очень низкой плотности, причем вся эта ячеистая структура находится в непрерывном расширении.

Представление о крупномасштабном строении Вселенной может дать рис. 104, показывающий машинную обработку данных о распределении на небе галактик до 19^m . Почти пустые «ячейки»

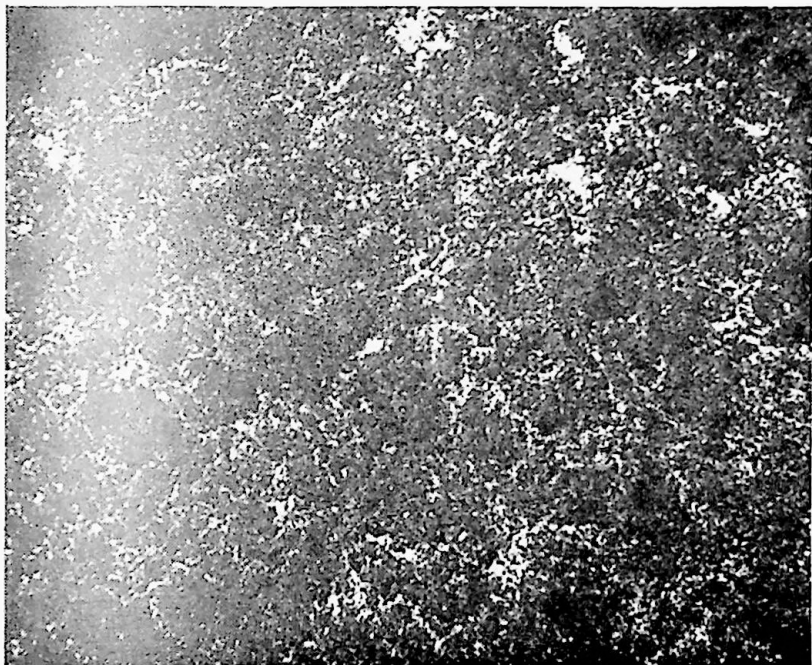


Рис. 104. Крупномасштабная структура Вселенной. Северное галактическое полушарие. Полюс в центре. Направление $l=0^\circ$ вверху [125].

объемом от $2 \cdot 10^4$ до $2 \cdot 10^6$ Мпк окружены цепочками, скоплениями, сверхскоплениями галактик, образующими перемиčky, ребра и стенки этой грандиозной сети. Эти представления находят поддержку в современной теории гравитационной неустойчивости [114, 115].

ОСНОВНЫЕ ПОНЯТИЯ
ДИНАМИКИ ЗВЕЗДНЫХ СИСТЕМ

72. Введение

Динамика звездных систем — хорошо разработанная в настоящее время отрасль звездной астрономии, имеющая целью изучить структуру звездных систем и их эволюцию под действием сил гравитации и некоторых других. Гравитационные силы 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, о ее квазистационарности и т. д.), которые позволяют значительно упростить математическую сторону дела.

Основная масса вещества заключена в звездах (в том числе и в таких «экзотических» объектах, как нейтронные звезды и, возможно, даже сколлапсировавшие звезды — «черные дыры»); газ, пыль, холодные (твердые) тела — планеты, их спутники, кометы, метеорные тела и т. п. играют скромную роль, составляя в среднем несколько процентов общей массы таких систем, как Галактика. Однако газо-пылевые облака, иногда значительной массы по сравнению с массой отдельных звезд, могут 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.

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

¹⁾ Существуют, однако, близкие друг к другу в пространстве системы, для которых приливные силы становятся существенными (см. с. 186 о взаимодействующих галактиках).

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, либо, наконец, в нейтрино, которые, как это следует из последних экспериментов советских физиков по определению массы покоя нейтрино, могли бы восполнить нехватку общей массы.

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 $15,5 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ относительно центроида окружающих его звезд), равен $3,3 \text{ а. е.}$ (ср. с расстоянием до Проксимы Кентавра, равным $\sim 270\,000 \text{ а. е.}$). 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. Мы пренебрегаем пока так называемыми *иррегулярными силами* и учитываем 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 газо-пылевой 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 с отдельными звездами, со звездными облаками, звездными скоплениями и т. д. Они оказывают слабое, хотя и накапливающееся со временем воздействие на динамику, структуру и эволюцию системы, — это есть 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. Приходится ограничиваться попытками отыскать *общие* свойства звездных движений, применяя статистические методы исследования, подобные методам статистической механики, законами которой описывается, например, поведение газовых молекул, заключенных в некотором замкнутом объеме пространства. Однако небесно-механические методы также используются в динамике звездных систем. При определенных предположениях о галактическом потенциале, т. е. о модели Галактики конечных размеров и массы с симметрией относительно основной плоскости и оси вращения, возможно вычисление 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 II, III, XVIII, [117]. 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 (76).

73. 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. = $= 1,013 \cdot 10^5$ Па и при температуре 0°C .

2. У звездной системы нет ограничивающих ее «стенок», имеющих обычно при экспериментах с молекулами газа. Их роль выполняет общее гравитационное поле, которое, однако, не может предотвратить улетучивания (диссипации) «частиц», получивших скорость больше скорости освобождения (вторая космическая скорость), 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 *квазистационарной*¹⁾; с потерей новых членов она переходит в новое квазистационарное состояние. Это позволяет приближенно применять к звездной системе выводы статистической механики, относящиеся к статистически равновесным системам. При этом, однако, приходится иметь в виду, что статистическая механика системы гравитирующих частиц как последовательная, логически непротиворечивая теория до сих пор не создана [117].

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.

¹⁾ То есть считать, что система в каждый момент времени находится в состоянии статистического равновесия.

4. Вследствие редкости близких звездных прохождений средняя длина «свободного пробега» звезд в окрестностях Солнца оценивается как величина, в 10 000 раз большая 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 *нерегулярные*. Общее гравитационное поле в квазистационарной системе, меняющееся со временем очень медленно (кроме начального периода «бурной релаксации»), является полем регулярных сил, определяющим как орбиты отдельных звезд вокруг центра Галактики, так и общее вращение всех подсистем в ней ¹⁾. Нерегулярные силы, проявление которых имеет случайный характер, оказывают кратковременное действие и, как правило, лишь немного меняют направление и величину скоростей участвующих в сближении тел. Эффект их действия, однако, может накапливаться со временем. Если часть массы звездной системы заключена в звездных облаках, облаках диффузной материи, звездных скоплениях, то роль случайных сближений этих объектов со звездами будет больше. Чем больше число тел в системе, тем меньшее значение имеют в ней нерегулярные силы по сравнению с регулярными. Так, например, для однородной сферической системы отношение доли ее объема, в которой нерегулярные силы по величине превосходят регулярные, к полному объему системы V дается формулой Т. А. Агеяна [III, с. 529]

$$V_{\text{нрр}}/V = (2/\sqrt{N}) (\overline{m^{3/2}}/\overline{m}^{3/2}). \quad (87)$$

Эта формула может быть получена следующим образом.

Регулярная гравитационная сила на единицу массы в точке, находящейся внутри системы радиуса R и состоящей из тел со средней массой \overline{m} , есть

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

где r — расстояние от центра системы. Притяжение единичной массы ближайшим телом с массой m , находящимся на расстоянии r_1 от нее, равно

$$\frac{Gm}{r_1^2}. \quad (6)$$

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

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

$$\frac{4}{3} \pi \left(\frac{m R^3}{N m r} \right)^{1/2}. \quad (в)$$

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:

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

Интегрируя (г) по сфере и деля на ее объем, получим окончательно искомое отношение для всей системы, даваемое формулой (87),

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

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 звездные облака и скопления с массами порядка 10^5 — $10^6 M_{\odot}$, 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 преобладания 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. Роль иррегулярных сил в системе может возрасти при наличии существенной дисперсии масс объектов в ней.

74. 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 (длительность периода «бурной релаксации») по порядку величины сравнимо с «временем обращения» $\pi D/\bar{V}$ или «временем пересечения» системы D/\bar{V} , где D — «характерный диаметр» системы, а \bar{V} — средняя скорость звезд.

Одновременно, если продолжить аналогию с газовой системой, благодаря действию иррегулярных сил звездная система стремится к состоянию, равновесному и в отношении иррегулярных сил. Время перехода к равновесному состоянию 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 взаимное влияние членов звездной системы.

74.1. 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

$$\Delta V(b, V) = \frac{2V}{\sqrt{1 + (b/B)^2}}, \quad (88)$$

а угол поворота вектора относительной скорости равен ψ ,

$$\operatorname{tg} \frac{\psi}{2} = \frac{G(m_1 + m_2)}{V^2 b},$$

где b — «прицельное расстояние», равное расстоянию возмущающей звезды m_1 от асимптоты гиперболы, описываемой возмущаемой звездой m_2 (рис. 105), $B = \frac{G(m_1 + m_2)}{V^2}$. При $b^2 \gg B^2$ формула (88) становится проще:

$$\Delta V \approx \frac{2B}{b} V.$$

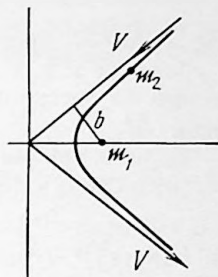


Рис. 105. «Прицельное расстояние» встречи двух звезд.

Из рис. 105 видно, что в итоге сближения *относительная* скорость звезд изменяет лишь направление, а не свою величину. Так, при $m_1 = m_2 = M_\odot$, $V = 20 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ и $b \sim 40 \text{ а. е.}$ (радиус орбиты Плутона) по формуле (88) имеем $\Delta V \approx 0,2 V$. При $b = B$ отношение $\Delta V/V = \sqrt{2}$, а поворот вектора (угол отклонения относительной скорости) составляет $\pi/2$.

В системе координат, связанной с центром масс всей системы, изменяется и направление, и величина скоростей звезд, испытавших сближение (соответствующая общая, довольно громоздкая формула выведена С. Чандрасекаром [XX, с. 57]). Относительное изменение абсолютной скорости оказывается существенно меньше, чем соответствующее изменение вектора относительной скорости по формуле (88).

74.2. Кумулятивный эффект многократных встреч звезд с другими звездами. Имея в виду случайный характер звездных встреч (близких прохождений), в первом приближении можно принять, что модуль полного изменения скорости $|\Delta V|$ будет связан с изменениями при отдельных встречах ΔV_i соотношением

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

Принимая во внимание (88) 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

$$\sum_i \Delta V_i^2(b, V) = 2\pi b f(V) dV \frac{4V^2}{1+(b/B)^2} V db \Delta t, \quad (89)$$

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

Если ограничить b сверху некоторым разумным значением b_{\max} , то, интегрируя (89) по b , имеем

$$\begin{aligned} \sum_i [\Delta V_i(V)]^2 &= 8\pi f(V) V dV \Delta t V^2 \int_0^{b_{\max}} \frac{b db}{1 + \frac{b^2}{B^2}} = \\ &= 4\pi G^2 (m_1 + m_2)^2 \Delta t \frac{1}{V} f(V) \ln \left(1 + \frac{b_{\max}^2}{B^2} \right) dV. \end{aligned} \quad (90)$$

Строгое обоснование какого-либо определенного значения b_{\max} отсутствует в теории. Однако от конкретного значения b_{\max} (при конечности его) результат зависит слабо (как $\ln b_{\max}$). Приведенный способ учета кумулятивного эффекта предполагает, что должны приниматься во внимание только сближения, закончившиеся за время Δt , т. е. те, для которых изменение скорости близко к значению, даваемому формулой (88). В противном случае эффект сближений будет переоценен, и в поле иррегулярных сил будет включено влияние достаточно далеких звезд, которые вносят вклад в создание скорее регулярного, чем иррегулярного поля. Поэтому кажется целесообразным принять за b_{\max} среднее расстояние между двумя соседними звездами в окрестностях Солнца. Но и принятие b_{\max} равным даже радиусу Галактики R_G изменит T_0 (см. ниже) всего на несколько десятков процентов.

Производя интегрирование (90) по V (пренебрегая при этом слабой зависимостью логарифмического члена от V), имеем

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

где N — число звезд в единице объема.

При $m_1 = m_2 = m$ получим

$$(\Delta V)^2 = 32\pi G^2 \Delta t m^2 N \left(\frac{1}{V} \right) \ln \frac{b_{\max}}{B}. \quad (91)$$

Это приближенное равенство выполняется при условии, что $(b_{\max}/B)^2 \gg 1$, что практически имеет место в любой звездной системе. Так, $(b_{\max}/B)^2 \approx 10^{10}$ для звездно-звездных сближений в

Галактике, 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 [118].

74.3. Сравнение эффекта действия иррегулярных и регулярных сил в изолированной системе. Если поставить условие, чтобы $\Delta V = \bar{V}$, 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 выполняется:

$$\Delta t = \frac{(\bar{V})^2}{32\pi G^2 (\bar{m})^2 \ln \frac{b_{\max}}{B} N \cdot \left(\frac{1}{\bar{V}} \right)}. \quad (92)$$

Ввиду различия масс объектов в системе вместо m^2 в формуле (92) 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.

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 (92) множитель $m^2 N = m \cdot m N = m \rho$, (где $\rho = m N = \text{const}$ — пространственная плотность массы, не зависящая от массы составляющих систему объектов), т. е. $T_0 \sim 1/m$.

С начала 60-х годов к проблемам динамики Галактики стали применять идеи коллективного взаимодействия, заимствованные из физической теории плазмы. Высказывались надежды, что при их учете 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.

Оценивая влияние звездных сближений, обычно пренебрегают слабой нестационарностью регулярного гравитационного поля системы. Учет иррегулярных сил на фоне нестационарного регулярного поля Галактики приводит к тому, что «эффективное» время релаксации оказывается порядка 10^{10} лет, что, по-видимому, согласуется с наблюдающимися в настоящее время динамическими различиями подсистем Галактики.

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 (с учетом меняющегося регулярного поля) — раз в $\sim 10^{10}$ 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 лучшем случае примерно в 100 раз меньшее, чем регулярные.

Формула (91) для совокупного изменения скорости звезды выведена в предположении полной независимости последовательных звездных сближений, т. е. в рамках независимого случая иго процесса. Однако, поскольку ΔV зависит от V (звезда «помнит» свое состояние до сближения), процесс изменения скорости является случайным процессом марковского типа. Кроме того, наиболее вероятными оказались далекие сближения, в результате которых скорость «пробной» звезды меняется небольшими скачками, практически непрерывно. Звезда, получая небольшими «порциями» энергию, переходит на более «высокую» орбиту, в корону звездной системы, где звездная плотность и, следовательно, вероятность дальнейших сближений значительно меньше. Следовательно, описанный учет кумулятивного эффекта в рамках независимого случайного процесса изменения скорости «не разрешает» звезде покинуть систему и ведет лишь к образованию обширной короны.

Исходя из этого, Т. А. Агекян [124] вычислил вероятность двойного сближения за время dt , при котором звезда, имевшая квадрат абсолютной скорости V^2 , изменит его на величину, заключенную между ΔV^2 и $\Delta V^2 + d\Delta V^2$. Искомая вероятность для звезд одинаковой массы равна

$$\Phi(h) = \frac{4 \sqrt{6\pi} G^2 m^2 D}{\bar{V} V^2 |h^3|} \int_0^{\sqrt{1 + \frac{1}{2} (1 + h + h^2)}} (4k^2 + |h|) e^{-\frac{3V^2}{2\bar{V}^2} \left(k^2 + \frac{1}{2} (1 + h) \right)} dk.$$

Здесь m — масса звезд, D — звездная плотность, V — абсолютная скорость пробной звезды до сближения, \bar{V} — среднеквадратичная скорость (распределение скоростей звезд поля считается максвелловским), V_1 — абсолютная скорость звезды поля до сближения,

$k=V_1/V$, $h=\Delta V^2/V^2$, $dk=dV_1/V$, и интегрирование ведется по скоростям звезд поля.

При $h \rightarrow 0$ выражение для $\Phi(h)$ расходится. Это свидетельствует о кратности далеких сближений с малыми h . Для устранения расходимости можно, например, задать $\Phi(h)=\Phi_0$ при $|h|<h_0$. Вероятностное описание звездных сближений позволяет более корректно учесть дискретный характер иррегулярных сил, диссипацию энергии и звезд из звездных систем [III, т. II, с. 554].

74.4. Общие тенденции эволюции звездной системы под действием иррегулярных сил. Эти тенденции можно усмотреть из анализа элементарного акта иррегулярного взаимодействия — парного сближения двух гравитирующих объектов. Примем во внимание то обстоятельство, что положение в Галактике испытывших сближение звезд за короткое время их сближения практически не изменится. Следовательно, их потенциальная энергия 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 галактические 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.

Если в звездной системе скорости центроидов сравнительно велики (как в Галактике), можно определить два различных значения времени релаксации, требуя, чтобы за время Δt изменение скорости звезды было равно либо пекулярной (относительно центроида), либо систематической скорости (относительно центра Галактики)

$$(\Delta V)^2 \cong \sigma^2, \quad \text{либо} \quad (\Delta V)^2 \cong V^2(R),$$

где $V(R)$ — круговая скорость в Галактике, σ — дисперсия пекулярных скоростей. Тогда $T_1((\Delta V)^2 \cong \sigma^2)$ является характерным временем изменения распределения пекулярных скоростей и перехода системы в состояние, равновесное по отношению к иррегулярным силам, а время $T_2((\Delta V)^2 \cong V^2(R))$ можно назвать *временем полураспада* системы, поскольку именно за это время в системе появляется много звезд со скоростями выше критической (второй космической). Их отношение

дается формулой

$$\frac{T_2}{T_1} \cong 1 + \frac{V^2(R)}{\sigma^2}.$$

Для Галактики, на расстояниях порядка 5—15 кпк от центра, $T_2/T_1 \sim 100 \div 200$, а для звездных систем без систематических крупномасштабных движений $T_2 \cong T_1$.

75. Основные уравнения «бесстолкновительной» звездной динамики

Пренебрегая пока звездными сближениями, можно разработать звездную динамику, учитывающую 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 $D(x, y, z, t)$:

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

По своему физическому смыслу функция ψ везде в системе больше нуля, а 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

$$\frac{du}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial x}; \quad \frac{dv}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial y}; \quad \frac{dw}{dt} = \frac{\partial \Phi}{\partial z}. \quad (93)$$

Рассмотрим группу N_1 звезд в движущемся малом элементе фазового пространства. При движении он деформируется, но его объем сохраняется. 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 :

$$u \frac{\partial \psi}{\partial x} + v \frac{\partial \psi}{\partial y} + w \frac{\partial \psi}{\partial z} + \frac{\partial \psi}{\partial u} \frac{\partial \Phi}{\partial x} + \frac{\partial \psi}{\partial v} \frac{\partial \Phi}{\partial y} + \frac{\partial \psi}{\partial w} \frac{\partial \Phi}{\partial z} + \frac{\partial \psi}{\partial t} = 0. \quad (94)$$

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):

$$\frac{dx}{u} = \frac{dy}{v} = \frac{dz}{w} = \frac{du}{\frac{\partial \Phi}{\partial x}} = \frac{dv}{\frac{\partial \Phi}{\partial y}} = \frac{dw}{\frac{\partial \Phi}{\partial z}} = \frac{dt}{1}. \quad (95)$$

Интегрируя эту систему обыкновенных дифференциальных уравнений, найдем 6 независимых интегралов I_1, I_2, \dots, I_6 . Общим решением (94) будет, следовательно, функция $\psi = \varphi(I_1, I_2, \dots, I_6)$, где φ — произвольная функция. Таким образом, чтобы дать общее решение, надо знать 6 интегралов¹⁾, для чего необходимо располагать выражением для функции Φ . В общем виде эта функция нам обычно неизвестна, но, наложив на нее некоторые вытекающие из распределения скоростей и распределения звездной плотности ограничения, можно получить несколько частных решений системы (95).

1. Так, например, если потенциал Φ (а также ψ) не зависит явно от времени ($\partial\psi/\partial t = 0$), т. е. если система *стационарна*, можно получить *интеграл энергии* как выражение постоянства полной энергии звезды. Для этого, используя выражение (95), выпишем соотношения

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

и, сложив, получим полный дифференциал

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

Интегрирование вдоль траектории движения даст интеграл энергии

$$I_1 = V^2 - 2\Phi(x, y, z) = \text{const}, \quad (96)$$

где значение постоянной задается начальной скоростью звезды с координатами (x, y, z) . Условие $2\Phi(x, y, z) + \text{const} > 0$ определяет области допустимого движения звезды, а *критическая скорость*, или скорость ускользания, $V_e = \sqrt{2[\Phi(x, y, z) - \Phi_\infty]}$.

Разность $(\Phi(x, y, z) - \Phi_\infty)$ эквивалентна «работе выхода» единичной массы из точки (x, y, z) : при $V > V_e$ звезда покинет систему.

¹⁾ Пять интегралов определяют элементы орбиты звезды в звездной системе, а шестой аналогичен «моменту прохождения перигея» задачи двух тел. Часто в звездной динамике он не представляет интереса, и поэтому ограничиваются пятью интегралами движения. Очевидно, фазовая плотность может зависеть только от однозначных интегралов движения.

Таким образом, если бы других интегралов движения не было, фазовая плотность ψ зависела бы только от интеграла энергии:

$$\psi(x, y, z, u, v, w) = \varphi(I_1) = \varphi(V^2 - 2\Phi(x, y, z)),$$

где φ — произвольная функция; в этом случае, поскольку u, v и w входят в ψ равноправно, распределение скоростей было бы сферическим, чего, как известно, в Галактике нет.

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 (95), получить еще три взаимнонезависимых однозначных *интеграла площадей* (иначе, три *интеграла моментов*), выражающих постоянство угловых моментов относительно осей x, y, z :

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

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

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

Общее решение для ψ будет

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

В таких системах плотность D и потенциал Φ являются функциями только $s = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$. Для некоторого момента t звездную плотность $D(x, y, z, t)$ мы получили 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. 106),

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

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

Функция распределения ψ будет иметь вид

$$\psi = \psi[V^2 - 2\Phi, s^2(V_\theta^2 + V_\varphi^2)]. \quad (97)$$

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

Такое решение может иметь место, например, для систем, подобных шаровым скоплениям.

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. 107) $V_z = RV_0$. Новым частным решением основного уравнения (94) будет, следовательно,

$$\psi = \psi(V^2 - 2\Phi, RV_0). \quad (98)$$

Третьего интеграла движения найти не удастся.

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. Прежде всего, наблюдаемое распределение скоростей является трехосным, а не двухосным. Ясно также, что общее решение нельзя получить без знания

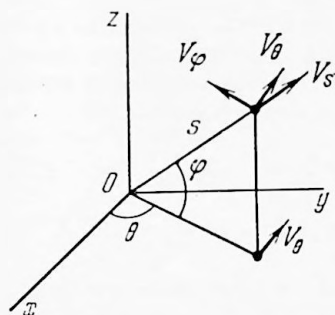


Рис. 106. Разложение V по осям s , θ и φ .

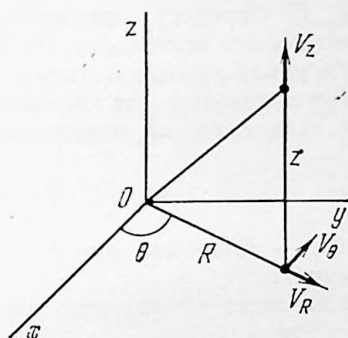


Рис. 107. Галактоцентрические цилиндрические координаты R , θ и z .

точного выражения для потенциала $\Phi(x, y, z, t)$, для определения которого необходимо более точное представление о распределении масс в Галактике.

Я. Оорт, С. Чандрасекар искали функцию Φ , придавая функции ψ тот или иной вид, каждый раз зависящий от x , y , z и от наблюдаемого распределения скоростей. Так, Оорт предположил, что, кроме стационарности и симметрии системы относительно оси вращения и плоскости $z=0$ распределение скоростей в ней является эллипсоидальным (распределение Шварцшильда), т. е. что функция ψ имеет в цилиндрической системе координат вид $\psi = \psi_0 e^{-h^2 V_R^2 / R^2 - k^2 (V_\theta - V_{\theta_0})^2 - l^2 V_z^2}$, 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 о форме

выражения для постоянных Оорта A и B :

$$\frac{h^2}{k^2} = -\frac{B}{A-B}, \quad \omega = \frac{V_{0_0}}{R} = \frac{c_3}{c_1 + c_2 R^2},$$

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

Эти соотношения можно сравнить с данными наблюдений. Так, например, вычислив по функции Камма (с. 97) величину угловой скорости ω для различных значений R , можно проверить линейность зависимости

$$\frac{1}{\omega} = \frac{R}{V_{0_0}} = \frac{c_1}{c_3} + \frac{c_2}{c_3} R^2.$$

П. П. Паренаго, применив формулу для V_{0_0} к движению центров плоских подсистем, для которых скорость центроида практически равна круговой скорости, получил приближенное аналитическое выражение для гравитационного потенциала Φ как функции R в галактической плоскости в следующей форме:

$$\Phi \approx \frac{\Phi_c}{1 + \kappa R^2} + C, \quad (99)$$

где Φ_c — потенциал при $R=0$, равный $c_3^2/2c_1c_2$, а $\kappa=c_2/c_1$, C — постоянная.

Как было обнаружено впоследствии, использование формулы (99) во всем объеме Галактики (которую П. П. Паренаго считал бесконечной) приводит к противоречиям. Действительно, при $R \rightarrow \infty$ потенциал спадает $\sim R^{-2}$, тогда как в любой реальной системе потенциал должен уменьшаться не быстрее R^{-1} (что соответствует полю тяготения точечной массы). Следовательно, на некотором определенном расстоянии R_0 от центра Галактики плотность D должна обратиться в нуль, а при $R > R_0$ плотность $D < 0$, что лишено физического смысла. Причина этого противоречия состоит в том, что галактика с эллипсоидальным распределением по скоростям не может быть бесконечной и одновременно стационарной.

Для разрешения этого противоречия Г. М. Идлис [119] предложил считать галактику конечной с экваториальным радиусом R_0 , а выражение для потенциала (99) относить лишь ко внутренней и к точкам галактики. В этом случае, если масса галактики M_0 конечна, потенциал точек, находящихся в ней галактики ($R \leq R_0$), будет равен Φ_1 , причем асимптотическим выражением для Φ_1 при $R \rightarrow \infty$ будет

$$\Phi_1 \approx \frac{GM_0}{R}.$$

Требование непрерывности потенциала на границе галактики $\Phi(R=R_0)=\Phi_1(R=R_0)$ приводит к тому, что постоянная C в формуле (99) будет отлична от нуля: рассмотрев два предельных

случая (плоская и сферическая галактика), Г. М. Идлис показал, что

$$0,07\Phi_c \leq C \leq 0,13\Phi_c.$$

Следовательно, потенциал в галактической плоскости модели П. П. Паренго задается выражениями

$$\Phi(R) \approx \begin{cases} \frac{\Phi_c}{1+zR^2} + C, & R \leq R_0, \\ \Phi_1(R), & R \geq R_0 \quad \left(\Phi_1 \approx \frac{GM_0}{R} \text{ при } R \rightarrow \infty \right). \end{cases}$$

76. Устойчивость звездных скоплений. Определение масс скоплений

Считая звездное скопление изолированной системой, можно оценить устойчивость скопления, применяя к нему известную *теорему о вирнале*, 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 производные от J :

$$\begin{aligned} \frac{dJ}{dt} &= 2 \sum_i^N m_i (x_i \dot{x}_i + y_i \dot{y}_i + z_i \dot{z}_i), \\ \frac{1}{2} \frac{d^2 J}{dt^2} &= \sum_i^N m_i (\dot{x}_i^2 + \dot{y}_i^2 + \dot{z}_i^2) + \sum_i^N m_i (x_i \ddot{x}_i + y_i \ddot{y}_i + z_i \ddot{z}_i). \end{aligned} \quad (100)$$

Первый член правой части (100) равен $M\bar{V}^2=2T$, т. е. удвоенной кинетической энергии системы. Второй член, именуемый *вирналом 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 $\Omega = -G \sum_{i \neq k} \frac{m_i m_k}{r_{ik}}$, или, считая массы членов системы одинаковыми, $\Omega = -Gm^2 \sum_{i \neq k} \frac{1}{r_{ik}}$.

Второй член уравнения (100) 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 вирнала самой потенциальной энергии, взятой с обратным знаком, вытекает из теоремы Эйлера об однородных функциях степени -1 .

Таким образом,

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 J}{dt^2} = 2T + \Omega. \quad (101)$$

Если система стационарна или линейно нестационарна, то $2T + \Omega = 0$, что выражается теоремой о вирнале, которая формулируется следующим образом: в стационарной ($J = \text{const}$) или линейно нестационарной системе ($J = J_0 + A \cdot t$) 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, т. е. взаимные расстояния хотя бы некоторых членов системы увеличиваются, они могут покинуть систему; остаток системы может стать устойчивым.

Применяя к звездному скоплению теорему о вирнале, А. Эддингтон в 1916 г. вывел следующее соотношение, соответствующее состоянию устойчивости этой системы:

$$\bar{V}^2 = \frac{1}{2} G \frac{\mathcal{M}}{\bar{R}},$$

где \bar{V}^2 — средняя квадратическая скорость относительно центра скопления, \bar{R} — «эффективный радиус» скопления¹⁾, \mathcal{M} — масса скопления. Если \mathcal{M} выразить в \mathcal{M}_\odot , а \bar{R} в пк, то $\sqrt{\bar{V}^2} = 0,0463 \sqrt{\mathcal{M}/\bar{R}}$ км·с⁻¹. Это соотношение дает возможность оценить \mathcal{M} , зная \bar{R} и \bar{V}^2 . Справедливость этой формулы подтверждает, например, σ_v , вычисленное для движущегося скопления Гиады ($\mathcal{M} = 320 \mathcal{M}_\odot$, $\bar{R} = 6$ пк): значение σ_v оказалось 0,21 км·с⁻¹ (из наблюдений имеем 0,23 км·с⁻¹). Совпадение говорит об устойчивости этого скопления.

¹⁾ $\frac{1}{\bar{R}} = \left(\frac{1}{R} \right) = \frac{2}{N(N-1)} \sum_{i \neq k} \frac{1}{r_{ik}}$, где r_{ik} — расстояние между i -м и

k -м членами скопления. Для изученных скоплений $\bar{R} \approx 0,4 \div 0,8 R$.

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 в сравнении с некоторыми другими галактиками. 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, где 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.

ПРИЛОЖЕНИЯ

П 1. Хронология истории звездной астрономии (начиная с нового времени)¹⁾

- 1543 Н. Коперник (1473—1543), исходя из оценки 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 Диггс (1530?—1595) создал модель бесконечной гелиоцентрической Вселенной.
- 1582— Тихо Браге измерил точные положения 788 звезд со ср. ош. $\sim 1'$. Он
1588 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 впервые яркие звезды были обозначены строчными буквами греческого алфавита (примерно в порядке убывания их блеска).
- 1609— Г. Галилей (1564—1642) установил, что Млечный Путь состоит из звезд-
1610 ных облаков; он насчитал в скоплении Плеяды 40 звезд; выдвинул идею метода определения параллактического смещения яркого компонента оптической двойной звезды путем измерений в течение года положений относительно слабого (и, вероятно, более далекого от нас) компонента.
- 1610 И. Кеплер (1571—1630) в «Рассуждении о „Звездном Вестнике“ Галилея» формулирует так называемый фотометрический парадокс как довод против идеи бесконечности Вселенной (перев. с латинского.— М.: Наука, 1982).
- 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 Орнона».
- 1656 Хр. Гюйгенс (1629—1695) — первые наблюдения светлых туманностей.
- 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. Брайлей (1692—1762) объяснил их аберрацией.
- 1687 И. Ньютон (1642—1727) опубликовал «Математические начала натуральной философии» с обоснованием закона всемирного тяготения.
- 1694 Хр. Гюйгенс в «Космотеоресе» (опубликовано в 1698 г.) первый выдвинул идею определения того, что мы теперь называем «модулем 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 пк). Это было первой попыткой оценки порядка величины звездных расстояний (истинное расстояние оказалось в 20 раз больше).

¹⁾ В 1975 г. вышел перевод книги Ч. Уитни «Открытие нашей Галактики» (М.: Мир, 137 с.), содержащий историю звездно-астрономических исследований.

- 1718 Э. Галлей (1656—1742), сравнив современные ему положения Арктура, Сириуса и Альдебарана с их 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. Флемстида (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 Ж. Рише (? — 1696) за 60 лет до этого.
- 1742 Д. Брайль, предположив движение Солнца в пространстве, счел, что это движение Солнца отражается в μ звезд.
- 1744 Ж. Шезо (1718—1751) высказал предположение, что межзвездное пространство заполнено средой, вызывающей ослабление блеска звезд (см. 1823 г. — «парадокс Ольберса»).
- 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 (переиздано в Англии в 1971 г. под ред. М. А. Хоскина).
- 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. Бошкович (1711—1787) выдвинул идею структурной бесконечности Вселенной («Теория натуральной философии, приведенная к единому закону сил, существующих в природе»).
- 1760 Н. Ламберт (1728—1777) в своей «Фотометрии» оценил расстояние до α Сма в ~ 2.5 пк (истинное расстояние 2,7 пк).
- 1760 Т. Майер (1723—1762) опубликовал каталог μ 80 звезд, основанный на сравнении собственных наблюдений с наблюдениями О. Ремера (1644—1710). Разработал метод обнаружения движения Солнца (им воспользовался Гершель в 1783 г.).
- 1761 Н. Ламберт в «Космологических письмах об устройстве мироздания», независимо от Канта (см. 1755), развил идею иерархической Вселенной, имея в виду системы трех порядков: планеты со спутниками, Солнце и другие подобные ему звезды с планетами, Млечный Путь и другие звездные системы. В качестве некоторой промежуточной системы Ламберт отметил Местную систему. Мыслились ему и системы более высоких порядков.
- 1762 Д. Брайль закончил определение 60 000 положений >3000 звезд. В итоге многочисленных попыток измерить звездные параллаксы (в течение которых были открыты аберрация и нутация — Д. Брайль, XVIII в. орбитальные движения в системах двойных звезд — В. Гершель) установлено, что $r_0 > 200\,000$ а. е. Укрепилась идея существования других звездных систем, подобных системе Млечного Пути, т. е. Галактике.
- 1771 Ш. Мессье (1730—1817) — «ловец комет» и А. Мешен (1744—1804) составили «Каталог туманностей и звездных скоплений» (103 объекта), изданный в 1781 г. и в 1784 г.
- 1783 В. Гершель (1738—1822) по μ 13 звезд, полученным из наблюдений Маскелайна и Лаланда, определил координаты апекса ($A=262^\circ$, $D=+26^\circ$) солнечного движения среди звезд. Эти координаты были уточнены по μ 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, добываясь того, чтобы $\sum t$ была минимальной, а $\sum v$ (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) определил апекс Солнца, основываясь на μ 80 звезд, собранных Т. Майером: $A=231^\circ=15^h 24^m$, $D=+25^\circ$.
- 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, представил 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 развил первую в истории астрономии небулярную гипотезу происхождения звезд из диффузной материи), в то время как другие туманности есть неразложимые пока удаленные звездные системы — далекие «млечные пути».
- 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 Кастор и окончательно убеждается в существовании физических двойных систем.
- 1805—1806 В. Гершель по μ 36 звезд получил координаты апекса $A=247^\circ$, $D=+49^\circ$, отличающиеся от его прежних и от современных нам значений.
- 1812 Ф. Бессель (1784—1846) определил первый гипотетический параллакс двойной звезды ($\pi_{\text{hyp}}=0",35$ для 61 Cyg).
- 1814—1817 И. 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 наличие в спектрах Солнца и звезд темных линий (фраунгоферовы линии).
- 1818 Ф. Бессель, считая μ в основном параллактическими, предложил метод определения апекса солнечного движения по положениям полюсов больших кругов, проходящих через μ . Все эти полюсы 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 Бадделя (1750—1762 гг.) и опубликовал каталог 3222 звезд Бадделя, не потерявший своего значения и ныне.
- 1823 В. Ольберс (1758—1840) оценил 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. То же для α CMi (Проциона), что подтвердилось в 1896 г.
- 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 Лебедя $0",314$ и $0",348$ (современное значение $0",292$) и Т. Гендерсон (1798—1844) определил параллаксы двух звезд: α Сеп $\pi=1",16$ (современное значение $0",754$) и α СМа $\pi=0",34$ (современное значение $0",374$).
- 1837 В. Я. Струве опубликовал «*Stellarum duplicium Mensurae Micrometricae...*», где помещена была также публикация первого определения π — звездного параллакса α Лyr.

- 1837 Ф. Аргеландер (1799—1875), анализируя собственные движения 390 звезд с $\mu > 0''.2$ и требуя, чтобы $\sum (\varphi - \psi)$ была бы минимальной, подтвердил координаты александрии солнечного движения Гершеля; $261^\circ. + 32^\circ$ и рассеял существовавшее сомнение в их правильности. («Über die Bewegung des Sonnensystems»).
- 1839 В. Я. Струве подробно разработал план раздельного 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 Н. И. Петерс (1806—1880), измеряя с вертикальным кругом Пулковской обсерватории зенитные расстояния z звезд в верхней и нижней кульминациях, определил абсолютные параллаксы 8 звезд; постоянная aberrации получилась при этом с большой точностью ($20''.481 \pm 0''.013$), а π много хуже. После Петерса абсолютные параллаксы не определялись нигде. Обработав измерения Флемстида, он нашел постоянную aberrации $20''.7 \pm 1''.1$, что говорит о достаточно высокой точности наблюдений.
- 1843 А. Бравэ (1811—1863) предложил еще один метод определения координат александрии Солнца.
- 1845 В. Парсонс (лорд Росс) (1800—1867) с помощью 72-дюймового рефлектора обнаружил спиральную структуру М 51 и еще некоторых внегалактических туманностей (галактик).
- 1847 В. Я. Струве в «Этюдах звездной астрономии» пытался определять звездную плотность, дополнив «черпки» Гершеля подсчетами звезд различной звездной величины по каталогам Ф. Аргеландера и Ф. Бесселя. Он нашел, что Галактика построена из плоско-параллельных слоев с плотностью, убывающей с z , высказал уверенность в существовании межзвездного поглощения света и оценил его величину в $\sim 0''.6$ на кпк (в пересчете на современные нам единицы).
- 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 Лирь.
- 1856 Н. Р. Погсон (1829—1891) предложил постоянную шкалу звездных величин, основанную на отношении Погсона: освещенность от двух звезд, отличающихся на 1 звездную величину, относится как $2,5118/1$, где число $2,5118 = \frac{5}{1/100}$.
- 1858—1859 Дж. Эри (1801—1892) и М. А. Ковальский (1821—1884) предложили метод анализа μ для определения элементов движения Солнца, получивший название метода Ковальского — Эри. М. А. Ковальский разработал первую математическую теорию определения вращения Галактики из анализа μ .
- 1859—1862 Ф. Аргеландер в Бонне опубликовал четырехтомный каталог и атлас «Bonner Durchmusterung» (см. в П2.15 BD, 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). Р. Проктор (1837—1888) по сходству μ звезд — членов скоплений открыл движущиеся скопления Гиады и Большой Медведицы.

- 1870— Л. Резерфорд (1816—1892) первым применил фотографию к регистрации звездных спектров.
- 1873
- 1871 Х. Гильден (1841—1896) опубликовал (только на шведском языке!) статью, показывающую влияние дифференциального вращения, исходя из схемы движения с убывающей от центра системы угловой скоростью.
- 1872 В. Хёггинс определил, что 5 из 7 звезд ковш Большой Медведицы обладают сходными V_r (в дополнение к сходным μ и Sp).
- 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»).
- 1881 П. Ж. С. Жансен (1824—1907) предложил оценивать на фотографиях m_{ph} по почернению изображений звезд, а не по их диаметрам, как это делали до него.
- 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. Пригчард (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 $\omega = -0''.41 \pm 0''.42$ в сто лет, предположив твердотельное вращение (современное значение угловой скорости вращения на расстоянии Солнца от центра Галактики $\omega_0 = -0''.53$).
- 887 В Париже состоялась Международная конференция, принявшая план создания «Астрографического Каталога» (иначе «Карта неба» — «Carte du Ciel»), в котором приняли участие представители 18 обсерваторий.
- 1888 Дж. Дрейер (1852—1926) издает «Новый каталог скоплений и туманностей» — 7840 объектов (New General Catalogue of Nebulae and Clusters). См. обозначения NGC в Приложении 2.1Б.
- 1889 Э. Пикеринг (1846—1919) — впервые определил m_{ph} звезд в нескольких звездных скоплениях.
- 1889 В. К. Цераский (1849—1925) оценил размер скопления Плеяды, подсчитывая поверхностную плотность звезд в кольцевых зонах и доходя при этих подсчетах до области звезд фона, где поверхностная плотность перестает уменьшаться.
- 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 μ 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. Морн (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.
- 1902 Я. Каптейн впервые определил функцию светимости $\Phi(M)$.
- 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), изучив μ для звезд О и В и для К и М и их цвета, обнаружил деление звезд поздних спектральных классов на «карлики» и «гиганты».
- 1906 Я. Каптейн предложил для изучения структурных особенностей Галактики план равномерно распределенных по небу «Избранных площадок» («Selected Areas»). Этот план предусматривал всесторонние исследования характеристик всех звезд вплоть до самых слабых в 206 площадках (SA). Еще 46 таких площадок располагались 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 дисперсия скоростей звезд неодинакова в разных направлениях и что совокупность звездных скоростей может быть представлена эллипсоидальным распределением пекулярных скоростей.
- 1908—1912 Г. Ливинг (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. Фас (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 звездного скопления Гиады.
- 1909 Г. А. Тихов (1875—1960) обнаружил покраснение нескольких горячих звезд, т. е. открыл селективное межзвездное поглощение.
- 1910 Я. Каптейн и Э. Фрост (1866—1935) нашли, что среднее значение лучевых скоростей В-звезд, исправленных за движение Солнца, равно $+4.3 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (см. К-член на с. 78).
- 1911 Э. Герцшпрунг обнаружил, что $\alpha \text{ UMi}$ — пульсирующая переменная с амплитудой колебаний блеска в несколько десятых звездной величины и поэтому не может служить стандартом для установления фотометрической системы.
- 1911 В. Кемпбелл (1862—1939) подтвердил существование положительной V_r В-звезд и обозначил эту величину символом K (K -эффект).
- 1911 Дж. Холм первый заподозрил корреляцию между M звезд и их массами 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 Э. Герцшпрунг, исследуя μ 13 галактических цефеид, нашел их статистические параллаксы и впервые установил нуль-пункт зависимости «период — светимость» цефеид.
- 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.
- 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 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 кпк) от центра симметрии совокупности шаровых скоплений, который находится в направлении созвездия Стрельца. Звездная система имеет диаметр ~ 30 кпк.
- 1916 Э. Барнард (1857—1923) определял, что наибольшее μ имеет звезда 10^m в созвездии Sgr ($10^\circ, 27'$). 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 эти звезды сходны с галактическими новыми, и приписать им такую же абсолютную звездную величину, то расстояние до них окажется в 10 раз больше радиуса Галактики. 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 $65 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$, направления движения которых были бы в полусфере с центром в созвездии Cyg ($l=90^\circ, b=0^\circ$).
- 1918—1924 Э. Пикеринг, Э. Кэннон опубликовали каталог HD (Henry Draper Catalogue), содержащий спектральные классы 225 300 звезд. (В 1936—1937 гг. Э. Кэннон и М. Мейолл опубликовали каталог HDE (Henry Draper Extension), 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. Стремберг (1882—1962), исследовав пространственные скорости ~ 1300 звезд поздних спектральных классов, также нашел, что звезды с

- $V > 100 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ обладают резко выраженной асимметрией направлений своих движений. Исследовав V 4600 объектов, разделенных на 50 групп, он нашел «ось асимметрии движений» и рост дисперсии скоростей с увеличением средней скорости (скорости центронада). Стремберг объяснил асимметрию движений вращением Галактики.
- 1923—
1924 Окончательное установление зависимости «масса — светимость» — эмпирически по компонентам двойных звезд (Герцшпрунг, Расселл) и теоретически (А. Эддингтон, 1882—1944).
- 1923 Р. Шорр (1867—1961) опубликовал сводку определений μ — EBL (Eigenbewegungs 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 M 31 и M 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 — R для них.
- 1926 Б. Линдблад (1895—1965) поддержал вывод Стремберга 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 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 звездных скоплений с расстоянием от Солнца, вновь открыл межзвездное поглощение света и покраснение звезд. Он оценил величину межзвездного поглощения $\sim 1^m$ на 1500 пк, 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 центронадов в плоскостях, параллельных основной плоскости Галактики.
- 1932 Первые открытия шаровых скоплений в M 31 (Э. Хаббл).
- 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. Парениго (1906—1960) и Б. В. Кукаркин (1909—1977) установили статистическую связь амплитуд вспышек звезд типа U Gem со средними промежутками времени между вспышками.
- 1935 По методу А. Браве (см. 1843) проведено под руководством В. Г. Фесенкова (ГАИШ) одно из лучших определений элементов движения Солнца в пространстве: $A = 269^\circ,5$, $D = +30^\circ,7$ и $V_\odot = 18,9 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$.
- 1935 Э. Милл (1896—1950) опубликовал прекрасный анализ звездной кинематики; при этом он провел обобщение теории К. Ф. Огородникова на случай произвольного движения центронадов групп звезд («кинематика Огородникова — Милла»).
- 1937 Х. Шапли открыл крайне разреженные шаровые скопления.

- 1937 В. А. Амбарцумян (р. 1908) разработал методы статистического исследования звездных систем и, вопреки мнению Дж. Джинса о «длинной» шкале, обосновал «короткую» шкалу возраста Галактики.
- 1937 В. А. Амбарцумян исследовал динамику рассеянных звездных скоплений, предложил метод определения их потенциальных энергий и оценил время релаксации скоплений $\sim 10^7$ — 10^8 лет.
- 1937 В. А. Амбарцумян 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. Паренago 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 Хулст (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 радионисточник Cyg A.
- 1947 В. А. Амбарцумян 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 (1906—1983) 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—1965 гг. в некоторых галактических радионисточниках.
- 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 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. В 1955 г. было издано продолжение этой работы, а именно, «Атлас эмиссионных туманностей».
- 1952 В. Бааде, исследуя цефеиды в разных галактиках, пришел к необходимости ревизовать (удвоить) шкалу межгалактических расстояний.
- 1952 Открытие радиогалактик.
- 1952 Н. Роман (р. 1925) обнаружила зависимость звездной кинематики от химического состава звезд. Скорость Солнца и дисперсия скоростей оказались больше для звезд с ослабленными линиями металлов в спектре.
- 1952 Б. Е. Маркарян (р. 1913) опубликовал «Атлас открытых звездных скоплений».
- 1952 Б. Линдبلاد успешно продолжил разработку волновой теории спиральной структуры Галактики, начатую им еще в 1941 г.
- 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 двухцветную диаграмму с линиями нормальных цветов звезд и линиями нарастающего покраснения, используемую для определения поглощения света по данным *UBV*-фотометрии.
- 1954 Г. Хербинг (р. 1920, США) и Г. Аро (Мексика) обнаружили на фотографиях, полученных в красных лучах, туманные «объекты Хербинга — Аро», являющиеся, вероятно, самыми молодыми из всех известных космических тел.
- 1954 П. П. Паренато составил большую монографию, посвященную всестороннему 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 гиросtabilлизация и стало возможным устанавливать детектор на определенный объект.
- 1956 А. Сэндидж (р. 1926) обнаружил, что на инфракрасных снимках, полученных с 5-метровым рефлектором, большинство звезд, которые Э. Хаббл по снимкам в голубых лучах на 2,5-метровом рефлекторе считал сверхгигантами, являются гигантскими областями HII и ассоциированными с ними звездными скоплениями. Это оказало влияние на оценку расстояния до M 31, которое увеличилось более чем вдвое.
- 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 получил на пятиметровом телескопе фотографию источника радионизлучения 3C 48, оказавшегося первым представителем объектов нового типа — *квazarов*.
- 1960 Дж. Ш. Хавтаси опубликовал «Атлас галактических темных туманностей» (Тбилиси, 1960, 6 карт пояса $|b| = 20^\circ$).
- 1963 М. Шмидт (р. 1929) расшифровал спектры ряда интенсивных и компактных радионисточников, оказавшихся объектами нового типа, — *квazарами*. 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 радионизлучение ОН на волне 18 см.
- 1963 А. С. Шаров (р. 1929) ревизовал параметры межзвездного поглощения и составил новые, более подробные карты распределения a_0 в Галактике.
- 1964 Ц. Лин и Ф. Шу развили идею Б. Линдблада о волнах плотности в звездном диске и межзвездном газе как причине спирального строения Галактики. Развитие математической теории было дано в 1969 г. Ц. Лином, Ф. Шу и Ю. Янем.

- 1965 А. Пензиас и Р. Вилсон (США) открыли предсказанное теорией «горячей вселенной» фоновое радиоизлучение, соответствующее температуре 2,7 К. Его плотность оказалась $4 \cdot 10^{-23}$ эрг·см⁻³.
- 1967 Создание радионтерферометров 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 Джокелин Белл, А. Хьюнш с сотрудниками (Кембридж, Англия) открыли первые пульсары — нейтронные вращающиеся звезды, существование которых было предсказано теоретически в 30-х годах Л. Д. Ландау, Ф. Цвикки и В. Бааде.
- 1968 Д. Вул, Л. Снайдер и другие (США) обнаружили космическое радиоизлучение воды (H₂O) на волне 1,35 см. В последующие годы открыто более пяти десятков межзвездных молекул.
- 1974 Установлен 6-метровый рефлектор на альт-азимутальной монтировке в Специальной Астрофизической обсерватории АН СССР в Зеленичке.
- осень 1974 Открыты рентгеновские пульсары Нег X-1 (отождествленный с переменной звездой HZ Нег — двойной с периодом 1,7 дня) и Сеп X-3 с периодами, соответственно, 1,24 и 4,84 секунды.

П 2. Таблицы

П 2.1. Перечень некоторых периодических изданий, каталогов, атласов и других материалов, используемых в звездной астрономии, с их сокращенными обозначениями¹⁾

А. Советские издания

АЖ	Астрономический журнал АН СССР, Москва (до 1934 г. наз. Русский Астр. журнал). Изд. с 1924 г.
АЦ	Астрономический Циркуляр. Издается с 1940 г. Бюро астрономических сообщений АН СССР, Москва, Астросовет АН СССР.
ЗпВ	Земля и Вселенная — ежемесячный научно-популярный журнал Секции физ.-техн. и матем. наук и наук о Земле Президиума АН СССР и Всесоюзного Астрономо-геодезического Общества (ВАГО). Издается с 1956 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; 3-е изд. (14 811 звезд) заменяет все предыдущие (обозначение NSV, т. е. «Новый Каталог звезд, заподозренных в переменности»), 1982 г.
ОКПЗ или GCVS	Общий Каталог переменных звезд. III издание 1969—1971 гг. — сведения о 20 436 переменных. IV издание, 1-й том — созвездия And — Cru, 7894 звезды, 1985 г.
ПЗ	Переменные звезды — Бюллетень, издаваемый Астрономическим советом АН СССР. Выходит с 1928 г.
КСЗ или KSZ	Каталог слабых звезд. 15 690 звезд от полюса до —30°. Пулковое, 1956. Продолжение на юг проводилось специальной экспедицией Пулковской обсерватории в Чили, Южная Америка.
МКГ или MCG	Морфологический каталог галактик в 5 частях (1962—1975), составленный в ГАИШ под руководством проф. Б. А. Воронцова-Вельяминова.

¹⁾ Довольно подробный список изданий, содержащий массовый материал по звездным характеристикам астрономических объектов вне Солнечной системы, см. [VII, с. 7—49] (готовится отдельное, дополненное издание).

- РЖ Астр. 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. Москв., 1951.

Б. Зарубежные издания

- AA *Astronomy and Astrophysics* — европейский научный журнал; с 1969 г. заменил собой AAp, BAN, ZIAp, JO и BA.
- AA Suppl. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* — Астрономия и Астрофизика, дополнительная серия.
- 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 с 1938 г. 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 Цельской (США) и Калской (английская обсерватория в Южной Африке) (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. Издается с 1849 г.
- 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 1823—1931 гг. в Киле, после — в Берлине.
- Aph. Sp. Sc. *Astrophysics and Space Science* — Астрофизика и наука о космосе, Дордрехт, Голландия. Издается с 1968 г.
- ApJ *Astrophysical Journal* — Астрофизический журнал, Чикаго, США. Публикует работы преимущественно по астрофизике, звездной и внегалактической астрономии. Издается с 1895 г.
- BA *Bulletin Astronomique* — Бюллетень Французского астроном. общества. Издавался с 1884 по 1968 гг.
- BAN *Bulletin of the Astr. Institutes of the Netherlands*, — Бюллетень астрономических учреждений Голландии (выходил до 1969 г.). Лейден, Голландия. Издавался с 1921 г.
- BD *Woppler 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—1863) и Шенфельдом (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; 3-е изд. Д. Хоффлейт, 1965; 4-е изд. под назв. Bright Star Catalogue (BSC) под ред. Д. Хоффлейт при участии К. Яшека, 1982, содержит 9110 звезд до 6^m.5.
- 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». Като-логи и фотографический атлас неба — международное начинание, в котором приняли участие с 1887 г. 18 обсерваторий. На одинаковых, так называемых нормальных астрографах на пластинках 2°×2° при масштабе 60" в мм получались все звезды до 14^m. Измерены и помещены в каталоги все звезды до 12^m. Вышло 90% каталогов, но еще 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. Шорра (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 (1963); в 1964 г. стал основой при составлении международного издания Apparent Places of Fundamental Stars — «Видимые места фундаментальных звезд».
- FK4 Sup Дополнение к FK4 (1987 звезд).
- GC General Catalogue — Общий каталог. Б. Босс. Четыре тома содержат точные положения и собственные движения 33 342 звезд всего неба. Координаты 1950 года, 1937 г., Вашингтон, США.
- GCπY General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes, Yale Obs., 1952, Suppl. to the GCπY, Yale Obs., 1963 — Общий Каталог тригонометрических параллаксов звезд (1952) и Дополнение (Supplement) к нему (1963) содержит 5822+1970 звезд.
- GuL Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der veränderlichen Sterne — 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 Андромеды — Змееносца. В 1941 г. на Гарвардской обсерватории (США) вышел том трудов (НА, v. 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 Орiona —

	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 Hd Ap (Handbuch der Astrophysik — 1928—1936, Берлин).
HD	Henry Draper Catalog — знаменитый спектральный Дреперовский каталог Гарвардской обсерватории (опубликован в НА, в. 91—99, 1918—1924). Координаты 1900 года. Содержит спектральные классы 225 300 звезд. (НА, в. 100, 1936; в. 105, 1937) — каталоги еще 90 000 звездных спектров. В НА, в. 112, 1949 еще 87 000 спектров. Всего опубликована классификация 391 000 звезд.
H-GD	Harvard — Groningen Durchmusterung — каталог 250 000 звезд до 16 ^m в SA 1—206 (Пинкеринг, Каптейн, ван Райн, 1918—1924).
HP	Harvard Photometry — Гарвардская фотометрия (НА, в. 14) — первый из знаменитых фотометрических гарвардских каталогов (в нем 4260 звезд). 1882 г.
HRP или HR	Harvard Revised Photometry — Ревизованный (т. е. пересмотренный и исправленный) каталог блеска 9110 звезд до 6 ^m ,5 (НА, в. 50, 1908).
IAU или UAI	International Astronomical Union, Union Internationale Astronomique — Международный Астрономический Союз (МАС). Издает труды съездов, симпозиумов и т. д.
IC	Index Catalogue (I и II) — Два дополнительных каталога к основному каталогу Дрейера NGC: вышли в 1895 г. (Mem. RAS, v. 51) и 1908 г. (Mem. RAS, v. 59). Содержит 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., v. 21, 1963, 2 тома.
LB	Landolt — Börgstein — «Числовые данные и функциональные связи (в науке и технике)». Новая серия, группа VI, том I. Астрономия и астрофизика. Изд. Шпрингер, Берлин, 1965, 711 с. В 1981—1982 гг. вышло новое издание (в трех томах) этого прекрасного справочника, охватывающего все разделы астрономии.
M	Catalogue des nebuleuses et amas d'étoiles — Список 103 туманностей и звездных скоплений, опубликованный в 1783—1784 гг. III. Мессье в Connaissance des Temps — Обозначение по этому каталогу: например, M 13. Неоднократно переиздавался как включение в другие каталоги.
MK или МКК	Обозначение звездных спектров в системе Моргана, Кинэна и Келман, опубликованное в Atlas of Stellar Spectra (Чикаго, США, 1943).
MN	Monthly Notices of Royal Astron. Society — Ежемесячные Известия Английского Астрон. о-ва, Лондон. Выходят с 1827 г.
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, v. 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.

PASP	Publications of the Astr. Society Pacific Труды Тихоокеанского Астрономического Общества (США). Издаются с 1889 г.
PPD	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 Observ. Sky Survey — Фотогр. атлас обсерватории Маунт Паломар и Нац. географ. о-ва США (1954—1966) — обзор 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 $\delta=-42^\circ$. Готовится продолжение до $\delta=-90^\circ$.
RAS	Royal Astron. Society — Королевское (англ.) астрон. о-во, Лондон; издает Memoirs, Quaterly Journal, Monthly Notices (MN).
SA	Selected Areas — Избранные площадки — план Каптейна 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 с.+152 карты), показывающий звезды до ~9 ^m ,0 и туманности и галактики до ~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—1944 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 с 1930 до 1969 г.).

П 2.2а. Созвездия, их названия и обозначения

(Русское название, латинское, окончание
родительного падежа, трехбуквенное обозначение)

Андромеда	Andromeda	—dae	And
Близнецы	Gemini	—norum	Gem
Большая Медведица	Ursa Major	—sae	UMa
Большой Пес	Canis Major	—ris	
		—nis	CMa
		—ris	
Весы	Libra	—rae	Lib
Водоле	Aquarius	—rii	Aqr

Возничий	Auriga	—gae	Aur
Волк	Lupus	—pi	Lup
Волопас	Bootes	—tis	Boo
Волосы Береники	Coma Berenices	—mae	Com
Ворон	Corvus	—ces	Crv
Геркулес	Hercules	—vi	Her
Гидра	Hydra	—lis	Hyd
Голубь	Columba	—rae	Col
Гониме Псы	Canes Venatici	—bae	Cvn
		—num	
Дева	—corum		
Дельфин	Virgo	—corum	Vir
Дракон	Delphinus	—ginis	Del
Единогор	Draco	—ni	Dra
Жертовник	Monoceros	—conis	Mon
Живовивец	Ara	—rotis	Ara
Жираф	Pictor	—rae	Pic
Журавль	Camelopardalis	—toris	Cam
Заяц	Gru	—dalis	Gru
Змееносец	Lepus	—uis	Lep
Змея	Ophiuchus	—poris	Oph
Золотая Рыба	Serpens	—chi	Ser
Индеец	Dorado	—ntis	Dor
Кассиопея	Indus	—dus	Ind
Кентавр	Cassiopeia	—di	Cas
Книзь	Centaurus	—peiae	Cen
Кит	Carina	—tauri	Car
Козерог	Cetus	—nae	Cet
Компас	Capricornus	—ti	Cap
Корна	Pyxis	—rni	Cpx
Лебедь	Puppis	—xidis	Pyx
Лев	Cygnus	—pis	Pup
Летучая Рыба	Leo	—gni	Cyg
Лира	Volans	—Leo	Leo
Лисичка	Lyra	—ntis	Vol
Малая Медведица	Vulpecula	—rae	Lyr
Малый Конь	Equuleus	—lae	Vul
Малый Лев	Leo Minor	—sae	Umi
		—ris	
Малый Пес	Canis Minor	—lei	Equ
		—Leonis	Lmi
Микроскоп	Microscopium	—ris	Cmi
Муха	Musca	—ntis	
Насос	Antlia	—ris	Mic
Наугольник	Norma	—pii	Mus
Овен	Aries	—cae	Ant
Октянт	Aries	—liae	Ant
Орел	Aquas	—mae	Nor
Орион	Aquila	—rietis	Art
Павлин	Orion	—ntis	Ocl
Паруса	Pavo	—lae	Ocl
Пегас	Vela	—nis	Aql
Персей	Pegasus	—vomis	Ori
Печь	Persesus	—lorum	Pav
Райская Птица	Forax	—gast	Vel
Рак	Apus	—sei	Peg
Резец	Cancer	—naxis	Pet
	Caelum	—Apodis	For
		—cri	Aps
		—Caeli	Cnc
			Cnc
			Cae

Рыбы	Pisces	— cium	Psc
Рысь	Lynx	— ncis	Lyn
Северная Корона	Corona Borealis	— nae	CrB
		— 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	— pit	Tel
Телец	Taurus	— ri	Tau
Треугольник	Triangulum	— guli	Tri
Тукан	Tucana	— nae	Tuc
Феникс	Phoenix	— nicis	Phe
Хамелеон	Chamaeleon	— ontis	Cha
Цефей	Cepheus	— pheii	Cep
Циркуль	Circinus	— cini	Cir
Часы	Horologium	— gii	Hor
Чаша	Crater	— teris	Crt
Щит	Scutum	— ti	Set
Эридан	Eridanus	— dani	Eri
Южная Гидра	Hydrus	— dri	Hyi
Южная Корона	Corona Australis	— nae	CrA
		— lis	
Южная Рыба	Piscis Austrinus	— cis	PsA
		— rini	
Южный Крест	Cruх	Crucis	Cru
Южный Треуголь-	Triangulum	— guli	TrA
ник	Australe	— lis	
Ящерица	Lacerta	— tae	Lac

П 2.26. Созвездия в алфавитном порядке их латинских названий

Andromeda	Андромеда	Coma Berenices	Волосы Береники
Antlia	Насос	Corona Australis	Южная Корона
Arus	Райская Птица	Corvus	Ворон
Aquarius	Водолей	Crater	Чаша
Aquila	Орел	Cruх	Южный Крест
Ara	Жертвенник	Cygnus	Лебедь
Aries	Овен	Delphinus	Дельфин
Auriga	Возничий	Dorado	Золотая Рыба
Bootes	Волопас	Draco	Дракон
Caelum	Резец	Equuleus	Малый Конь
Camelopardalis	Жираф	Eridanus	Эридан
Cancer	Рак	Forнах	Печь
Canes Venatici	Гонимые Псы	Gemini	Близнецы
Canis Maior	Большой Пес	Grus	Журавль
Canis Minor	Малый Пес	Hercules	Геркулес
Capricornus	Козерог	Horologium	Часы
Carina	Киль	Hydra	Гидра
Cassiopeia	Кассиопея	Hydrus	Южная Гидра
Centaurus	Кентавр	Indus	Индеец
Cepheus	Цефей	Lacerta	Ящерица
Cetus	Кит	Leo	Лев
Chamaeleon	Хамелеон	Leo Minor	Малый Лев
Circinus	Циркуль	Lepus	Заяц
Columba	Голубь	Libra	Весы

Lupus	Волк	Reticulum	Сетка
Lynx	Рысь	Sagitta	Стрела
Lyra	Лира	Sagittarius	Стрелец
Mensa	Столовая Гора	Sculptor	Скульптор
Microscopium	Микроскоп	Scutum	Щит
Monoceros	Единорог	Serpens	Змея
Musca	Муха	Sextans	Секстант
Norma	Наугольник	Taurus	Телец
Octans	Октант	Telescopium	Телескоп
Ophiuchus	Змееносец	Triangulum	Треугольник
Orion	Орион	Triangulum	Южный
Pavo	Павлин	Australe	Треугольник
Pegasus	Пергас	Tucana	Туكان
Perseus	Персей	Ursa Maior	Б. Медведица
Phoenix	Феникс	Ursa Minor	М. Медведица
Pictor	Живонисец	Vela	Паруса
Pisces	Рыбы	Virgo	Дева
Piscis Austrinus	Южная Рыба	Volans	Летучая Рыба
Puppis	Корма	Vulpecula	Лисичка
Pyxis	Компас		

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 П 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	$L_V \cdot 10^1$	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				

П 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	$m - M$	π	r	$m - M$	π	r
m	"		m	"		m	"		m	"		m	"		m	"	
-4,5	0,794	1,26	-2,2	0,275	3,64	0,0	0,100	10,0	-2,0	0,0398	25,1	+4,0	0,0158	63,1	+6,0	0,0063	158
-4,4	0,758	1,32	-2,1	0,263	3,80	+0,1	0,096	10,5	+2,1	0,0380	26,3	+4,1	0,0151	66,2	+6,1	0,0060	166
-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	0,0145	69,0	+6,2	0,0058	174
-4,2	0,690	1,45	-1,9	0,240	4,17	+0,3	0,087	11,5	+2,3	0,0347	28,8	+4,3	0,0138	72,5	+6,3	0,0055	182
-4,1	0,663	1,51	-1,8	0,229	4,37	+0,4	0,083	12,0	+2,4	0,0331	30,2	+4,4	0,0132	75,8	+6,4	0,0052	191
-4,0	0,631	1,58	-1,7	0,219	4,58	+0,5	0,079	12,6	+2,5	0,0316	31,6	+4,5	0,0126	79,4	+6,5	0,0050	200
-3,9	0,603	1,66	-1,6	0,209	4,78	+0,6	0,076	13,2	+2,6	0,0302	33,1	+4,6	0,0120	83,3	+6,6	0,0048	209
-3,8	0,575	1,74	-1,5	0,200	5,01	+0,7	0,072	13,8	+2,7	0,0288	34,7	+4,7	0,0115	87,0	+6,7	0,0046	219
-3,7	0,550	1,82	-1,4	0,191	5,23	+0,8	0,069	14,4	+2,8	0,0275	36,4	+4,8	0,0110	90,9	+6,8	0,0044	229
-3,6	0,525	1,91	-1,3	0,182	5,49	+0,9	0,066	15,1	+2,9	0,0263	38,0	+4,9	0,0105	95,1	+6,9	0,0042	240
-3,5	0,501	2,00	-1,2	0,174	5,75	+1,0	0,063	15,8	+3,0	0,0251	39,8	+5,0	0,0100	100	+7,0	0,0040	251
-3,4	0,478	2,09	-1,1	0,166	6,03	+1,1	0,060	16,6	+3,1	0,0240	41,7	+5,1	0,0096	105	+7,1	0,0038	263
-3,3	0,457	2,19	-1,0	0,158	6,31	+1,2	0,058	17,4	+3,2	0,0229	43,7	+5,2	0,0091	110	+7,2	0,0036	276
-3,2	0,437	2,29	-0,9	0,151	6,62	+1,3	0,055	18,2	+3,3	0,0219	45,7	+5,3	0,0087	115	+7,3	0,0035	288
-3,1	0,417	2,40	-0,8	0,144	6,93	+1,4	0,052	19,1	+3,4	0,0209	47,8	+5,4	0,0083	120	+7,4	0,0033	302
-3,0	0,398	2,51	-0,7	0,138	7,24	+1,5	0,050	20,0	+3,5	0,0200	50,1	+5,5	0,0079	126	+7,5	0,0032	316
-2,9	0,380	2,63	-0,6	0,132	7,58	+1,6	0,048	20,9	+3,6	0,0191	52,3	+5,6	0,0076	132	+7,6	0,0030	331
-2,8	0,363	2,75	-0,5	0,126	7,94	+1,7	0,046	21,9	+3,7	0,0182	55,0	+5,7	0,0072	138	+7,7	0,0029	347
-2,7	0,347	2,88	-0,4	0,120	8,33	+1,8	0,044	22,9	+3,8	0,0174	57,5	+5,8	0,0069	144	+7,8	0,0028	364
-2,6	0,331	3,02	-0,3	0,115	8,71	+1,9	0,042	24,0	+3,9	0,0166	60,2	+5,9	0,0066	151	+7,9	0,0026	380
-2,5	0,316	3,16	-0,2	0,110	9,09	+2,0	0,040	25,1	+4,0	0,0158	63,1	+6,0	0,0063	158	+8,0	0,0025	398
-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															

$m-M$ r , пк	$m-M$ r , пк	$m-M$ r , кпк	$m-M$ r , кпк	$m-M$ r , кпк	$m-M$ r , кпк	$m-M$ r , кпк	$m-M$ r , кпк
m	m	m	m	m	m	m	m
+8,0 398	+10,0 1000	+12,0 2,51	+14,0 6,31	+16,0 15,8	+18,0 39,8	+20,0 100	+23,0 398
+8,1 417	+10,1 1050	+12,1 2,63	+14,1 6,61	+16,1 16,6	+18,1 41,7	+20,1 105	+23,2 437
+8,2 437	+10,2 1100	+12,2 2,75	+14,2 6,90	+16,2 17,4	+18,2 43,7	+20,2 110	+23,4 478
+8,3 457	+10,3 1150	+12,3 2,88	+14,3 7,25	+16,3 18,2	+18,3 45,7	+20,3 115	+23,6 523
+8,4 478	+10,4 1200	+12,4 3,02	+14,4 7,59	+16,4 19,1	+18,4 47,8	+20,4 120	+23,8 575
+8,5 501	+10,5 1260	+12,5 3,16	+14,5 7,94	+16,5 20,0	+18,5 50,1	+20,5 126	+24,0 631
+8,6 523	+10,6 1320	+12,6 3,31	+14,6 8,33	+16,6 20,9	+18,6 52,3	+20,6 132	+24,2 690
+8,7 550	+10,7 1380	+12,7 3,47	+14,7 8,70	+16,7 21,9	+18,7 55,0	+20,7 138	+24,4 758
+8,8 575	+10,8 1440	+12,8 3,63	+14,8 9,09	+16,8 22,9	+18,8 57,5	+20,8 144	+24,6 833
+8,9 602	+10,9 1510	+12,9 3,80	+14,9 9,51	+16,9 24,0	+18,9 60,2	+20,9 151	+24,8 909
+9,0 631	+11,0 1580	+13,0 3,98	+15,0 10,0	+17,0 25,1	+19,0 63,1	+21,0 158	+25,0 1000
+9,1 662	+11,1 1660	+13,1 4,17	+15,1 10,5	+17,1 26,3	+19,1 66,2	+21,2 174	+25,5 1260
+9,2 690	+11,2 1740	+13,2 4,36	+15,2 11,0	+17,2 27,6	+19,2 69,0	+21,4 191	+26,0 1580
+9,3 725	+11,3 1820	+13,3 4,57	+15,3 11,5	+17,3 28,8	+19,3 72,5	+21,6 209	+26,5 2000
+9,4 758	+11,4 1910	+13,4 4,79	+15,4 12,0	+17,4 30,2	+19,4 75,8	+21,8 229	+27,0 2510
+9,5 794	+11,5 2000	+13,5 5,01	+15,5 12,6	+17,5 31,6	+19,5 79,4	+22,0 251	+27,5 3160
+9,6 833	+11,6 2090	+13,6 5,25	+15,6 13,2	+17,6 33,1	+19,6 83,3	+22,2 276	+28,0 3980
+9,7 870	+11,7 2190	+13,7 5,50	+15,7 13,8	+17,7 34,7	+19,7 87,0	+22,4 302	+28,5 5010
+9,8 909	+11,8 2290	+13,8 5,75	+15,8 14,4	+17,8 36,4	+19,8 90,9	+22,6 331	+29,0 6310
+9,9 951	+11,9 2400	+13,9 6,03	+15,9 15,1	+17,9 38,0	+19,9 95,1	+22,8 364	+29,5 7940
+10,0 1000	+12,0 2510	+14,0 6,31	+16,0 15,8	+18,0 39,8	+20,0 100,0	+23,0 398	+30,0 10000

П 2.5. Переход от экваториальных координат (α , δ) к галактическим (l , b)

Северное полушарие

$\alpha \backslash \delta$	$+90^\circ$	$+80^\circ$	$+70^\circ$	$+60^\circ$	$+50^\circ$	$+40^\circ$	$+30^\circ$	$+20^\circ$	$+10^\circ$	0°
	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$	$l \quad b$
h m										
0 0	123°+27°	121°+18°	119°+ 8°	117°— 2°	115°—12°	113°—22°	111°—31°	108°—41°	104°—51°	98°—60°
20	123 +27	122 +17	120 + 8	119 — 2	118 —12	117 —22	116 —32	113 —42	111 —52	108 —62
40	123 +27	123 +17	122 + 7	122 — 3	122 —13	121 —23	121 —33	120 —43	119 —53	118 —63
1 0	123 +27	124 +17	124 + 7	124 — 3	125 —13	125 —23	126 —33	127 —43	127 —53	129 —62
20	123 +27	124 +17	126 + 8	127 — 2	128 —12	129 —22	131 —32	133 —42	135 —52	139 —62
40	123 +27	125 +18	127 + 8	129 — 2	131 —12	133 —22	136 —31	139 —41	143 —51	149 —60
2 0	123 +27	126 +18	129 + 8	132 — 1	135 —11	137 —21	141 —30	145 —40	150 —49	158 —58
20	123 +27	127 +18	131 + 9	134 — 1	138 —10	141 —19	145 —29	150 —38	157 —47	165 —55
40	123 +27	128 +18	132 + 9	136 — 0	141 — 9	145 —18	150 —27	156 —36	163 —44	172 —52
3 0	123 +27	129 +19	134 +10	139 + 1	144 — 7	149 —16	154 —25	160 —33	168 —41	177 —48
20	123 +27	129 +19	135 +11	141 + 3	146 — 6	152 —14	158 —22	165 —30	173 —38	182 —45
40	123 +27	130 +20	137 +12	143 + 4	149 — 4	155 —12	162 —20	169 —27	177 —34	187 —41
4 0	123 +27	131 +20	138 +13	145 + 6	151 — 2	158 — 9	165 —17	172 —24	181 —31	190 —37
20	123 +27	132 +21	139 +14	147 + 7	154 — 0	161 — 7	168 —14	176 —20	184 —27	194 —33
40	123 +27	132 +22	140 +16	148 + 9	156 + 3	163 — 4	171 —10	179 —17	188 —23	197 —28
5 0	123 +27	133 +22	142 +17	150 +11	158 + 5	166 — 1	174 — 7	182 —13	191 —19	200 —24
20	123 +27	133 +23	142 +19	151 +13	160 + 8	168 + 2	176 — 4	185 — 9	193 —15	202 —20
40	123 +27	133 +24	143 +20	153 +15	162 +11	170 + 5	179 — 0	187 — 5	196 —10	205 —15
6 0	123 +27	134 +25	144 +22	154 +18	163 +13	172 + 9	181 + 4	190 — 1	198 — 6	207 —11
20	123 +27	134 +26	145 +23	155 +20	165 +16	174 +12	183 + 8	192 + 3	201 — 2	210 — 6
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

α	δ	+ 90°		+ 80°		+ 70°		+ 60°		+ 50°		+ 40°		+ 30°		+ 20°		+ 10°		0°	
		<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>	<i>l</i>	<i>b</i>
h m																					
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	

Северное полушарие

$\frac{\delta}{\alpha}$		$+90^\circ$	$+80^\circ$	$+70^\circ$	$+60^\circ$	$+50^\circ$	$+40^\circ$	$+30^\circ$	$+20^\circ$	$+10^\circ$	0°
h	m	t	b	t	b	t	b	t	b	t	b
15	0	123°+27°	116°+36°	108°+43°	98°+51°	84°+56°	66°+60°	46°+61°	26°+59°	10°+55°	357°+48°
20	0	123+27	116+35	107+42	95+49	82+53	65+56	47+57	29+55	14+50	2+45
40	0	123+27	115+34	105+41	94+46	80+50	64+53	47+53	32+50	18+46	7+41
16	0	123+27	114+33	104+40	92+44	78+47	63+49	48+48	34+46	21+42	10+37
20	0	123+27	114+33	103+38	91+42	77+44	63+45	49+44	36+42	27+33	14+33
40	0	123+27	113+32	102+36	90+39	77+41	64+41	51+40	38+37	27+33	17+28
17	0	123+27	113+32	101+35	89+37	77+38	64+37	52+36	40+33	30+29	20+24
20	0	123+27	112+31	101+33	89+35	77+35	65+34	53+31	42+28	32+24	22+20
40	0	123+27	112+29	100+30	89+30	78+28	66+30	54+27	44+24	34+20	25+15
18	0	123+27	112+28	100+28	89+27	78+25	68+22	56+23	46+20	36+15	27+11
20	0	123+27	112+27	101+26	90+25	79+22	69+19	59+15	48+15	39+11	30+6
40	0	123+27	112+26	101+25	90+22	80+19	71+15	61+11	50+11	41+7	32+2
19	0	123+27	112+25	102+23	92+17	82+16	72+12	63+7	54+3	43+2	34+2
20	0	123+27	112+24	103+20	93+15	85+13	74+8	65+3	57+2	45+2	37+7
40	0	123+27	113+23	104+18	95+13	86+8	76+5	67+0	59+6	48+6	39+11
20	0	123+27	113+22	105+17	96+11	88+5	80+1	72+7	62+10	53+15	44+20
40	0	123+27	114+22	106+16	98+9	90+3	83+4	75+11	67+17	56+19	47+24
21	0	123+27	115+21	107+14	100+7	92+0	85+7	78+14	70+21	62+27	49+29
20	0	123+27	115+20	108+13	101+6	95+2	88+10	81+17	74+24	66+31	53+33
40	0	123+27	116+20	109+12	103+4	97+4	91+12	85+20	78+27	69+35	56+37
22	0	123+27	117+19	111+11	105+3	100+6	94+14	88+22	82+30	74+38	64+45
40	0	123+27	117+19	112+10	108+1	103+7	98+16	92+25	86+33	79+41	69+49
23	0	123+27	118+18	114+9	110+0	106+9	101+18	97+27	91+36	84+44	75+52
20	0	123+27	119+18	115+9	112+1	109+10	105+19	101+29	96+38	90+47	81+55
40	0	123+27	120+18	117+8	114+1	112+11	109+21	106+30	102+40	97+49	89+57
0	0	123+27	121+18	119+8	117+2	115+12	113+22	111+31	108+41	104+51	98+60

Южное полушарие

$\delta \backslash \alpha$	-90° $l \quad h$	-80° $l \quad h$	-70° $l \quad h$	-60° $l \quad h$	-50° $l \quad h$	-40° $l \quad h$	-30° $l \quad h$	-20° $l \quad h$	-10° $l \quad h$	0° $l \quad h$
$h \quad m$										
0 0	303°—27°	306°—37°	309°—47°	314°—56°	322°—66°	339°—74°	16°—79°	64°—77°	87°—69°	98°—60°
20	303 —27	305 —37	307 —47	310 —57	315 —67	327 —76	9 —83	80 —80	100 —71	108 —62
40	303 —27	303 —37	304 —47	305 —57	307 —67	311 —77	310 —87	107 —82	116 —72	118 —63
1 0	303 —27	302 —37	302 —47	300 —57	298 —67	293 —77	261 —86	142 —82	132 —72	129 —62
20	303 —27	301 —37	299 —47	296 —57	290 —67	278 —76	236 —83	168 —80	147 —71	139 —62
40	303 —27	300 —37	297 —47	292 —56	283 —65	266 —74	229 —79	183 —76	160 —69	149 —60
2 0	303 —27	299 —37	294 —46	288 —55	277 —63	258 —71	227 —74	192 —72	170 —66	158 —58
20	303 —27	298 —37	292 —45	284 —54	272 —62	253 —67	226 —70	198 —68	178 —62	165 —55
40	303 —27	297 —36	290 —45	281 —52	267 —59	249 —64	226 —66	203 —64	185 —59	172 —52
3 0	303 —27	296 —36	288 —43	278 —51	264 —56	246 —60	226 —61	206 —59	190 —55	177 —48
20	303 —27	296 —35	287 —42	275 —49	262 —53	245 —56	227 —57	209 —55	194 —51	182 —45
40	303 —27	295 —34	285 —41	274 —46	260 —50	244 —53	227 —53	212 —50	198 —46	187 —41
4 0	303 —27	294 —34	284 —40	272 —44	258 —47	243 —49	228 —48	214 —46	201 —42	190 —37
20	303 —27	294 —33	283 —38	271 —42	257 —44	243 —45	229 —44	216 —41	204 —38	194 —33
40	303 —27	293 —32	282 —36	270 —39	257 —41	244 —41	231 —40	218 —37	207 —33	197 —28
5 0	303 —27	293 —32	281 —35	269 —37	257 —38	244 —37	232 —36	220 —33	210 —29	200 —24
20	303 —27	292 —31	281 —33	269 —35	257 —35	245 —34	233 —31	222 —28	212 —24	202 —20
40	303 —27	292 —30	280 —32	269 —32	257 —31	246 —30	234 —27	224 —24	214 —20	205 —15
6 0	303 —27	292 —29	280 —30	269 —30	258 —28	247 —26	236 —23	226 —20	216 —15	207 —11
20	303 —27	292 —28	280 —28	269 —27	258 —25	248 —22	238 —19	228 —15	219 —11	210 — 6
40	303 —27	292 —27	281 —26	270 —25	259 —22	249 —19	239 —15	230 —11	221 — 7	212 — 2
7 0	303 —27	292 —26	281 —25	270 —22	260 —19	251 —15	241 —11	232 — 7	223 — 2	214 + 2
20	303 —27	292 —26	281 —23	271 —20	262 —16	252 —12	243 — 7	234 — 3	225 + 2	217 + 7
40	303 —27	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
11 m										
8 0	303°-27°	293°-24°	283°-20°	273°-15°	265°-10°	256°-5°	247° 0°	239°+6°	230°+11°	221°+16°
20	303-27	293-23	284-18	275-13	266-8	258-2	250+4	242+10	233+15	224+20
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
20	303-27	295-21	287-14	280-7	272 0	265+7	258+14	250+21	242+27	233+33
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
20	303-27	297-19	291-11	285-3	280+6	274+14	268+22	262+30	254+38	244+45
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
20	303-27	299-18	295-9	292+1	289+10	285+19	281+29	276+38	270+47	261+55
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
20	303-27	302-17	300-8	299+2	298+12	297+22	296+32	294+42	291+52	288+62
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
20	303-27	304-17	306-8	307+2	308+12	309+22	311+32	313+42	315+52	319+62
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
20	303-27	307-18	311-9	314+1	318+10	321+19	325+29	330+38	337+47	345+55
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
20	303-27	309-19	315-11	321-3	326+6	332+14	338+22	345+30	353+38	2+45
40	303-27	310-20	317-12	323-4	329+4	335+12	342+20	349+27	357+34	7+41

Южное полушарие

δ		-90°		-80°		-70°		-60°		-50°		-40°		-30°		-20°		-10°		0°				
α	h	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b	l	b			
16	0	303°-27°	311°-20°	318°-13°	325°-6°	331°+2°	338°+9°	345°+17°	352°+24°	1°+31°	10°+37°	17	0	303°-27°	312°-21°	319°-14°	327°-7°	334° 0	341°+7°	348°+14°	356°+20°	1°+31°	10°+37°	
	20	303°-27°	312°-22°	320°-16°	328°-9°	336°-3°	343°+4°	351°+10°	359°+17°	8°+23°	14°+33°		20	303°-27°	313°-22°	322°-17°	330°-11°	338°-5°	346°+1°	354°+7°	2°+13°	11°+19°	10°+37°	
	40	303°-27°	312°-22°	320°-16°	328°-9°	336°-3°	343°+4°	351°+10°	359°+17°	8°+23°	14°+33°		40	303°-27°	313°-23°	322°-19°	331°-13°	340°-8°	348°-2°	356°+20°	13°+15°	22°+20°	10°+37°	
18	0	303°-27°	313°-24°	323°-20°	333°-15°	342°-11°	350°-5°	359° 0		16°+10°	25°+15°	19	0	303°-27°	313°-25°	324°-22°	334°-18°	343°-13°	352°-8°	1°-4°	10°+1°	18°+6°	27°+11°	
	20	303°-27°	314°-26°	325°-23°	335°-20°	345°-16°	354°-12°	3°-8°	12°-3°	21°+2°	30°+6°		20	303°-27°	314°-26°	325°-23°	335°-20°	345°-16°	354°-12°	3°-8°	12°-3°	21°+2°	30°+6°	
	40	303°-27°	314°-27°	325°-25°	336°-22°	346°-19°	356°-16°	5°-12°	14°-7°	23°-3°	32°+2°		40	303°-27°	314°-27°	325°-25°	336°-22°	346°-19°	5°-12°	14°-7°	23°-3°	32°+2°	30°+6°	
20	0	303°-27°	314°-27°	325°-27°	336°-25°	347°-22°	357°-19°	7°-15°	16°-11°	25°-7°	34°-2°	21	0	303°-27°	314°-28°	326°-28°	337°-27°	348°-25°	358°-23°	28°-11°	37°-7°	34°-2°	30°+6°	
	20	303°-27°	314°-28°	326°-30°	337°-30°	349°-29°	359°-26°	10°-24°	20°-20°	30°-16°	39°-11°		20	303°-27°	314°-28°	326°-30°	337°-30°	349°-29°	359°-26°	30°-16°	39°-11°	37°-7°	30°+6°	
	40	303°-27°	314°-29°	326°-30°	337°-30°	349°-29°	359°-26°	10°-24°	20°-20°	30°-16°	39°-11°		40	303°-27°	314°-29°	326°-30°	337°-30°	349°-29°	359°-26°	30°-16°	39°-11°	37°-7°	30°+6°	
22	0	303°-27°	314°-30°	326°-32°	337°-32°	349°-32°	359°-29°	12°-28°	22°-24°	32°-20°	41°-16°	23	0	303°-27°	314°-31°	325°-33°	337°-35°	349°-35°	359°-32°	369°-30°	379°-28°	48°-25°	58°-23°	41°-16°
	20	303°-27°	314°-31°	325°-33°	337°-35°	349°-35°	359°-32°	13°-32°	24°-29°	34°-25°	44°-20°		20	303°-27°	314°-32°	325°-34°	338°-36°	350°-36°	360°-34°	370°-32°	380°-30°	49°-27°	59°-25°	44°-20°
	40	303°-27°	314°-32°	325°-35°	337°-37°	349°-38°	359°-35°	14°-36°	26°-33°	37°-29°	47°-24°		40	303°-27°	314°-33°	325°-36°	339°-38°	351°-38°	361°-36°	371°-34°	381°-32°	49°-29°	59°-27°	47°-24°
24	0	303°-27°	313°-32°	324°-37°	336°-40°	349°-41°	2°-42°	16°-40°	28°-38°	39°-34°	49°-29°	25	0	303°-27°	313°-33°	323°-38°	335°-42°	349°-45°	3°-45°	17°-44°	30°-42°	42°-38°	53°-33°	49°-29°
	20	303°-27°	312°-33°	323°-38°	335°-42°	349°-45°	3°-45°	17°-44°	30°-42°	42°-38°	53°-33°		20	303°-27°	312°-34°	322°-40°	334°-44°	348°-48°	2°-49°	18°-49°	32°-46°	45°-42°	56°-37°	49°-29°
	40	303°-27°	312°-34°	322°-40°	334°-44°	348°-48°	2°-49°	18°-49°	32°-46°	45°-42°	56°-37°		40	303°-27°	312°-35°	322°-41°	334°-47°	346°-51°	2°-53°	19°-53°	34°-51°	48°-47°	59°-37°	49°-29°
26	0	303°-27°	311°-35°	321°-41°	332°-47°	346°-51°	2°-53°	19°-53°	34°-51°	48°-47°	60°-41°	27	0	303°-27°	310°-35°	319°-42°	330°-49°	344°-54°	1°-57°	19°-57°	37°-55°	52°-51°	64°-45°	60°-41°
	20	303°-27°	310°-35°	319°-42°	330°-49°	344°-54°	1°-57°	19°-57°	37°-55°	52°-51°	64°-45°		20	303°-27°	310°-36°	318°-44°	328°-51°	342°-57°	359°-61°	20°-62°	40°-60°	57°-55°	69°-49°	60°-41°
	40	303°-27°	310°-36°	318°-44°	328°-51°	342°-57°	359°-61°	20°-62°	40°-60°	57°-55°	69°-49°		40	303°-27°	310°-37°	317°-45°	327°-52°	341°-59°	357°-64°	20°-66°	44°-64°	62°-59°	75°-52°	60°-41°
28	0	303°-27°	309°-36°	316°-45°	325°-52°	338°-59°	357°-64°	20°-66°	44°-64°	62°-59°	75°-52°	29	0	303°-27°	308°-37°	314°-46°	322°-54°	334°-62°	353°-68°	20°-70°	48°-68°	68°-63°	81°-55°	75°-52°
	20	303°-27°	308°-37°	314°-46°	322°-54°	334°-62°	353°-68°	20°-70°	48°-68°	68°-63°	81°-55°		20	303°-27°	307°-37°	311°-46°	318°-55°	329°-64°	347°-71°	19°-75°	54°-73°	77°-66°	89°-58°	75°-52°
	40	303°-27°	307°-37°	311°-46°	318°-55°	329°-64°	347°-71°	19°-75°	54°-73°	77°-66°	89°-58°		40	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°	81°-55°
30	0	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°	31	0	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°	81°-55°
	20	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°		20	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°	81°-55°
	40	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°		40	303°-27°	306°-37°	309°-47°	314°-56°	322°-66°	339°-74°	16°-79°	64°-77°	87°-69°	98°-60°	81°-55°

П 2.6. Характеристики спектральных классов
по гарвардской классификации

Относительное число (%) звезд до $8^m,5$ по HD

№	Класс	Характеристика спектра, цвет звезды	Температура, °C	Типичные звезды
<1	WR	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
1	O	Линии водорода, гелия, ионизованного гелия, многократно ионизованных кремния, углерода, азота, кислорода. Цвет голубоватый	25 000— 50 000°	ξ Кормы λ Ориона ξ Персея λ Цефея
10	B	Линии поглощения гелия, водорода (усиливаются к классу A). Слабые линии H и K ионизованного кальция. Цвет голубовато-белый	15 000— 25 000°	ι Ориона ϵ Ориона α Девы
22	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°	γ Персея γ Ориона α Большого Пса
19	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°	α Малого Пса α Персея α Кормы
14	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 β Южной Гидры
31	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 β Близнецов α Тельца
3	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 α Скорпиона o Кита

П 2.7. Свечимости M_V для звезд
различных последовательностей на диаграмме Г — Р

Sp	Ia	Ib	II	III	IV	V	VI*)	VII
O5	$-6^m.4$			$-5^m.4$		$-5^m.7$		
B0	-6.7	$-6^m.1$	$-5^m.4$	-5.0	$-4^m.7$	-4.1		$+10^m.2$
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	$+1.4$	$+2.3$	$+3.4$	$+4^m.8$	$+13.6$
G0	-7.5	-4.7	-2.1	$+1.1$	$+2.9$	$+4.4$	$+5.7$	$+14.3$
G5	-7.5	-4.7	-2.1	$+0.7$	$+3.1$	$+5.1$	$+6.4$	$+14.9$
K0	-7.5	-4.6	-2.1	$+0.5$	$+3.2$	$+5.9$	$+7.3$	$+15.3$
K5	-7.5	-4.6	-2.2	-0.2		$+7.3$	$+8.4$	$+15$
M0	-7.5		-2.3	-0.4		$+9.0$	$+10$	$+15$
M2	-7		-2.4	-0.6		$+10.0$	$+12$	
M5				-0.8		$+11.8$	$+14$	
M8						$+16$	$+16$	

*) Население II типа (сферической составляющей).

П 2.8. Нормальные цвета звезд различных спектральных классов
и классов светимости и болометрические поправки (В. С.)

Sp	$(E-V)_0$	$(U-B)_0$	В. С.	Sp	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	В. С.
O5 V	$-0^m.34$	$-1^m.17$	$-4^m.0$	G0 III	$+0^m.66$	$+0^m.26$	$-0^m.03$
B0 V	-0.31	-1.08	-2.8	G5 III	$+0.81$	$+0.45$	-0.2
B5 V	-0.18	-0.58	-1.5	K0 III	$+0.99$	$+0.76$	-0.5
A0 V	-0.02	-0.02	-0.40	K5 III	$+1.50$	$+1.64$	-0.9
A5 V	$+0.15$	$+0.12$	-0.12	M0 III	$+1.54$	$+1.71$	-1.6
F0 V	$+0.20$	$+0.08$	-0.06	M5 III	$+1.57$	$+2.2$	-2.8
F5 V	$+0.42$	$+0.00$	0.00	B0 I	-0.26	-1.10	-3
G0 V	$+0.58$	$+0.10$	-0.03	A0 I	$+0.10$	$+0.48$	-0.5
G5 V	$+0.68$	$+0.23$	-0.07	F0 I	$+0.19$	$+0.22$	-0.1
K0 V	$+0.81$	$+0.46$	-0.19	G0 I	$+0.71$	$+0.54$	-0.1
K5 V	$+1.15$	$+1.05$	-0.60	G5 I	$+1.01$	$+0.83$	-0.3
M0 V	$+1.45$	$+1.28$	-1.19	K0 I	$+1.35$	$+1.39$	-0.7
M5 V	$+1.63$	$+1.2$	-2.3	K5 I	$+1.60$	$+1.80$	-1.3
M8 V	$+1.8$			M0 I	$+1.94$	$+1.9$	-1.9
				M5 I	$+2.14$		-3.2

П 2.9. S_p , M , R и L для разных последовательностей
(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	1,0	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

П 2.10. 50 самых ярких звезд

№ № пп	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	Γ	Sp	π 0",001	μ 0",001	V_r , км/с	M_V	L_\odot
1	α CMa Сирнус	6 ^h 43 ^m	-16°35'	-1 ^m .46	A1 V	375	1321	-8 ^v	+1 ^m .4	23
2	α Car Канопус	6 23	-52 40	-0,75	F0 Ib-II	18	25	+20,5	-4,7	6500
3	α Boo Арктур	14 13	+19 27	-0,05 ^v	K2 IIIp	90	2285	-5,3	-0,2	102
4	α Lyr Vega	18 35	+38 44	+0,03 ^v	A0V	123	345	-13,9	+0,5	51
5	α Cen Толиман	14 36	-60 38	0,06	G2V+K5V	751	3675	+25 ^v	+4,3	1,6
6	α Aur Капелла	5 13	+45 57	0,08 ^v	G8 III-F	73	436	+30 ^v	-0,6	150
7	β Ori Ригель	5 12	-08 15	0,13 ^v	B8 Ia	3	1	+21 ^v	-7,0	53700
8	α CMi Прокцион	7 37	+05 21	0,37 ^v	F5IV-V	288	1248	-3 ^v	+2,6	7,8
9	α Ori Бетельгейзе	5 52	+07 24	0,42 ^v	M2 Ia	5	29	+21 ^v	-6	21300
10	α Eri Ахернар	1 36	-57 29	0,47	B5IV-V	32	98	+19 ^v	-2,2	650
11	β Cen Хадар	14 00	-50 08	0,59 ^v	B1 II	16	35	-12 ^v	-5,0	850
12	α Aql Альтаир	19 48	+08 44	0,76	A7IV-V	198	658	-26,3	+2,3	10,2
13	α Cru Акрукс	12 21	-62 49	0,79	B2 IV+B1 V	8	43	-11 ^v	-3,5	2140
14	α Tau Альдебаран	4 33	+16 25	0,86 ^v	K5III	48	203	+54,1	-0,7	162
15	α Sco Антарес	16 26	-26 19	0,91 ^v	M1 Ib+B4 V	19	30	+3,2 ^v	-4,7	6500
16	α Vir Спика	13 23	-10 54	0,97 ^v	B1V+B3V	21	52	+1,0 ^v	-3,4	1950
17	β Gem Поллукс	7 42	+28 09	1,14 ^v	K0III	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 Мимоза	12 45	-59 09	1,25 ^v	B0,5IV	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 Кастор	7 31	+32 00	1,58	A1V+A1Vn+ +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	M3II	15	273	+21	-2,5	850
27	ρ Tau Эль-Нат	5 23	+28 34	1,65	B7 III	19	178	+8	-2,0	540
28	β Car Минтаидус	9 13	-69 31	1,68	A0III	38	184	-5	-0,4	123
29	ϵ Ori Аинлам	5 34	-01 14	1,70	B0 Ia	2	0	+26	-6,7	40700

№№ 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	22h05m	-47°12'	1 ^m 74 ^v ?	B5 V	51	195	+12	+0 ^m 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 ^v ?	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 Аустралис	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 Авнор	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 Металх	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 Hya Альфард	9 25	-08 26	1,99 ^v ?	K4 III	17	34	-4	-0,4	123
48	θ Cet Мира	2 17	-03 12	2,0 ^v	M6e III	13	233	+64 ^v	-1,0	214
49	α Ari Хамаль	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, $a = 7^{\circ}50$, $P = 50^{\text{д}}1$; $M_A = 2,31 \odot$, $M_B = 0,98 \odot$. 3. NSV 6603; 4. ADS 11510, опт. сп. $9^{\text{м}}5$, на расст. $57''$; NSV 660; Bera = NSV 11128. 5. Дв. CoD—60°5293 A и B, $a = 17^{\circ}58$, $P \approx 80^{\text{д}}$, еще сп. $9^{\text{м}}$, $17''$, общ. μ . 6. ADS 3841, сп. и интерф. дв. $a = 0^{\circ}054$, $P = 104^{\text{д}}9$, $\Delta t = 0^{\text{м}}1$; общ. μ с дв. $10^{\text{м}}$ и $13^{\text{м}}7$ на расст. $723''$ (между комп. $\sim 4''$). 7. ADS 3823, сп. $7^{\text{м}}4$ на расст. $10''$; A—сп. дв.; B—физ. дв.: $\Delta t = 0^{\text{м}}$, $\mu = 0^{\circ}4$. Ригель = NSV 1882. 8. ADS 6251 и сп. дв. — NSV 3672; сп. $10^{\text{м}}$, 7—белый карлик DF, $a = 4^{\circ}55$, $P = 40^{\text{д}}65$. 9. ADS 4506; A—полуправ. пер. и сп. дв.; B— $11^{\text{м}}$ на расст. $176''$. 10. М.б. сп. дв. 7. 11. Сп. $4^{\text{м}}$ на расст. $1^{\circ}3$; β Cep—перем. P с ампл. $0^{\text{м}}02$ и циклом $3^{\text{ч}}-3^{\text{ч}}5$. 12. ADS 13009, опт. сп., $\Delta t = 8^{\text{м}}7$ на расст. $165''$. 13. Дв. $\Delta t = 0^{\text{м}}5$ расст. $4^{\circ}4$, A—сп. дв. $59^{\text{д}}3$, B—сп. дв. $56^{\text{д}}$. 14. ADS 3321. B— $13^{\text{м}}5$, dM2, на расст. $31''$; A—перем. ампл. $0^{\text{м}}2$. 15. ADS 10074, B— $6^{\text{м}}8$, B4 на расст. $3^{\circ}4$, общ. μ ; A—полуправ. пер., ампл. $0^{\text{м}}9$, $P = 1733^{\text{д}}$. 16. Сп. дв. и затм. (алголь) с $P = 4^{\text{д}}01$, ампл. $0^{\text{м}}1$. 17. ADS 6335, NSV 3712; опт. сп. $8^{\text{м}}8$ на расст. $201''$. 19. Дв., $\Delta t = 10^{\text{м}}0$, C5—C7, на расст. $44''$; A—перем. типа β Cma, $0^{\text{д}}25$, ампл. $0^{\text{м}}07$. 20. ADS 14172, $\Delta t = 10^{\text{м}}4$, на расст. $76''$, A—const. 21. Четверная, ADS 7654; B на расст. $177''$, с общими μ , V_r и λ , состоит из двух: $7^{\text{м}}6$, K2 и $13^{\text{м}}$, разд. $4''$ сп. D на расст. $217''$, общ. μ . 22. ADS 5654, сп. $7^{\text{м}}9$ на расст. $8^{\circ}2$. 23. Шестерная ADS 6175 AB: $2^{\text{м}}0$ и $2^{\text{м}}8$, $a = 6^{\circ}30$, $P = 420^{\text{д}}$, C=YY Gem—

алголь на расст. $73''$ от AB— $8^{\text{м}}6$ и $9^{\text{м}}1$, dM1e + + dM1c; все три комп.—сп. дв.: периоды колеб. блеска и V_r $9^{\text{д}}2$, $2^{\text{д}}9$ и $0^{\text{д}}8$. 24. Сп. дв. $15^{\text{д}}6$. 25. NSV 1972, ампл. $0^{\text{м}}05$. 26. NSV 5672, ампл. $0^{\text{м}}06$; опт. сп. $6^{\text{м}}4$, A2 на расст. $111''$. 28. Сп. $11^{\text{м}}5$ на расст. $29''$. 30. NSV 14040. 31. Перем. типа α CVn, ампл. $0^{\text{м}}03$, $P = 5^{\text{д}}1$; сп. дв. с $P = 4^{\text{д}}15$ и $0^{\text{д}}95$. 32. NSV 2553, ADS 4263, $\Delta t = 2^{\text{м}}2$, B3n на расст. $2^{\circ}5$. 33. ADS 8035, сп. $4^{\text{м}}9$, F, $a = 0^{\circ}63$, $P = 44^{\text{д}}7$. 34. NSV 1125, $\Delta V = 0^{\text{м}}14$. 36. Сп. $13^{\text{м}}1$ на расст. $32^{\circ}5$. 37. NSV 3424, $\Delta V = 0^{\text{м}}08$. 38. NSV 6450. 39. NSV 4058, ампл. $0^{\text{м}}12$, м.б. затм. с $P = 885^{\text{д}}$ сп. дв. $^?$. 41. ADS 4556; A—сп. дв. и затм. дв. с ампл. $0^{\text{м}}13$ и $P = 4^{\text{д}}$; B— $10^{\text{м}}8$ на расст. $185''$, C— $14^{\text{м}}1$ на расст. $13''$. 42. Астрометр. дв. с $P = 12^{\text{д}}9$; комб. V_r с $P = 0^{\text{д}}13$. 44. Физ. сп. $6^{\text{м}}5$ на расст. $3^{\circ}5$; еще сп. (дв. $11^{\text{м}}$ и $13^{\text{м}}$, расст. $6''$) $10^{\text{м}}$ на расст. $69''$, общ. μ . 45. Сп. дв. $11^{\text{д}}75$; NSV 13060. 46. Прототип перем., ампл. $0^{\text{м}}07$, $P_1 = 0^{\text{д}}2500$, $P_2 = 0^{\text{д}}2513$, период биений $49^{\text{д}}124$; V_r имеет периоды $0^{\text{д}}25$ и $49^{\text{д}}$. 47. NSV 4496, $\Delta V = 0^{\text{м}}08$; сп. B— $9^{\text{м}}5$, 283° . 48. Прототип долгопер. пер. $\bar{P} = 331^{\text{д}}9$, ср. ампл. $8^{\text{м}}$; ADS 1778, физ. сп. $10^{\text{м}}$ на расст. $\leq 0^{\circ}9$ = новоподобная пер. VZ Cen, спектр Ne. 49. NSV 725, $\Delta V = 0^{\text{м}}06$. 50. ADS 1477, A=CW, $\Delta V = 0^{\text{м}}15$, $P = 3^{\text{д}}970$; B— $8^{\text{м}}2$, F3V на расст. $18^{\circ}3$, $217''$; еще сп. C— $13^{\text{м}}43''$ и D— $14^{\text{м}}83''$; α UMi сп. дв. с двумя P : $3^{\text{д}}97$ и $30^{\text{д}}5$; сп. B имеет сп. $11^{\text{м}}0$ на расст. $1^{\circ}18$, 233° .

П 2.11. 50 самых близких звезд

№ № п/п	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	Sp	$\times 1000$ $K_0 \times 10^4$	r , ПК	μ	θ	$V_{r, \text{км} \cdot \text{с}^{-1}}$	M_V	$L_V (\odot = 1)$
1	Солнце	—	—	$-26^m 73$	G2V	—	—	—	—	—	$+4^m 83$	1
2	Проксима (α Сеп C)	$14^h 26^m 3$	$-62^\circ 28'$	$11,05_v$	M5eV	762	1,32	$3'',85$	282°	-16_{vs}	$+15,45_v$	0,000056
3	α Сеп A	14 36,2	$-60 38$	0,32	G2V	754	1,34	3,68	281	-22_v	$+4,76$	1,06
4	α Сеп B	14 36,2	$-60 38$	1,72	K4V	754	1,34	3,68	281	-22	6,16	0,293
5	Барнарда	17 55,4	$+04 33$	9,54	M5V	552	1,81	10,31	356	-108_{ws}	13,25	0,000127
6	Вольф 359	10 54,1	$+07 19$	$13,53_v$	M8eV	431	2,33	4,71	235	$+13$	$16,68_v$	0,000018
7	$+36^\circ 2147$	11 00,5	$+36 18$	7,50	M2V	402	2,50	4,78	187	-86_{vs}	10,49	0,0053
8	α Сма A (Сирнус)	6 42,9	$-16 39$	$-1,46$	A1Vm	377	2,66	1,33	204	-8_v	1,46	22,2
9	α Сма B	6 42,9	$-16 39$	8,67	DA5	377	2,66	1,33	204	—	11,55	0,00204
10	L 726—8A	1 36,4	$-18 13$	12,45	M5,6eV	365	2,73	3,36	80	$+29$	15,27	0,000067
11	L 726—8B	1 36,4	$-18 13$	$12,95_v$	dM6e	365	2,73	3,36	80	$+32$	15,8_v	0,000041
12	Росс 154	18 46,7	$-23 53$	10,6_v	dM4e	345	2,90	0,72	103	-4	13,3_v	0,00041
13	Росс 248	23 39,4	$+43 55$	12,29	dM6e	317	3,16	1,59	176	-81	14,80	0,000102
14	ε Eri	3 30,6	$-09 38$	3,73	K2V	305	3,30	0,98	271	$+16$	6,13	0,30
15	L 789—G	22 35,8	$-15 36$	12,18	dM7e	303	3,30	3,26	46	-60	14,60	0,00012
16	Росс 128	11 45,1	$+01 06$	11,10	M4V	301	3,32	1,37	151	-13	13,50	0,00034
17	61 Cyg A	21 04,7	$+38 30$	5,22	K3,5V	292	3,40	5,21	52	$-64,3$	7,58	0,080
18	61 Cyg B	21 04,7	$+38 30$	6,03	K4,7V	292	3,40	5,21	52	-64	8,39	0,038
19	ε Ind	21 59,6	$-57 00$	4,68	K3V	291	3,44	4,69	123	$-10,4$	7,00	0,135
20	α CMi A	7 36,7	$+05 21$	0,37	F51V—V	287	3,49	1,25	214	-3_v	2,64	7,5
21	α CMi B	7 36,7	$+05 21$	10,7	DF	287	3,49	1,25	214	—	13,0	0,00054
22	$+59^\circ 1915$ A	18 42,2	$+59 33$	8,90	M3,0V	283	3,53	2,30	324	$+0_{vs}$	11,15	0,0030
23	$+59^\circ 1915$ B	18 42,2	$+59 33$	9,69	dM5	283	3,53	2,28	324	$+10$	11,94	0,00143
24	$+43^\circ 44$ A	0 15,5	$+43 44$	8,07	M1V	282	3,55	2,90	82	$+13_{Bb}$	10,32	0,0064
25	$+43^\circ 44$ B	0 15,5	$+43 44$	$11,04_v$	M6V	282	3,55	2,90	82	$+20$	$13,29_v$	0,00041
26	$-36^\circ 15693$	23 02,6	$-36 08$	7,36	M2V	279	3,58	6,90	79	$+10_{vs}$	9,59	0,0124
27	τ Ccl	1 41,7	$-16 12$	3,50	G8pV1	273	3,62	1,91	297	-16	5,72	0,442
28	$+5^\circ 1668$ CMi	7 24,7	$+05 23$	9,82	dM5	268	3,72	3,73	171	$+26$	11,98	0,0014
29	L 725—32	1 10,0	$-17 17$	11,6	dM2e	261	3,83	1,36	—	—	13,4	0,00037
30	$-39^\circ 14192$	21 14,3	$-39 04$	6,67	M0V	260	3,81	3,46	250	$+22,5$	8,75	0,027
31	Каптейна	5 09,7	$-45 00$	8,81	sdM0	256	3,90	8,81	131	$+245,6$	10,85	0,0039

№ п/п	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	Sp	$\pi \times 1000$	$r, \text{шк}$	μ	θ	$V_{\text{км-с}^{-1}}$	M_V	$L_V(\odot=1)$
32	Крюгер 60 A	22h26 ^m 2	+57°27'	9 ^m 85	M3V	253	3,95	0 ^h 86	247°	-26	11 ^m 87	0,0014
33	Крюгер 60 B	22 26,2	+57 27	11,3 _v	M4eV	253	3,95	0,86	247	-26	13,3 _v	0,00041
34	Росс 614 A	6 26,8	-02 46	11,17	dM7e	250	4,00	0,99	131	-24	13,16	0,00046
35	Росс 614 B	6 26,8	-02 46	14,8	(M)	250	4,00	0,99	131	+24	16,8	0,000016
36	-12°4523	16 27,5	-12 32	10,12	dM5	249	4,01	1,18	180	-13 _v	12,06	0,000128
37	Маанена 2	0 46,4	+05 09	12,37	DG	236	4,24	2,97	153	+54 ?	14,26	0,00017
38	Вольф 424 A	12 30,9	+09 18	13,16	dM6e	230	4,35	1,75	278	-5	14,98	0,000087
39	Вольф 424 B	12 30,9	+09 18	13,4	dM7e	230	4,35	1,75	278	-5	15,2	0,000071
40	-37°15492	0 02,5	-37 36	8,63	M4V	225	4,43	6,09	112	+23,6	10,39	0,0060
41	+50°1725	10 08,3	+49 42	6,59	K7V	219	4,55	1,45	249	-26	8,32	0,040
42	-46°11540	17 24,9	-46 51	9,36	M4	216	4,63	1,10	138	-	11,03	0,0033
43	-49°13575	21 30,2	-49 13	8,67	M1V	214	4,68	0,81	184	+8	10,32	0,0064
44	-44°11909	17 33,5	-44 17	11,2	M5	213	4,70	1,16	218	-	12,8	0,00064
45	L 1159-16	1 57	+12 50	12,27 _v	M8	212	4,72	2,08	-	-	13,91 _v	0,00023
46	+68°946	17 36,7	+68 23	9,15	M3,5V	209	4,78	1,32	196	-22	10,79	0,0041
47	-15°6290	22 50,6	-14 31	10,17	dM5	207	4,83	1,15	120	+9	11,77	0,0017
48	L 145-141	11 43,0	-64 33	11,44	DA	206	4,85	2,68	99	-	13,01	0,00053
49	+15°2620	13 43,2	+15 10	8,50	M4V	205	4,86	2,30	129	+15 ?	10,62	0,00084
50	α_2 Eri A и B	04 13,0	-07 44	4,42	K1V	205	4,86	4,08	213	-42,4	6,0	0,343

Примечания:

2. Вспых. перем. α Cen C, на расст. 7849" от α Cen AB.
 3 и 4. Двойная с $a \approx 18''$ и периодом $\sim 80^d$. 5. +4°3561.
 Темн. сп. с $P \approx 25^d$ и массой 0,0016 M_{\odot} , но м. б. есть несколько планетоподобных сп., а не один темный сп.
 6. Вспых. перем. CN Leo. 7. Лалаид 21185; темн. сп. с $\alpha = 0^h,03$ и $P = 8^d$; $M = 0,02 M_{\odot}$. 8 и 9. Сириус, двойная с $a = 7'',5$ и $P \approx 50^d$. 10 и 11. Двойная с $a \sim 1'',645$.
 $P \approx 31^d,86$, B — вспых. перем. UV Cet. 12. Вспых. перем. V 1216 Sgr. 17 и 18. Двойная с $a = 25''$, $P \approx 700^d$, темн. сп. у A с $P \sim 5^d$. 20 и 21. Процион. Двойная: $a = 4'',5$ и

$P \sim 40^d,6$. 22 и 23. Σ 2398, двойная с $a = 17''$, $P \approx 450^d$.
 24 и 25. Грумбридж 34 A и B; двойная с $a = 44''$, $P \approx 3000^d$.
 A — сп. дв., B — вспых. перем. 26. Лакайль 9352. 28. Звезда Лейтена, дв. 30. Лакайль 8760. 31. —45°1841. 32 и 33. Двойная ADS 5972 с $a = 2'',4$ и $P = 45^d$; темн. сп. у A с $M = 0,01 M_{\odot}$. B — вспых. перем. DO Ser. 34 и 35. Двойная с $a \approx 1''$ и $P = 16^d,5$. 36. Сп. дв. 37. Вольф 28. 38 и 39. Двойная с $a = 0'',7$. 41. Грумбридж 1618. 46. Темн. сп. с $a = 0'',1$ и $M = 0,026 M_{\odot}$. 47. Росс 780. 48. CC 658 (wd).
 50. ADS 3093, $\Delta V = 3^m,7$, $\rho = 82'', 104''$, общ. μ ; сп. C = $11^m,16$, dM 4e, $a = 6'',9$, $P = 252^d$.

П 2.12. 50 звезд с наибольшими собственными движениями

N	Звезды	α_{1950}	δ_{1950}	V	B-V	Sp	μ	σ	$\pi \times 100$	M_V	$L/L_{\odot} \times 1000$	V_p км·с ⁻¹	V_r км·с ⁻¹
1	Барнарда	17 ^h 55 ^m 4	+04°33'	9 ^m 54	+1 ^m 74	M5V	10,310	356°	551	13 ^m 25	0.43	-107.8	140
2	Каптейна	05 09,7	-46 00	8,85	+1,58	M0V	8,688	131	253	10,89	3.8	+245,6	293
3	Грумбридж 1830	11 50,1	+38 05	6,45	+0,75	G8Vp	7,042	146	113	6,77	167	-98,3	376
4	Лакайль 9352	23 02,6	-36 08	7,35	+1,48	M2V	6,907	79	275	9,59	12,4	+9,5	120
5	Кордова 32416	00 02,5	-37 36	8,77	+1,46	M4V	6,108	112	222	10,35	6,2	+23,6	134
6	Росс 619	08 09,2	+09 00	12,5	+1,77	dM5	5,211	167	150	10,7	4,4	-35	172
7	61 Cyg A+B	21 04,6	+38 30	5,19	+1,18	K5V	5,204	52	295	7,59	83,4	-64,3	105
8	Лаланд 21185	11 00,6	+36 18	7,48	+1,52	M2V	4,778	187	393	10,48	5,4	-86,5	104
9	Вольф 359	10 54,1	+07 19	13,50	+1,90	M7e	4,696	235	427	16,60	0,020	+13	54
10	e Indi	21 59,6	-57 00	4,71	+1,07	K5V	4,695	123	288	7,01	134	-40,4	88
11	Лаланд 21258	11 03,0	+43 47	8,66	+1,52	M2V	4,531	282	185	10,0	8,5	+64,9	140
12	400 ₂ Eri A	04 13,0	-07 44	4,42	+0,82	K1V	4,079	213	205	6,0	343	-42,4	106
13	400 ₂ Eri B	04 13,0	-07 44	9,52	+0,11	WA2	4,079	213	205	11,1	2,9	-35,7	106
14	Вольф 489	13 34,2	+03 57	14,75	+0,96	WG8	3,870	254	131	15,37	0,3	-	140
15	Проксима Сеп	14 26,3	-62 28	10,70	+2,72	dM5e	3,830	282	762	15,10	0,06	-15,7	34
16	μ Cas	01 04,9	+54 41	5,12	+0,69	G2VI	3,762	115	129	5,66	464	-97,2	163
17	Лейтена	07 24,7	+05 26	9,82	+1,56	dM5	3,761	171	268	12,0	1,35	+26	72
18	-15°4042	15 07,5	-16 08	9,05	+0,78	K0VI	3,681	196	40	7,1	123	+292	525!
19	α Cen A	14 36,2	-60 38	0,01	+0,65	G2V	3,664	281	754	4,46	1370	-4,6	34
20	α Cen B	14 36,2	-60 38	1,33	+0,86	K0V	3,664	281	754	5,85	390	-4,6	34
21	LP9-231	17 56,8	+82 44	14,8	+0,6	g	3,587	337	106	14,9	0,094	-	160
22	Лакайль 8760	21 14,3	-39 04	6,68	+1,41	M0V	3,453	250	258	8,75	25,5	+22,5	68
23	Лейтен 726-8A	01 36,4	-18 13	12,450?	+1,70	dM5,5e	3,368	80	365	15,3	0,065	-29,0	53
24	Лейтен 789-6	22 35,8	-15 35	12,18	+1,88	dM5,5e	3,254	47	303	14,60	0,123	-60	81
25	Росс 451	11 37,5	+67 35	12,23	+1,45	M0VI	3,209	175	41	10,3	6,5	-118	390

№	Звезда	α_{1950}	δ_{1950}	V	B-V	Sp	μ	0	$\pi \times 1000$	M _V	$L/L_{\odot} \times 1000$	V_r км·с ⁻¹	V_t км·с ⁻¹
26	62c Eri	03 ^h 17 ^m 9	-43°16'	4 ^m 26	+0 ^m 70	G5V	3,147	77°	158	5 ^m 3	657	+86,8	128
27	Росс 578	03 35,8	-11 37	13,1	+1,5	dM2	3,046	152	33	10,7	4,48	—	>440
28	Маанена 2	00 46,5	+05 09	12,37	+0,56	DF3	2,980	156	237	12,26	0,168	+263	60
29	+66°717	11 17,5	+66 07	9,31	+1,36	M1V	2,950	273	113	9,70	0,094	+47,4	—
30	LFT 1460	19 17,1	-45 38	13,7	—	M7	2,945	167	175	14,9	—	—	—
31	Грумбридж 34	00 15,5	+43 44	8,08	+1,56	M1V	2,899	82	282	10,39	6,05	+13,6	50
32	LHS 40	11 14,0	-57 18	12,6	—	m	2,733	295	75	12,2	—	—	—
33	LFT 844	11 43,0	-64 32	11,48	+0,17	DA	2,667	97	206	13,05	0,514	—	—
34	+2°348	02 09,9	+03 23	11,0	—	M3	2,598	224	96	10,03	—	+7	—
35	Росс 47	05 39,2	+12 29	11,60	+1,65	M5V1	2,571	128	167	12,70	—	+103	—
36	LHS 69	22 51,2	-07 02	16,8	—	m	2,570	106	—	—	—	—	—
37	L 720—89	23 40,5	-24 25	13,2	—	m	2,557	150	—	—	—	—	—
38	Росс 695	12 22,2	-17 56	12,5	—	M4	2,532	155	—	—	—	—	—
39	LHS 17	02 43,6	-05 10	16,7	—	m	2,524	138	—	—	—	—	—
40	LHS 22	04 09,3	-53 42	15,0	—	m	2,521	198	—	—	—	—	—
41	Вольф 110	02 00,1	+05 28	11,9	—	K5	2,432	104	40	10,0	—	—	—
42	Stein 2051A	04 26,8	+58 54	12,9	—	m	2,383	145	—	—	—	—	—
43	LHS 32	05 52,7	-04 09	15,4	—	g-k	2,377	167	—	—	—	—	—
44	+6°398A	02 33,3	+06 39	5,8	+0,97	K3V	2,322	51	145	6,61	—	+23,4	—
45	Вольф 498	13 43,2	+15 10	8,46	+1,45	M4V	2,298	129	205	10,02	8,4	+15,2	55
46	16α Boo	14 13,4	+19 27	-0,05	+1,23	K21Isp	2,284	208	90	-0,2	102000	-5,3	8
47	+59°1915A	18 42,2	+59 33	8,90	+1,51	dM4	2,273	324	284	11,17	2,88	+5	38
48	LHS 54	15 39,3	-19 18	11,7	—	M5	2,254	243	108	11,9	—	—	—
49	Росс 769	21 02,1	-17 08	12,4	—	M3	2,251	206	52	11,1	—	—	—
50	β Ilyi	00 23,2	-77 32	2,80	+0,62	G0IV	2,250	82	155	3,81	—	+23	—

Примечания: LFT—«Luyten Five Tenths»

1. BD +4°3561=LFT 1385; два темных сп. с $M=0,7M_{\odot}$ и $0,5M_{\odot}$, с периодами $P=12^d$ и 20^d , с радиусами орбит $0'',0070$ и $0'',0064$ (П. ван де Камп, V in A, 1982, в. 26, р. 141. 2. —45°1841=LFT 395, субкарлик. 3. +38°2285=LFT 855, сп. вспых. перем. CF UMa (типа UV Cet) $8^m,5-12^m$ (S&T, 1969, в. 38, р. 76). 4. —36°15693=LFT 1758. 5. —37°15492=LFT 56; сп. $17^m,5$, m , 326^s , $6''$, м.б. опт. 6. LTT 12146=LFT 569. 7. Звезда Бесселя, +38°4343 A и 4344 B; у A м.б. есть невид. сп., $a=0'',0102$, $P=4^d,8$, $M=0,008M_{\odot}$; $B=6^m,03$, $B-V=+1^m,38$, K7V, $M_V=+8^m,38$; $M_A=M_B \approx 0,7M_{\odot}$. 8. +36°2147=LFT 756; невид. сп., $a=0'',03$, $P=8^d$, $M=0,02M_{\odot}$. 9. CN Leo—вспых. перем. типа UV Cet=LFT 50, $t^{\circ}=2200$ K. 10. —57°8464=LFT 1677. 11. +44°2051 A=LFT 757; +44°2051 B=LFT 758=WX UMa, $\rho=28'',133''$ —вспых. перем. типа UV Cet $14^m,2-16^m,0$, $B-V=+1^m,2$, dM5,5e. 12. —7°780=ADS3093 A=LFT 338. 13. —7°781 A—сп. № 12, $\rho=82''$, $104''$ =LFT 339; имеет сп. —o₂ Eri C=—7°781 B; $11^m,16$, $B-V=+1^m,5$, M4Ve, $a \approx 6'',9$, $P=252^d$, $M_V=12^m,72$, $M_C=0,21M_{\odot}$. 14. LFT 1023, белый карлик с непрер. спектром. 15. α Cen C—«Ближайшая»=—60°5293 C=LFT 1110=V 645 Cen—вспых. перем. типа UV Cet (с ампл. до $1^m,0$); на расст. $2''11'$ от α Cen AB. 16. +54°223, астром. дв.: $a=0'',2$, $P=22^d$. 17. +5°1688=LFT 527, м.б. имеет сп. малой массы. 18. Wash 5584, имеет физ. сп.=Wash 5583=9^m,44=—15°4041.K2V1, $B-V=+0^m,86$, $M=+7^m,4$,

$L=0,089L_{\odot}$, $\rho=302''$, 181° . 19. Дв. (с № 20)=—60°5293 A, $a=17'',7$, $P=80^d$. $M_A=1,1M_{\odot}$, $R_A=1,23R_{\odot}$. 20. —60°5293 B (сп. № 19), $M_B=0,89M_{\odot}$. 21. Van Allen C 216—вырожд. звезда с низм. светимостью. 22. —39°14192=—LFT 1617. 23. LFT 144, виз. дв.: $a=2'',13$, $P=25^d$; A, вероятно, перем. типа UV; B=UV Cet—первый представ. вспых. перем., от $13^m,0$ до $5^m,6$! Вспыхи сопров. вспышками радионизлуч. 24. LFT 1729=LTT 9122. 25. LFT 834. 26. —43°1028=LTT 83. 27. LFT 298. 28. Вольф 28=LFT 76, белый карлик с резкими линиями H и K. 29. LFT 795=GC 15579=SZ UMa, м.б. типа UV Cet. 30. Yale 4505=Лейтен 347—14. 31. +43°44 A=LFT 31=—ADS 246, дв.: $a=43'',94$, $P=3020^d$, A—сп.-дв.; B—вспых. перем. GQ And типа UV Cet— $11^m,04$ в мин., $B-V=+1^m,80$, M6Ve. 32. Лейтен 192—72. 33. Лейтен 145—141=LTT 4364. 34. LTT 10745. 35. LTT 11704. 36. LP 701—29. 37. —24°17814=LHS 72. 38. LTT 4685. 39. LP 651—7. 40. L 230—188. 41. LTT 10692. 42. Сп.=Stein 2051 B, орб. сп. $a=7'',5$, $P=300^d$. 43. LP 658—2. 44. +6°398 A, имеет сп.=+6°398 B, 14^m , M6, $165''$, общ. μ . 45. +15°2620=Лаланд 25372=LFT 1034. 46. Арктур. NVS 6603, AV=0^m,1; +19°2777. 47. ADS 1163 A=LFT 143, сп.=+59°1915 B, $\sim 17''$, 155^s , $P=450^d$; $B=9^m,69$, $B-V=+1^m,59$, dM5, $M_{AV}=+11^m,96$, $L_B=0,00134L_{\odot}$, $M_A=M_B=0,4M_{\odot}$. 48. LP 803—60=L 768—119. 49. LTT 8359. 50. —77°16; NVS 161, AV=0^m,06, $R=1,16R_{\odot}$.

Полужирным шрифтом набраны фотографические звездные величины (B)

П 2.13. Некоторые яркие рассеянные звездные скопления

NGC	M	α_{1950}	δ_{1950}	Тип I	Тип II	Диаметр	$m_{ph}^{int.}$	R, кпк	D, пк	m_{ph}	N
457	—	1 ^h 15 ^m 9	+58°04'	I 3r	Ib	12'	7 ^m 5	2,90	12	10 ^m 2	100
581	103	1 29,9	+60 27	II 3m	I-2b	6	7,0	2,50	4	10,0	60
869 ¹⁾	—	2 15,5	+56 55	IV 3r	Ib	36	4,3	2,30	24	9,3	350
884 ²⁾	—	2 18,9	+56 53	IV 3m	I-2b	36	4,3	2,60	25	9,3	300
1039	34	2 38,8	+42 34	I 3m	Ib-a	42	5,7	0,45	6	8,7	80
Плеяды ³⁾	45	3 43,9	+23 58	II 3rN	Ib	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	Ib	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	II 13r	I-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 ⁴⁾	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	Ib	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
Coma	—	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 ⁵⁾	—	12 50,6	+60 05	I 3r	I-2b	12	5,2	1,30	5	6,9	50
6231	—	16 50,7	+41 43	I 3m	1a	22	(6)	1,70	11	6,7	120
6242	—	16 52,2	+39 25	I 3m	I-2b	10	(7)	(0,60)	2	(8,0)	44
6405	6	17 36,8	+32 11	II 3m	I-2b	55	4,6	0,50	8	4,1	80
6416	—	17 41,0	+32 20	II 12p	2a	20	(7)	(0,60)	4	(8,0)	35
6475	7	17 50,7	+34 48	I 3m	Ib	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	Ib	12	6,5	1,30	4	8,2	50
6611	16	18 16,0	+13 48	II 3mN	1a	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	Ib-a	18	7,7	1,00	5	11,3	120

¹⁾ h Per. ²⁾ χ Per. ³⁾ Почти все слабые звезды являются вспышкающими (открыто около 300). ⁴⁾ Ясли (Прагере). ⁵⁾ χ Crt.

NGC — № каталога Дрейера, M — каталога Мессье, D — угловой диаметр, тип I — по первой классификации Трениера, тип II — по его второй классификации, $m_{ph}^{int.}$ — интегральный блеск скопления, R, кпк — расстояние, D, пк — диаметр в пк, m_{ph} — средняя m пяти ярких 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 ($r > 100$ звезд, m — от 50 до 100, $r < 50$ звезд); буквой N отмечено наличие светлых туманностей. Классификация II описана на с. 123. В скобках даны неуверенные значения.

П 2.14. Некоторые шаровые звездные скопления

NGC	М или Δ	Созвездие	α_{1950}	δ_{1950}	l	b	l° инт ⁽¹⁾	M_V	Интерп. Sp	[Fe/H]	$B-V$	E_{B-V}	V_r^2), км·с ⁻¹	RT^3), млн. лет	R , кпк
104		47 Tuc	0 ^h 21 ^m 8	-72°21'	306°	-45°	4 ^m 1	-9 ^m 1	G3	-0,5	0,86	0,07	-18	47'	3,8
288		Scl	0 50, 2	-26 52	150	-89	8, 0	-5,9	(F6)	-1,8	0,66	0,04	-47	19	7,3
362	Δ 62 ⁴)	Tuc	1 01, 6	-71 07	302	-46	6, 5	-8,2	F8	-1,0	0,76	0,05	+221	13	7,7
1851	Δ 508	Col	5 12, 4	-40 05	244	-35	7, 1	-8,5	F7	-1,0	0,75	0,11	+310	12	9,3
1904	M 79	Lep	5 22, 2	-24 33	227	-30	7, 9	-7,8	F6	-1,5	0,60	0,01	+198	11	13,0
2808		Car	9 10, 9	-64 39	282	-11	6, 2	-9,5	F7	-1,4	0,91	0,27	+101	17	9,3
3201	Δ 415	Vel	10 15, 5	-46 09	277	+9	6, 8	-6,7	(F9)	-1,4	0,97	0,24	+493	31	4,1
4372		Mus	12 23, 0	-72 24	301	-10	7, 4	-6,8	(F4)	-1,6	0,9	0,40	+66	26	4,2
4590	M 68	Hya	12 36, 8	-26 29	300	+36	7, 9	-7,0	F3	-2,0	0,66	0,08	-116	17	10,0
4833		Mus	12 56, 0	-70 36	304	-8	7, 1	-7,2	(F5)	-1,7	0,96	0,33	+204	19	5,1
5024	M 53	Com	13 10, 5	+18 26	333	+80	7, 6	-8,5	F4	-1,8	0,65	0,03	-112	19	16,4
5139		ω Cen	13 23, 8	-47 13	309	+15	3, 6	-10,2	F7	-1,5	0,79	0,12	+230	54	4,9
5272	M 3	CVn	13 39, 9	+28 38	42	+79	6, 2	-8,4	F6	-1,4	0,69	0,02	-154	25	8,8
5286	Δ 388	Cen	13 43, 0	-51 07	312	+11	7, 4	-7,9	F7	-1,2	0,90	0,20	+45	12	9,1
5904	M 5	Ser	15 16, 0	+02 16	4	+47	5, 8	-8,3	F6	-1,3	0,71	0,05	+50	26	6,7
5986	Δ 552	Lup	15 42, 8	-37 37	337	+13	7, 4	-7,9	F6	-1,4	0,89	0,25	+2	14	8,7
6093	M 80	Sco	16 14, 1	-22 52	353	+19	7, 3	-8,2	F6	-1,4	0,84	0,18	+19	11	9,7
6121	M 4	Sco	16 20, 6	-26 24	351	+16	5, 8	-6,6	F7	-1,1	1,04	0,36	+65	34	2,0
6171	(M 107)	Oph	16 29, 7	-12 57	3	+23	8, 2	-6,5	G0	-0,8	1,13	0,35	-147	16	5,2
6205	M 13	Her	16 39, 9	+36 33	59	+41	5, 7	-8,2	F5	-1,5	0,69	0,02	-240	25	6,3
6218	M 12	Oph	16 44, 6	-01 52	16	+26	6, 7	-7,3	F6	-1,5	0,86	0,18	-16	20	5,3
6254	M 10	Oph	16 54, 5	-04 02	15	+23	6, 5	-7,3	F6	-1,5	0,92	0,26	+69	22	4,3
6266	M 62	Oph	16 58, 1	-30 03	354	+7	6, 6	-8,9	F8	-1,0	1,14	0,42	-77	16	6,9
6273	M 19	Oph	16 59, 5	-26 12	357	+9	6, 7	-8,3	F5	-1,2	1,00	0,36	+144	17	6,3

NGC	М или Δ	Созвездие	α_{1950}	δ_{1950}	l	b	$V_{\text{инт}}^{1)}$	M_V	Интерп. Sp	$[m/H]$	$B-V$	E_{B-V}	$V_{\text{т}}^{2)}$, км·с ⁻¹	$RT^{3)}$, млн. дуг	R , кпк
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	Her	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	12,1
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		ScT	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).

²⁾ Исправлено за движение Солнца к стандартному эфемеру.

³⁾ Предварительные данные 2-го издания Каталога Б. В. Кукаркина; RT — приливный радиус (см. с. 130 и [126]).

⁴⁾ Δ — номер по каталогу Dunlop J., Phil. Trans., 1828.

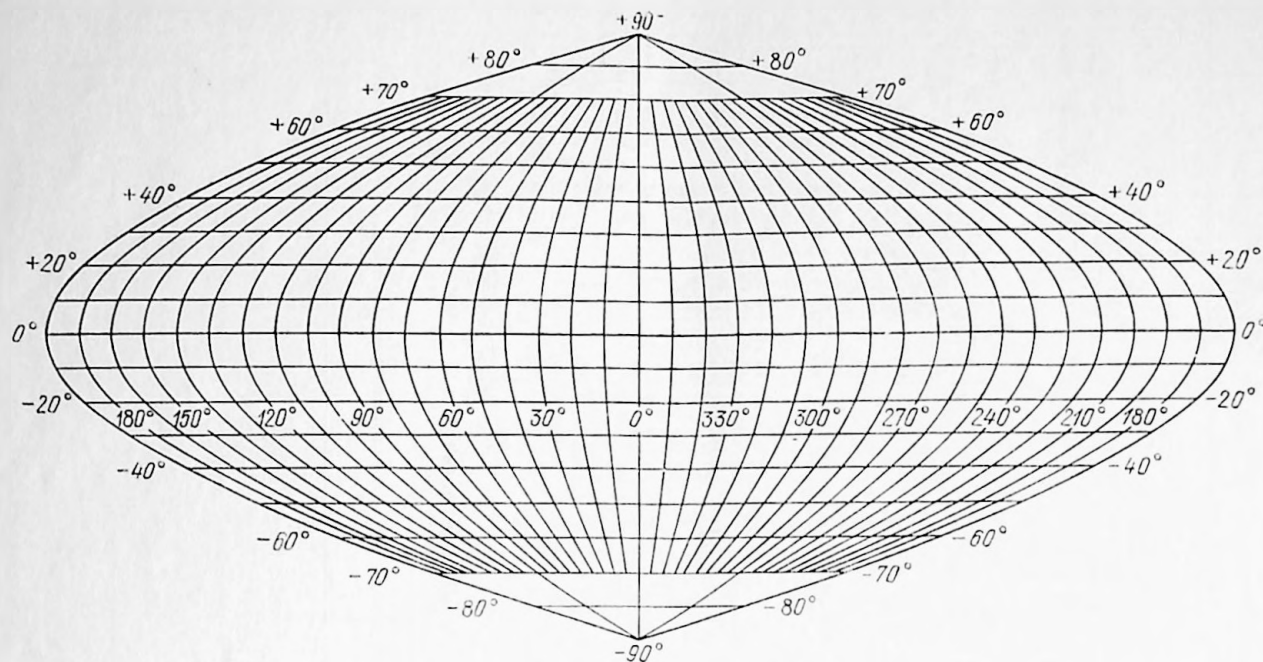
П 2.15. Местная группа галактик

Обозначение	Тип	α_{1950}	δ_{1950}	B	R , Мпк	d'	D , кпк	V , км/с	M_B	M/M_\odot
Центр										
Галактика	Sbc	17 ^h 42 ^m 16 ^s	-28°56'	—	0,010	—	>50	—	-20 ^m	2,5 · 10 ¹¹
БМО Dor	Ir	05 26 ^s	-69	0 ^m 63	0,052	460	7	+270	-18,1	10 ¹⁰
ММО Tuc	Ir	00 51	-73	2,4	0,071	150	3	+168	-16,8	5 · 10 ⁹
M 31 ¹⁾ And	Sb	00 40	+41 00	3,5	0,69	100	16	-267	-20,3	3,6 · 10 ¹¹
M 33 ²⁾ Tri	Sc	01 31	+30 24	6,3	0,73	35	6	-190	-18,3	10 ^{10,1}
NGC 205 And	E	00 38	+41 25	8,9	0,69	26	5,2	-239	-15,8	2 · 10 ⁹
M 32 ³⁾ And	E2	00 40	+40 36	9,1	0,69	12	2,4	-210	-15,6	2,6 · 10 ⁸
For	E	02 38	-34 44	9,1	0,19	60:	4:	+149	-13	10 ^{7,3}
Sci	E	00 58	-33 58	9,2	0,08	75	2,4	—	-12	3 · 10 ⁶
NGC 6822 Sgr	Ir	19 42	-14 53	9,3	0,52	20	3	-34	-14,8	10 ^{7,3}
Dra	Ir	17 19	+57 58	10	0,08	50	1	—	-7,9	10 ⁵
UMi	dE	15 08	+67 18	10	0,08	130	2,4	—	-9	10 ⁵
IC 1613 Ceti	Ir	01 02	+01 51	10,1	0,69	12	1	-235	-14,2	10 ^{5,4}
NGC 185 Cas	dE0	00 36	+48 04	10,3	0,69	14	3	-300	-14,7	10 ⁹
NGC 147 Cas	dE	00 30	+48 14	10,6	0,69	18	3,6	-270	-14,4	10 ⁹
MCG ⁴⁾ -3-1-15	Ir	00 00	-15 44	11,2	0,87	13	3,3	+3	-13,7	—
Leo I = Leo C	Ir	10 06	+12 33	11,3	0,23	38	0,7	—	-10,3	4 · 10 ⁶
NGC 2419	dE	07 35	+39 00	11,5	0,06	6	0,1	—	-7,4	—
IC 10 Cas	Sd	00 18	+59 02	11,7	1,26	5	2	—	-17,3	—
Sex A	Ir	10 09	-04 27	11,7	1,00	9	2,7	—	-13,6	—
Sex B	Ir	09 57	+05 34	11,8	1,0	8	2,3	—	-13,5	—
Leo II = Leo B	I(E)	11 01	+22 26	12,0	0,22	40	0,7	—	-9,7	10 ⁵
Peg	dE	23 04	+12 28	12,5	0,17	8	0,4	—	—	—
Sex C	dE	10 03	+00 18	—	0,14	—	0,08	—	-7,4	—
Cap	dE	21 44	-20 29	13	0,8	10	0,5	—	-6,5	—
Leo III-Leo A	Ir	09 56	+30 59	13,1	1,1	7	2,3	—	-12,3	—
UMa	dE	11 27	+29 15	14,4	0,12	2,5	0,08	—	-5,8	—

1) NGC 224. 2) NGC 598. 3) NGC 221. 4) МКГ (см. с. 228).

В Местную группу входят еще несколько далеких шаровых скоплений, 4—6 карликовых эллиптических или неправильных галактик (например, And 1—IV, Ser—dE, 30 пк в диаметре, «Шахбазия» в UMa на расстоянии ~130 кпк (см. АП, 1957, № 177)) и, может быть, еще несколько, скрытых от нас поглощающим слоем, близким к основной плоскости Галактики.

П 3. Равновеликая проекция небесной сферы



Напечатанную здесь сетку можно сфотографировать и изготовить фотокопии больших размеров. Сетка очень удобна для отображения видимого расположения каких-либо объектов по их галактическим координатам. Оцифровав горизонтальную шкалу в часах и минутах времени, можно превратить ее в сетку экваториальных координат.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- I. *Паренаго П. П.* Курс звездной астрономии.— 3-е изд.— М.: Гостехиздат, 1954, 476 с.
- II. *Зонн В., Рудницкий К.* Звездная астрономия.— М.: ИЛ, 1959, 448 с.
- III. Курс астрофизики и звездной астрономии / Под ред. А. А. Михайлова.— Т. II.— 2-е изд.— М.: Физматгиз, 1962, 688 с.; Т. I.— 3-е изд.— М.: Наука, 1973, 608 с.
- IV. Строение звездных систем: Сборник статей; пер. с англ.— М.: ИЛ, 1962, 664 с.
- V. *Огородников К. Ф.* Динамика звездных систем.— М.: Физматгиз, 1958, 628 с.
- VI. *Курт Р.* Введение в звездную статистику: Пер. с англ.— М.: Мир, 1969, 222 с.
- VII. Практические работы по звездной астрономии: Сборник / Под ред. П. Г. Куликовского.— М.: Наука, 1971, 187 с.
- VIII. Методы астрономии: Сборник статей; пер. с англ.— М.: Мир, 1967, 536 с.
- IX. Методы исследования переменных звезд: Сборник статей / Под ред. В. Б. Никонова.— М.: Наука, 1971, 334 с.
- X. *Мартинов Д. Я.* Курс общей астрофизики.— 3-е изд.— М.: Наука, 1979, 640 с.; Курс практической астрофизики.— 3-е изд. М.: Наука, 1977, 544 с.
- XI. The Structure and Evolution of the Galaxy/Ed. L. Mavridis.— NATO Advances. Study Inst., 1971, V+312 p.
- XII. Stellar astronomy / Eds Hong-Yee Chiu et al.; vol. I — N. Y.: State Univ., 1967, 374 p.; vol. II.— London; N. Y.; Paris: Gordon and Breach, 1969, 354 p.
- XIII. *Mihalas D.* Galactic astronomy.— San-Francisco: Freeman, 1968, XIII+ +257 p.
- XIV. *Кикаркин Б. В.* Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд.— М.: Гостехиздат, 1949, 191 с.
- XV. *Trumpler R. J., Weaver H. F.* Statistical Astronomy.— Univ. of Cal., 1953, 644 p.
- XVI. 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 p.
- XVII. Dynamics of stellar systems: IAU Symp. No. 69. Besançon, France, Sept. 9—13, 1974/Ed. A. Hayli.— Dordrecht — Holland: Reidel Publ. C°, 1975, 361 p.
- XVIII. *Воронцов-Вельяминов Б. А.* Внегалактическая астрономия.— 2-е изд.— М.: Наука, 1978, 480 с.
- XIX. Происхождение и эволюция галактик и звезд: Сборник статей / Под ред. С. Б. Пикельнера.— М.: Наука, 1976, 407 с.
- XX. *Чандрасекар С.* Принципы звездной динамики.— М.: ИЛ, 1948.
- XXI. *Полак И. Ф.* Введение в звездную астрономию.— М.; Л.: ОНТИ, 1935, 256 с.
- XXII. Строение звездных систем: Сборник статей; пер. с англ.— М.: ИЛ, 1962, 664 с.
- XXIII. *Бааде В.* Эволюция звезд и галактик: Пер. с англ.— М.: Мир, 1966, 299 с.
- XXIV. Звезды и звездные системы: Сборник статей / Под ред. Д. Я. Мартынова.— М.: Наука, 1981, 416 с.

- XXV. *Холонов П. И.* Звездные скопления.— М.: Наука, 1981, 480 с.
 XXVI. *Hoskin M.* Stellar astronomy: Historical studies.— Cambridge, U. K.: Science history publications, 1982, 197 p.

• • •

1. *Field G. H.* The physics of the interstellar matter: 5. Molecules.—IAU Highlights of Astronomy, 1974, v. 3, p. 45—47; *Стрельницкий В. С.* Молекулы в межзвездной среде.— В кн.: Физика космоса.— М.: СЭ, 1976, с. 373—375; *Каплан С. А.* Межзвездная среда и происхождение звезд.— Знание, 1977, № 12, с. 20—21; *Уланский С. Я.* Химия межзвездной среды.— ЗнВ, 1979, № 3, с. 7—13.
2. *Johnson H., Morgan W.* Fundamental stellar photometry for standards of stellar type on the revised system of the Yerkes Spectral Atlas.— ApJ., 1953, v. 117, №. 3, p. 313—352; *Johnson H. L.*, A photometric system.— Ann. d'Ap. 1955, v. 18, p. 292—316.
3. *Страйжис В.* Многоцветная фотометрия звезд: Фотометрические системы и методы.— Вильнюс: Мокслас, 1977, 311 с.
4. *Blanco V., Demers S., Douglas G. 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., 1968, v. 21, 742 p.
5. *Шаров А. С., Якимова Н. Н.* Фотометрические каталоги и стандарты.— Труды ГАИШ, 1970, т. 40, с. 106—161. См. также каталог стандартов UBV в AAp Suppl. Ser., 1978, v. 34 (1), p. 1.
6. Basic Astronomical Data (BAD)/Ed. K. Aa. Strand.— Chicago; London, 1963, 495 p.
7. *Бартяя Р. А.* Каталог спектральных классов и классов светимости 10396 звезд в площадках Кантейна №№ 2—43.— Бюлл. ААО, 1979, № 51, 315 с.
8. *Шалонж Д.* Непрерывные звездные спектры и классификация звезд.— АЖ, 1956, т. 33, вып. 4, с. 474—489, 490—505 (франц. и рус. тексты).
9. *Davis L., Greenstein J. L.* The polarization of star-light by aligned dust grains.— ApJ, 1951, v. 114, p. 206—240. *Davis L.* Polarization of starlight: The torque on a rotating grain.— ApJ, 1958, v. 128, No. 3, p. 508—509.
10. *Какарас Г., Страйжис В.* Фотометрические эффекты неразделимых двойных звезд в системе UPRXYZVS.— Бюлл. Вильнюсск. Общ., 1969, № 23, с. 3—35; *Какарас Г.* Наблюдения двойных в системе UPRXYZVS — Там же, с. 36—44.
11. *Dyson F. W.* A method for correcting series of parallax observations.— MN, 1926, v. 86, p. 686—706; *Eddington A.* On a formula for correcting statistics for the effect of a known probable error of observation.— MN, 1913, v. 73, p. 359.
12. *Gliese W.* Errors in the trigonometric parallaxes.— QJ RAS, 1972, v. 13, p. 138—151.
13. *Ефремов Ю. Н.* Индикаторы масштабов Вселенной: К 200-летию открытия цефеид и 75-летию зависимости период — светимость.— АК на 1983 год, 1982, с. 200—210.
14. *Подобед В. В., Нестеров В. В.* Общая астрометрия.— М.: Наука, 1975, 551 с.
15. *Бакулин П. П.* Фундаментальные каталоги звезд / 2-е изд., доп.— М.: Наука, 1980, 336 с.
16. *Fricke W.* Le mouvement des étoiles dans la Galaxie.— L'Astronomie, 1975, v. 89, oct.-nov., p. 355—370.
17. *Троицкий В. С.* Радиointерферометрия — будущее астрометрии и геодезии.— В кн.: Будущее науки.— М.: Знание, 1977, вып. 10, с. 119—130; *Блинов Н. С.* Новые методы в астрометрии.— Природа, 1976, № 7, с. 112—119.
18. *Kamp P. van de.* Astrometric study of Barnard's star from plates taken with the 24-inch Sproul refractor.— AJ, 1963, v. 68, p. 515—521. Barnard's star 1916—1976: A sexagim. report.— V. in A., 1977, v. 20, p. 501—521; The planetary system of Barnard's star.— V. in A., 1982, v. 26, p. 141—157.

19. Palomar Observatory Sky Survey, 1954—1960 (см. POSS на с. 232).
20. *Giclas H. et al.* Lowell Proper Motions, 1960—1973. v. I—XVI.
21. *Abt H., Biggs E.* Bibliography of Stellar Radial Velocities.— *Kitt Peak Nat. Obs.*, 1972, 502 p.
22. *Ambarzumian V. A., Gordeladze Sh.* Problem of diffuse nebulae and cosmic absorption.— *Bull. Abastumani Obs.*, 1938, No. 2, p. 37—52.
23. *Giacconi R. et al.* The third UHURU catalog of X-ray sources.— *ApJ. Suppl. Ser.*, 1974, v. 27, No. 2, p. 37—64.
24. Мелиоранский А. С. и др. Наблюдение жесткого рентгеновского излучения шарового скопления NGC 6624.— *АЦ*, 1976, № 898, янв. 15, с. 6—8.
25. *Watson G., Riccels J.* The periodic behaviour of 2A 0042+323=34 0042+32.— *MN*, 1978, v. 183, p. 35—38.
26. Липунов В. М., Сильченко О. К. Исследования в области рентгеновской астрономии с помощью спутника «Эйнштейн». — *АЖ*, 1982, т. 59, вып. 6, с. 1234—1238 (обзор книги: X-Ray Astronomy with the Einstein satellite / Ed. Giacconi R.— Dordrecht: Ap and Sp. Sc. Library, 1981. v. 87, 330 p.
27. *Neugebauer G., Leighton R.* 2nd Sky Survey.— CIT Press, 1969, 309 p.; см. также их статью «Инфракрасное небо» в *УФН*, 1969, т. 98, вып. 2, с. 351—368.
28. *Schild R., Oke J. B., Searle L.* The energy distribution of the very red star in NGC 6321.— *ApJ*, 1974, v. 188, p. 71—74.
29. *Giller F., Hyland A., Stein W.* 89 Herculis: An F2 supergiant with large circumstellar infrared emission.— *ApJ*, 1970, v. 162, Pt. 2, L 21—24.
30. *Becklin E., Neugebauer G.* The unusual infrared object IRC+10216.— *ApJ*, 1969, v. 158, L 133—137.
31. *Krishna Swamy K.* Circumstellar dust model for infrared stars.— *Aph and Sp. Sc.*, 1970, v. 9, No. 1, p. 123—127.
32. *Mendoza E.* Infrared photometry of T Tauri stars and related objects.— *ApJ*, 1966, v. 143, p. 1010—1014.
33. *Poveda A.* The H—R diagrams of young clusters and the formation of planetary systems.— *Bol. Obs. Ton. y Tacub.*, 1965, v. 4, No. 26, p. 15—21.
34. Огородников К. Ф., Осипков Л. П. Определение движения Солнца по лучевым скоростям ближайших звезд.— *АЦ*, 1978, № 995, с. 1—2.
35. *Woolley R. R. et al.* Catalogue of stars within twenty-five parsecs of the Sun.— *Roy. Obs. Ann.*, 1970, No. 5, 227 p.
36. *Binnendijk L.* Mean parallaxes of faint stars, derived from a combination of the Pulkovo and Radcliffe Catalogues of proper motions.— *BAN*, 1943, v. 10, No. 362, p. 9—18.
37. *Lindblad B.* On the evolution of stellar systems.— *VJS*, 1926, v. 61, p. 265—267.
38. Бэннин А. Двойные и кратные звезды.— М.: Мир, 1976, 323 с.
39. *Bottlinger K. F.* Die Rotation der Milchstrasse.— *Die Naturwissenschaften*, 1931, Bd. 19, S. 297—301; *Ergebnisse der Exakt Naturwissenschaften*, 1932, Bd. 11, S. 31—63.
40. Каримова Д. К., Павловская Е. Д. О галактическом вращении центральных различных объектов.— *АЖ*, 1974, т. 50, вып. 4, с. 737—746.
41. *Joy A.* Rotation effects, interstellar absorption and certain dynamical constants of the Galaxy determined from cepheid variables.— *ApJ*, 1939, v. 89, No. 3, p. 356—603.
42. *Kapteyn J.* First attempt at a theory of the arrangement and motion of the sidereal system.— *ApJ*, 1922, v. 55, p. 302—328.
43. Старикова Г. А. Функция светимости и цвета звезд.— *АЖ*, 1960, т. 37, № 3, с. 476—491; Сравнение функций светимости рассеянных скоплений.— *АЖ*, 1962, т. 39, № 6, с. 1058—1066.
44. *Luyten W.* The stars of large proper motion and the luminosity function.— *Publ. Obs. Minnesota*, II, 1939, No. 7, p. 121—159.
45. *Luyten W.* A new determination of the luminosity function.— *MN*, 1968, v. 139, p. 221—224; *Mc Cuskey S. W.* The stellar luminosity function.— *V. in A.*, 1966, v. 7, p. 141—171.
46. IAU Coll. No. 76. «The nearby stars and the stellar luminosity function» / Ed. A. G. D. Philip.— *Van Vleck Obs. Contrib.*, 1983, No. 1, 487 p. (p. 397—401).

47. *Luyten W., La Bonte E.* The South Galactic Pole.— Minneapolis: Univ. of Minnesota Press, 1973.
48. *Luyten W.* The North Galactic Pole.— Ibid., 1976.
49. *Probst R. G., O'Connell R. W.* The luminosity function of very low mass stars.— *ApJ*, 1982, v. 252, No. 2, L69—72.
50. *Костякова Е. Б.* Результаты спектрофотометрического исследования южных областей Млечного Пути.— *АЖ*, 1963, т. 40, № 4, с. 771—772.
51. *Bok B., Mc Rae A.* The fundamental properties of the galactic systems: The stellar distribution in high and intermediate latitudes.— *Annals N. Y. Acad. Sci.*, 1941, v. 42, p. 219—258.
52. *Klein-Wassink W. J.* The proper motion and the distance of the Praesepe cluster.— *Publ. Astr. Kapteyn Lab. Groningen*, 1927, No. 41, 48 S.
53. *Ebbighausen E. G.* Proper motions in the galactic cluster M 35.— *AJ*, 1942, v. 50, No. 1, p. 1—4.
54. *Кади З. И.* Исследование шарового скопления М 13.— *Изв. Пулк. обес.*, 1966, № 181, p. 93—137.
55. *Жуков Л. В.* Шаровые скопления М 3 и М 5.— *АЖ*, 1969, т. 46, № 2, с. 389—401.
56. *Wayman P. et al.* Proper motions and radial velocities of Hyades stars: Determination of the position of the Vertex.— *Roy. Obs. Bull.*, 1965, No. 98, E 37—39.
57. *Агекян Т. А., Аносова Ж. П., Борцовская Е. И.* — Цитируется по статье: *Шацова Р. Б.* Звездные потоки.— *Астрон. календарь на 1983 г.*, с. 221—235. *Агекян Т. А., Орлов В. В.* Принадлежность звезд окрестности Солнца движущимся скоплениям.— *АЖ*, 1984, т. 61, вып. 1, с. 60—65.
58. *Латышева Н. Н.* Физические пары среди звезд с большими μ .— *АЖ*, 1974, т. 51, вып. 4, с. 786—790; *АН*, 1977, № 950 и 966 (см. также *АН* 1979, № 1041).
59. *Weaver H., Setteeducati A.* New found star clusters.— Berkeley: Univ. of Calif., 1962, in two volumes.
60. *Маркарян Б. Е.* О классификации открытых (галактических) звездных скоплений.— *Сообщ. Бюракан. Обес.*, 1950, вып. 5; 1961, вып. 9.
61. *Buscombe W.* Photometric data for galactic clusters.— *MtStromlo, Canberra*, Mimeogr. 1963, No. 6, 9 p.
62. *Старикова Г. А.* Функция светимости системы рассеянных скоплений.— *АЖ*, 1964, т. 41, № 4, с. 752—757.
63. *Шаров А. С.* Подсистема шаровых скоплений Галактики.— *АЖ*, 1976, т. 53, № 4, с. 702—712.
64. *Abell G.* Globular clusters and planetary nebulae discovered in the POSS.— *PASP*, 1955, v. 67, p. 258—261.
65. *King I.* The structure of star clusters: I. An empirical density law.— *AJ*, 1962, v. 67, No. 8, p. 471—485.
66. *Kron G. E.* A photometric study of the globular cluster 47 Tucanae.— *PASP*, 1966, v. 78, p. 143—152.
67. *Oosterhoff P. Th.* Some remarks on the variable stars in globular clusters.— *Obs.*, 1939, v. 62, No. 779, p. 104—109.
68. *Kinman T. D.* A note on the RR Lyrae variables.— *MN*, 1959, v. 119, p. 134—142.
69. *Миронов А. В., Самусь Н. И.* О химическом составе и происхождении шаровых скоплений Галактики.— *ПЗ*, 1974, т. 19, № 4, с. 337—356.
70. *Baker N., Albada T. S. van.* On two Oosterhoff groups of globular clusters.— *ApJ*, 1973, v. 185, p. 477—498.
71. *Rood R. T.* Metal poor stars: V. Horizontal branch morphology.— *ApJ*, 1973, v. 184, p. 815—837.
72. *Горанский В. П.* Структура горизонтальной ветви и эффект Оостергофа в шаровых скоплениях.— 1982, *АН* № 1234, с. 1—5.
73. *Кукаркин Б. В.* Шаровые звездные скопления: Общий каталог шаровых скоплений нашей Галактики, содержащий приведенные к единой системе характеристики 129 объектов.— *М.: Наука*, 1974, 136 с.

74. Павловская Е. Д. Определение средней абсолютной величины и исследование кинематики короткопериодических цефеид.— ПЗ. 1953, т. 9, с. 349—370.
75. Миронов А. В., Расторгуев А. С., Самусь Н. Н. Кинематические и динамические различия между двумя группами шаровых скопления.— АЖ. 1976, т. 53, вып. 6, с. 1164—1169.
76. Холопов П. Н. Численный способ определения пространственной плотности звезд в сферондальном звездном скоплении.— АЖ, 1949, т. 26, № 5, с. 298—304; Эллиптичность шаровых звездных скоплений.— АЖ, 1952, т. 26, № 6, с. 671—681.
77. Zeipel H. von. Catalogue de 1571 étoiles contenues dans l'amas globulaire Messier 3 (NGC 5272).— Ann. Paris Obs. Mem., 1908, v. 25, F1—F101; Recherches sur la constitution des amas globulaires.— Proc. Swedish Acad., 1913, v. 51, No. 5, p. 1913.
78. Plummer H. C. On the problem of distribution in globular star clusters.— MN 1911, v. 71, p. 460—470.
79. Wallenquist A. Researches based on the space distribution of stars in stellar clusters.— Bosscha Ann., 1933, v. 4, No. 5, p. 47—72.
80. Холопов П. Н. Пространственное распределение переменных звезд типа RR Лиры в шаровом скоплении ω Центавра.— АЖ, 1953, т. 30, с. 426—431; АЖ, 1968, т. 45, с. 786—794, 1235—1245.
81. Шаров А. С. Краткое изложение численного метода определения звездной плотности в сферондальном скоплении.— АЖ, 1957, т. 34, № 1, с. 139—140.
82. Sandage A. Observational approach to evolution: I. Luminosity functions.— ApJ, 1957, v. 125, No. 2, p. 422—434.
83. Холопов П. Н. Звездные скопления. В кн.: Происхождение галактик и звезд / Под ред. С. Б. Пикельнера.— М.: Наука, 1976, 407 с., гл. V, с. 160—189; Ефремов Ю. Н. Развитие эволюционных представлений в звездной астрономии.— Там же, гл. X, с. 371—394.
84. Холопов П. Н. Звездные ассоциации и проблема звездообразования.— УФН. 1976, т. 119, вып. 3, с. 573—575; Что такое звездные ассоциации.— АК на 1978 год, 1977, с. 194—206.
85. Ефремов Ю. Н. Звездные комплексы.— ПАЖ, 1978, т. 4, № 3, с. 125—129; О природе звездных комплексов.— ПАЖ, 1979, т. 5, № 1, с. 21—27.
86. Barnard E. E. A photographic atlas of the selected regions of the Milky Way.— Washington, 1927, in two vols.
87. Хэммис Дж. Ш. К статистическому изучению темных туманностей.— Бюлл. Абстум. Астрофиз. общ., 1955, т. 18, с. 29—114; Атлас галакт. темных туманностей АН Грвн. ССР.— Тбилиси, 1960, 88 с.
88. Bok B. J., Reilly E. F. Small dark nebulae.— ApJ, 1947, v. 105, p. 255—257.
89. Hiltner W. A., Johnson H. L. The law of interstellar reddening and absorption.— ApJ, 1956, v. 124, No. 2, p. 367—378.
90. Wampler E. Observed variations in the law of interstellar reddening.— ApJ, 1962, v. 136, No. 1, p. 100—106.
91. Golay M. Photometry and photometric systems (в [XI, 34—69]).
92. Паренато П. П. О темных туманностях и о поглощении света в Галактике.— АЖ, 1940, т. 17, № 4, с. 1—22; Бюлл. ГАНШ № 4, с. 3—24.
93. Паренато П. П. О межзвездном поглощении света.— АЖ, 1945, т. 22, № 3, с. 129—150.
94. Шаров А. С. Ревизия межзвездного поглощения света в Галактике.— АЖ, 1963, т. 40, № 5, с. 900—911.
95. Уранина Т. А. Поглощение света в области разветвления Млечного Пути.— АЖ, 1959, т. 31, вып. 4, с. 740—743; см. также АЦ, 1960, № 213, АЖ, 1960, т. 39, № 2, а также в VII описании задачи № 13: «Определение поглощения света в темной туманности и расстояния до нее по звездным подсчетам методами III. Т. Хабидулина и номограмм».
96. Fitz Gerald G. Distribution of reddening.— AJ, 1968, v. 73, No. 10, pt. I, 983.
97. Burstein D., Heiles C. I. H I, galaxy counts, and reddening: variation in the gas-to-dust ratio, the extinction at high galactic latitudes, and a new method for determining galactic reddening.— ApJ, 1978, v. 225, № 1, pt. 1,

- p. 40—55; II. Reddening derived from H I and Galaxy counts accuracy and maps.— *AJ*, 1982, v. 87, № 8, p. 1165—1189.
98. *Leckel Th.* 4697 Sterne und Sternhaufen bekannter Absorption (Katalog) und die interstellare Absorption in 207 Feldern der Sphäre.— *Landessternwarte Heidelberg — Königstuhl Veröff.*, 1967, Bd. 19, 84 SS. Interstellar absorption: I. Die räumliche Verteilung der interstellaren Absorption.— *ZfAp.* 1966, v. 63, p. 221—241.
 99. *Agekjan T. A., Ogorodnikov K. F.* Solar neighbourhood as the local macroscopic volume element within the Galaxy.— *IAU, Highlights of Astronomy*, 1974, v. 3, p. 451—456.
 100. *Борзов Г. Г.* Влияние селекции каталогов на получаемые по ним функции плотности.— В кн.: Исследование экстремально молодых звездных комплексов.— Ташкент: Фан, 1975, с. 127—138.
 101. *Паренко П. П.* Распределение плотностей и численность галактических систем.— *АЖ*, 1948, т. 25, вып. 2, с. 123—132; *Строение Галактики*.— *Успехи астрономических наук*, 1948, том IV, с. 69—171.
 102. *Einasto J. et al.* The Magellanic Stream and the mass of our Hypergalaxy.— *MN RAS*, 1976, v. 177, No. 2, p. 357—375.
 103. *Alexander S.* On the origin of the forms and the present condition of some of clusters of stars and several of the nebulae.— *AJ*, 1852, No. 13 (XXXVII), p. 95—103, 105—111, 113—115, 126—128, 140—142, 148—152, 158—160.
 104. *Easton C.* A new theory of the Milky Way.— *ApJ*, 1900, v. 12, p. 136—158.
 105. *Rots A. H., Shane W. W.* A high resolution map of the distribution of neutral hydrogen in the spiral galaxy M 81.— *AAp*, 1974, v. 31, p. 245—248.
 106. *Lindblad B., Langebartel R. G.* On the dynamics of stellar systems.— *Ann. Stockh. Obs.*, 1953, v. 17, No. 6, p. 3—61.
 107. *Пикелинер С. Б.* Спиральные ветви галактик.— В кн.: *Физика космоса*.— *СЭ*, 1976, с. 569—575.
 108. *Шкловский И. С.* Ядро Галактики — черная дыра? — *ПАЖ*, 1975, т. 1, № 7, с. 3—7.
 109. *Rougge G. W., Oort J. H.* Distribution and motion in interstellar hydrogen in the galactic system with particular reference to the region within 3 kps of the center.— *Proc. Nat. Acad. Sci. USA*, 1960, v. 46, p. 1—13; *Woerden H. van, Rougge W., Oort J.* Expansion d'une structure spirale dans du noyau de Systeme Galactique et position de la rediesource Sgr A.— *C. R. Paris*, 1957, v. 244, p. 1691—1695.
 110. *Шаров А. С.* Туманность Андромеды.— М.: Наука, 1982, 448 с.
 111. *Shapley H., Aimes A.* A survey of the external galaxies brighter than the thirteenth magnitude.— *HA*, 1932, v. 88, No. 2, 32 p.; *Shapley H.* The angular diameters of bright galaxies.— *HA*, 1934, 88, No. 4, 10 p.
 112. *Zwicky F. et al.* Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, vols I—V, 1961—1965.
 113. *Вокслер Ж. де.* Местное сверхскопление галактик.— *АЖ*, 1959, т. 36, № 6, с. 977—995.
 114. *Пиблс Ф. Дж. Э.* Структура Вселенной в больших масштабах / Пер. с англ.— М.: Мир, 1983, с. 408.
 115. *Клипин А. А., Сурдин В. Г.* Крупномасштабная структура Вселенной.— М.: Знание, 1981, 64 с.
 116. *Holmberg E.* A photographic photometry of extragalactic nebulae. 1. A study of integrated magnitudes and colors of 300 galaxies.— *Medd. Lund. Obs.* (2), 1958, No. 136, 103 p.
 117. *Цицин Ф. А.* Динамика звездных систем.— В кн.: *Развитие астрономии в СССР*.— М.: Наука, 1967, с. 247—268.
 118. *Микиша А. М., Цицин Ф. А.* О формуле для времени релаксации.— *Вестник МГУ. Сер. III. Физика, астрономия*, 1965, № 5, с. 74—77.
 119. *Идлис Г. М.* Структура и динамика звездных систем.— *Изв. Астрофиз. ин-та АН КазССР*, 1961, т. 13, с. 3—15.
 120. *Simonson III S. C., Mader G. I.* Motions near the galactic center and the «3 kps arm».— *A. and Ap.*, 1973, v. 27, No. 3, p. 337—367.

121. *Kinman T. D.* The nucleus of the M 31.—*ApJ*, 1965, v. 142, No. 4, p. 1376—1389 = *Contr. Lick Obs.*, No. 185.
122. *Trumpler R. J.* Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters.—*Lick. Obs. Bull.*, 1930, v. 14, No. 420, p. 154—188.
123. *Zug R. S.* An investigation of color excess in galactic star clusters.—*Lick. Obs. Bull.*, 1935, No. 454, p. 119—142.
124. *Агекян Т. А.* Вероятность звездного сближения с заданным изменением абсолютной скорости.—*АЖ*, 1959, т. 36, № 1, с. 41—53.
125. *Seldner M., Peebles P. J. E.* et al. New reduction of the Lick catalog of galaxies.—*AJ*, 1977, v. 82, No. 4, p. 249—256 + Plate I.
126. *Кукаркин Б. В., Киреева Н. Н.* Структурные параметры и интегральные величины шаровых звездных скоплений.—*АЖ*, 1979, т. 56, вып. 3, с. 465—474.

УКАЗАТЕЛЬ ИМЕН

- Алексан Т. А. 19, 122, 158, 159, 203, 208
 Адамс В. (Adams W. S.) 46, 224
 Александер С. (Alexander S.) 172, 221
 Альбада Г. ван (Albada G. B. van) 134
 Амбарцумян В. А. 63, 143, 144, 225, 226
 Амусель П. Р. 67
 Амосова Ж. П. 122
 Аракелян М. А. 183
- Бааде В. (Baade W. W.) 48, 168, 169, 171, 173, 226—228
 Бакулин П. И. 51
 Барнард Э. (Barnard E. E.) 147, 224
 Баском В. (Buscomb W.) 127
 Баум В. (Baum W. A.) 189
 Бергер Д. (Berger D.) 31
 Биннендайк Л. (Binnendijk L.) 81
 Бок В. (Bok W. J.) 147, 160, 162, 226
 Борзов Г. Г. 163
 Бордеевская Е. П. 111
 Боттлингер К. (Bottlinger K.) 90, 91, 168
 Бэйкер Н. (Baker N.) 134
- Валленквист А. (Wallenquist A.) 138
 Ватакидзе М. А. 160, 163, 165
 Вилсон Р. (Wilson R.) 57, 82, 228, 232
 Вокзальер Ж. де (Vaucoeurs G. de) 184, 185, 188, 189, 197, 198
 Вольф М. (Wolf M.) 143, 147, 223, 224
 Воронцов-Вельяминов Б. А. 31, 183, 185—187, 228
- Геркин Н. Л. 178
 Герцшпрунг Э. (Hertzsprung E.) 27, 46, 223—225
 Гершель В. (Herschel W.) 20, 79, 101, 102, 101, 123, 146, 197, 219, 220
 Гершель Дж. (Herschel J.) 101, 104, 108, 221
 Гиклас Н. (Giclas H.) 55
 Гилленберг В. (Gyllenberg W.) 82
 Гиннарх Э. 22
 Голай М. (Golay M.) 153
 Горанский В. П. 134
 Горделадзе Н. Г. 63, 226
 Гринштейн Дж. (Greenstein J. L.) 36
- Дайсон Ф. (Dyson F. W.) 42
 Дженкинз Л. (Jenkins L.) 43
 Джинс Дж. (Jeans J.) 177
 Джой А. (Joy A. H.) 95, 224
 Джонсон Г. (Johnson H. L.) 23, 35, 227
 Дибай Э. А. 183
 Домбровский В. А. 36, 226
 Дэвис Л. (Davis L.) 36
- Еремеева А. И. 103
 Ефремов Ю. И. 48, 145
- Засон А. В. 183
 Зеелигер Г. (Seeliger H. von) 103, 104, 159, 160
 Зонн В. (Zonn W.) 9
- Идланс Г. М. 214, 215
 Истон Н. (Easton C.) 172
- Калышник А. А. 179, 226
 Камм Д. (Kamm G. L.) 91, 97, 214
 Карптейн Я. (Kapteyn J. C.) 39, 84, 104, 112, 143, 160, 222—224, 230, 231
 Кинг Н. (King L.) 131
 Кинман Т. (Kinman T. D.) 134
 Кипп С. (Kipp S. L.) 113
 Клейн-Вассинк В. (Klein-Wassink W. J.) 118
 Ковальский М. А. 84, 88, 221
 Куйпер Д. (Kuiper G. P.) 158
 Кольшюттер А. (Kohlschütter A.) 46, 224
 Копылов А. И. 187
 Костякова Е. Б. 114
 Красовский В. И. 179, 226
 Крон Дж. (Kron G. E.) 131
 Кукаркин Б. В. 48, 134, 142, 165, 168, 225
 Кутузов С. А. 43
- Латышев Н. И. 123
 Лейтен В. (Luyten W. J.) 55, 164, 112, 113, 122, 230
 Лейтон Р. (Leighton R.) 68
 Ливитт Г. (Leavitt H. S.) 48, 223
 Линдبلاد Б. (Lindblad B.) 82, 89, 168, 177, 178, 225, 227
 Липунов В. М. 67
- Мак Ри А. (McRee D. A.) 162
 Маркарян Б. Е. 124, 143, 226, 227
 Меллоранский А. С. 65
 Мендоза Э. (Mendoza E.) 24
 Миронов А. В. 134
 Морган В. (Morgan W. W.) 23, 35, 173, 226, 227
- Некель Т. (Neckel Th.) 156
 Никопов В. Б. 179, 226
 Нойгсбауэр Дж. (Neugebauer J.) 67
 Ньюком С. (Newcomb S.) 52
 Ньютон Н. 59, 218
- Огородников К. Ф. 9, 78, 159, 225
 Оорт Я. (Oort J. H.) 89, 92, 93, 99, 160, 163, 164, 181, 213, 225, 227
 Оостергоф Н. (Oosterhoff P.) 134
 Осипков Л. П. 78
- Павловская Е. Д. 170
 Паренато И. П. 9, 77, 91, 97, 153—156, 166—168, 170, 214, 225—227
 Парсонс В. (лорд Росс) (Parsons W. S., Lord Ross) 172, 221
 Паша Н. И. 178
 Пензиас А. (Penzias A. A.) 227
 Петри Р. (Petrie R.) 31
 Пикальнер С. Б. 179
 Плямммер Г. (Plummer H. C.) 137

- Поведа А. (Poveda A.) 69
 Погсон Н. (Pogson N. R.) 22, 221
 Подольский Р. Г. 15
 Пritchard Ч. (Pritchard Ch.) 22
 Проктор Р. (Proctor R. A.) 192, 221
 Пуанкаре А. (Poincaré A.) 215
- Раймонд Дж. (Raimond J.) 82
 Райн П. ван (Rhijn P. van) 104, 107, 112, 160
 Рейли Э. (Reilly E. F.) 147, 226
 Расселл Г. (Russell H. N.) 80, 224, 225
 Рольфе К. (Rolfis K.) 178
 Рунгор Г. (Roungor G. W.) 181
 Руд Р. (Reif R. T.) 134
- Самуэль Н. Н. 134
 Сеттедукати А. (Setteducati A.) 123
 Сильченко О. К. 67
 Сирс Ф. (Sears F. H.) 101, 107, 160, 224
 Старикова Г. А. 111, 127, 128
 Страйкис В. Д. 24
 Стрёмберг Г. (Strömberg G. B.) 86—88, 224, 225
 Стрёмгрен Б. (Strömrgren B.) 24
 Струве В. Я. 52, 116, 220, 221
 Струве Л. О. 88, 89, 95, 222
 Странд К. (Strand K. Aa) 41, 43
 Сэндидж А. (Sandage A. R.) 141, 184, 227
- Тихов Г. А. 146, 223
 Томсон У. (лорд Кельвин) (Thomson W.) 202
 Трумплер Р. (Trumpler R. J.) 202
- Уилер Н. (Weaver H. F.) 123
 Уитни Ч. (Whitney Ch. A.) 218
- Ференбак III. (Fehrenbach Ch.) 56
 Фрике В. (Fricke W.) 52
- Хаббл Э. (Hubble E. P.) 164, 184, 193, 197, 225, 227
 Хейцлер К. (Hetzler C.) 67
 Хилтнер В. (Hiltner W. A.) 36, 226
 Хинек Д. (Hynek J. A.) 31
 Холл Д. (Hall D.) 36, 226
 Холмонд Н. Н. 114, 135, 136, 138, 227
 Хольмберг Э. (Holmberg E.) 183
 Хулст Х. ван де (Hulst H. C. van de) 99, 226
 Хьюз Э. (Hughes E.) 68
- Цвикки Ф. (Zwicky F.) 193, 194, 228
 Цейпель Г. фон (Zeipel H. von) 135
 Цуг Р. (Zug R. S.) 147
- Чандрасекар С. (Chandrasekhar S.) 205, 213
- Шалонж Д. (Chalonge D.) 30
 Шапلي Н. (Shapley H.) 104, 130, 173, 197, 224, 225
 Шаров А. С. 129, 130, 139—141, 154, 155, 191, 227
 Шварцшильд К. (Schwarzschild K.) 84, 157, 159, 160, 223
 Шезо Ж. Ф. Луиз де (Cheseaux J. F. Loys de) 146, 219
 Шкловский Н. С. 180, 227
 Шлезинджер Ф. (Schlesinger F.) 40, 41, 230
- Эббигхаузен Э. (Ebbighausen E. G.) 116
 Эддингтон А. (Eddington A.) 42, 143, 216, 225
 Эймс А. (Ames A.) 197
 Эйласто Я. Э. 171
- Янь Ю. (Yuan C.) 227

ПРЕДМЕТНЫЙ УКАЗАТЕЛЬ

- Абсолютизация 51, 54
 Астрографические каталоги «Карты неба» 104, 230
 «Атлас галактик Хаббловский» 184
 «Атлас звездных спектров» (МКК) 29, 30
 «Атлас избранных областей Млечного Пути» Барнарда 147
 «Атлас и каталог взаимодействующих галактик» 186
 «Атлас и каталог фотоэлектрических стандартных звездных величин» 25
 Атлас паломарский 123
- Балдж 16, 17, 170, 185
 Бар 181, 185
 Блеск 22
 Боллометрическая поправка 37, 38
- Вес (каталога) 51
 Вирнал Клаузууса 215
 Виральный парадокс 191
 Волны плотности 178
 Вращение линии апсид двойной звезды 61
 Время полураспада системы 209
- Галактика 13—17, 88, 94, 100, 201
 —, возраст 14, 189
 —, газо-пылевой слой 15, 16
 —, диск 16, 170
 —, «диск ядра» 181
 —, корона (или внешнее гало) 170, 171
 —, магнитные поля 36
 —, масса 167, 168, 170, 171
 —, модель В. Гернеля 102, 103
 —, — Я. Кантейла 104
 —, направление на центр 13, 171
 —, области HI и HII 174—176, 180—182
 —, подсистемы 13, 168
 —, полюсы 21
 —, радионизлучение 180
 —, размеры 13, 171
 —, расстояние до центра 171
 —, скорость круговая 14, 88
 —, составляющие 166, 168
 —, сплюснутость 104
 —, тип 187
 —, форма 16—17, 85, 187
 —, центр 21, 171, 172
 —, экватор 21
 —, ядро 17, 181, 185
 Галактики взаимодействующие 186
 —, классификация 184, 185
 —, светимость 188
 —, сплюснутость 184
 Галактическая концентрация 17, 18, 104, 106
 Гало 17, 170
 Главная последовательность (Г. П.) 31, 45, 49, 118
 —, — начальная (Н. Г. П.) 125, 126
 Глобулы 147
 Год галактический 97
 Гравитационное поле самосогласованное 200
- Движущееся скопление Большой Медведицы 122
 — — Гиады 120, 121
 Диаграмма «видимая величина — цвет» 49, 116, 124, 129
 — Герцишунга — Ресселя (спектр — светимость) 18, 28, 29, 50, 61
 — — —, последовательности на ней 29, 45
 — — —, сподная (для скоплений) 125, 126
 —, двуцветная (двухиндексная) 33, 34, 36
 —, «масса — светимость» 60
 —, QQ (Вильнюсской фотометрической системы) 36
 — « M — L » 60
 Динамика звездных систем 12, 13, 200
- Зависимость «период — светимость» 18, 47, 48
 Закон барометрический 153
 — Вебера — Фехнера 22
 — Гаусса 83
 — Коссакаса 154
 — Максвелла 83
 — Планка 37
 — Рэлея (закон λ^{-4}) 149, 150
 — Стефана — Больцмана 37
 — Хаббла 189
 — Шварцшильда 84, 85, 207, 213
 — «0, 6» 105
- Звездная кинематика 70
 —, плотность околозвездная 158, 159
 —, —, приведенная 159, 160
 Звездные комплексы 115
 —, орбиты 201, 202
 «Звездный петер» 201
 «Звездный газ» 202, 203
 Звезды «бегущие» 82, 168, 169
 —, гиганты 27
 —, двойные 58
 —, инфракрасные 67—69
 —, карлики 27
 —, сверхгиганты 28, 29
 Зона избегания 192, 197
- Избранные площадки Кантейла 22, 55, 104, 232
 Избытки цвета 33, 35, 146, 147, 151—153
 Индекс металличности 31, 133—135
 Интеграл Эйлера — Паусона 107
 Интегралы энергии и площадей (моментов) 211—213
 Интегральное уравнение Абеля 136
- Карты А. С. Шарова 154—155
 Каталог галактик и скоплений галактик 194
 —, звездных спектров 26
 —, параллакс 41
 «Каталог Слабых Звезд» (КСЗ или KSZ) 51
 Каталог звездных величин 25
 —, лучевых скоростей 57, 58
 —, фотоэлектрические, точности 25
 —, фундаментальные 51

- Кери 185
Классы светимости 29, 45
— спектральные 26—31, 245
Координаты, система квазиинерциальная 54
Корона (или внешнее гало) Галактики 17
Красное смещение (гравитационное) 56, 58, 78
Кривая реакции инструмента (кривая спектральной чувствительности) 22, 23
Крупномасштабная структура Вселенной 198
К-член (Кемпбелла) 78
- Линии нарастающего покраснения
— поглощения стационарные 62
Линии нормальных цветов 33
Лучевые скорости, приведение к центру Солнца 57
- Межзвездная материя, облака 13, 15
Местная система 110
Местный Стандарт Покоя (LSR) 90
Металлическость 189, 198, 199
Металлическость 31, 133—135
Метод Ванакидзе — Оорта 165, 166
— кривых роста 133
— Дирака 211
— «душиного экрана» 64
— совмещения Г. П. скоплений 125, 126
— Хаббла 155, 164
— «чертиков» Гершелей 101
Млечный Путь, интегральный спектр 114
Модель «типингской системы» Зеелигера 104
Модуль расстояния 44, 46, 50, 156, 237, 238
«Морфологический Каталог Галактик» (МКГ) 185, 186
- Облака HI с большими скоростями 182
«Окрестности Оорта» 91
Столкновение пертекса 86
- Параллакс 38
— абсолютный 39
— вековой 79
— отрицательный 41
— тригонометрический относительный 40, 41
Параллактическое смещение звезды 38, 39
Параметр Джонсона 35
Поглощающая материя, карта распределения плотности 154, 155
Поглощающие облака 157
Поглощение света межзвездное 36, 115—147, 149
— полное 151
Подсистемы (в Галактике) 13, 82
Покраснение звезд 15
Поле скоростей 73
Полосы неустойчивости 133
Поляризация света 36
Постоянная Планка 64
— Хаббла 189
Постоянные Оорта 92—97, 214
Пояс Гулда 108, 109
Пробел М. Шварцшильда 133, 135
Протозвезды 147
Пульсары 64
- Распределение звездных скоростей Шварцшильда 84, 85, 207, 213
- Распределение энергии в спектрах Солнца и звезд 68
Реликтовое радионизлучение 13, 74
Рентгеновский фон 67
- Сверхассоциации 145
«Сверхгалактики» 193, 197, 198
Селекция наблюдательная, 12, 18
Сила Гака 89
— ньютоновская 89
Силы регулярные и иррегулярные 85, 201, 203, 207
Система звездная, квазистационарность 54, 202
Скопления звездные, короля 140
— —, массы 216
— —, промежуточная зона 140
— —, рассеянные 14, 115, 142, 168, 256
— —, диаграмма составная (сводная) 125
— —, классификация 123, 124
— —, устойчивость 215, 216
— —, шаровые 14, 117, 128, 257, 258
— —, радиус приливной и радиус ядра 130, 131
— —, расстояния 131, 135
— —, силуэтность 130
— —, число в Галактике 128
— —, ядро 140
Скорость критическая (ускользания) 211
— круговая 14
— остаточная 72
— пекулярная 72, 83—86
— пространственная 70
— тангенциальная 70
«Скрытые массы» 200, 201
Собственное движение, абсолютизация 51, 54
— —, приведенное 112
Собственные движения абсолютные (или меридианные) 50
— —, относительные 52
Солнце, движение к апексу 71, 225
—, основное 73
—, относительно центра инерции Галактики 74, 190
—, стандартное 73
—, координаты апекса 86, 87, 225
—, положение в Галактике 15, 101, 104, 163
—, рентгеновское излучение 63
Соотношение Погсона 22
Соотношения S_p , M , R и L 247
Стандарты фотометрические и фотозлектрические 22, 25
Сфера исчерпанности, радиус 163
- Темные пятна в Млечном Пути 147, 148
Теорема о вирнале 215, 216
Типы звездного населения 168
«Трехкилопарсекковая» ветвь 181, 182
Туманности инфракрасные (ИК-) 68
— отражательные, светлые, эмиссионные 14, 61—63
— темные 14, 61, 62, 156
- Уравнение блеска 4, 41, 55
Уравнения интегральные Шварцшильда 157—160
Условия наблюдений (их учет) 20
- Формула Атеяна 203, 204
— Оорта 91—94
— Пареняго 154—156
— Эддингтона 42

- Формулы Ботлингера 90, 91
— Тернера 83
Функция блеска 18, 103, 157, 158
— Кайма 91, 97, 214
— масс (для спектрально-двойных звезд) 59
— распределения 19
— — Максвелла 83
— — плотности звезд 210
— — скоростей 84, 85
— светимости для галактик Местной группы
и трех скоплений галактик 197
Центроид группы звезд (или объектов) 72
«Черные дыры» 180, 200
Эволюция звездной системы 209
Экстинкция 147
Электронная фотография 25
Электрофотометрия 24, 25
Эллипсоид скоростей 85, 86
Эталон Фабри — Перо 56