

Миронов А.В.

**ОСНОВЫ
астрофотометрии.
Практические основы
фотометрии и
спектрофотометрии
звезд**



МОСКВА
ФИЗМАТЛИТ ®

УДК 523.03, 523.08

ББК 22.63

М 64



*Издание осуществлено при поддержке
Российского фонда фундаментальных
исследований по проекту 07-02-07010*

Ми ро но в А. В. **Основы астрофотометрии. Практические основы фотометрии и спектрофотометрии звёзд.** — М.: ФИЗМАТЛИТ, 2008. — 260 с. — ISBN 978-5-9221-0935-2.

Книга посвящена изложению основ звёздной фотометрии и спектрофотометрии. Рассматриваются основные типы приемников излучения, применяемых в астрономии, и влияние земной атмосферы на прохождение излучения. Обсуждаются распределение энергии в спектрах звезд основных спектральных типов и важнейшие многоцветные фотометрические системы. Представлены методы проведения астрофотометрических наблюдений и их обработки.

Книга рассчитана на астрономов и астрофизиков, аспирантов и студентов старших курсов соответствующих специальностей, а также на физиков, интересующихся методами звёздной фотометрии и спектрами звёзд.

ISBN 978-5-9221-0935-2

© ФИЗМАТЛИТ, 2008

© А. В. Мионов, 2008

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие	6
Введение	7
Глава 1. Основные понятия, величины и формулы гетерохромной фотометрии	11
1.1. Свет и излучение	11
1.2. Оптический диапазон электромагнитного излучения	12
1.3. Основные задачи астрофотометрии.	14
1.4. Энергетические величины, характеризующие излучение.	15
1.5. Спектральная чувствительность регистрирующего прибора. Понятия и терминология	19
1.6. Гетерохромная звёздная величина	22
1.7. Показатель цвета и связь фотометрических систем	24
1.8. Об ошибках при астрофотометрических измерениях	26
1.9. Вывод	27
Глава 2. История и содержание некоторых фотометрических каталогов	31
2.1. Начало начал	31
2.2. VD и HD	38
2.3. Фотография и фотографические звёздные величины	44
2.4. Система <i>UBV</i>	45
2.5. Новые каталоги.	47
Глава 3. Астрономическая фотография и фотографическая фотометрия	50
3.1. Фотографическая фотометрия с телескопами-астрографами	50
3.2. Фотографическая фотометрия с рефлекторами	61
3.3. Фотографическая фотометрия с зеркально-линзовыми телескопами	64
3.4. Спектральная чувствительность фотослоев	69
3.5. Достоинства и недостатки фотографии	71
Глава 4. Приборы и устройства фотоэлектрической фотометрии	74
4.1. Классический фотоэлектрический фотометр.	75
4.2. Диафрагма	77

4.3. Светофильтры	79
4.4. Линза Фабри	83
4.5. Фотоумножители	85
4.6. Спектральная чувствительность фотокатодов	87
4.7. Регистрация фототока	90
4.8. Вывод формул учёта нелинейности в методе счёта фотонов	93
4.9. Оценка влияния нелинейности на измерение световых потоков	95
4.10. Счётная характеристика фотоумножителя	96
4.11. Многоканальные астрофотометры	98
4.12. Фотозлектрический сканирующий спектрометр системы Сейя-Намиоки	100
4.13. Об эффектах, связанных с положением телескопа	102
Глава 5. Астрофотометрия с помощью приборов с зарядовой связью	104
5.1. Устройство ПЗС	104
5.2. Спектральная чувствительность ПЗС	109
5.3. Передача зарядовых пакетов	112
5.4. Переполнение пикселей	113
5.5. Учёт неравномерности чувствительности пикселей при фотометрии с ПЗС	115
5.6. Функция рассеяния точки	117
Глава 6. Поглощение света в земной атмосфере	121
6.1. Прохождение света через поглощающее вещество	121
6.2. Эффект Форбса	122
6.3. Виды ослабления света в атмосфере	123
6.4. Ослабление света за счёт рэлеевского (молекулярного) рассеяния	124
6.5. Ослабление света рассеянием на аэрозолях	128
6.6. Поглощение света атмосферным озоном	135
6.7. Поглощение света водяным паром	139
6.8. Поглощение света атмосферным кислородом	141
6.9. Полное ослабление света в атмосфере	142
Глава 7. Распределение энергии в спектрах звёзд различных спектральных типов	144
7.1. Фотометрия, спектрофотометрия и спектроскопия	144
7.2. Абсолютное распределение энергии в спектре звёзд	145
7.3. Спектральная классификация и распределение энергии в спектре	152
7.4. Каталоги нормальных спектрофотометрических данных	153
7.5. Примеры распределений энергии в спектрах звёзд разных спектральных типов	154
7.6. Моделирование распределения энергии в спектрах звёзд. Атласы модельных спектров	164
7.7. Влияние межзвёздного поглощения света на внеатмосферное распределение энергии	165

Глава 8. Система <i>UBV</i> и сходные с ней широкополосные фотометрические системы	169
8.1. Возникновение и определение понятия фотометрическая система	169
8.2. Создание системы <i>UBV</i>	172
8.3. <i>UBV</i> и двухцветные диаграммы.	173
8.4. Инфракрасное расширение системы <i>UBV</i>	180
8.5. Критика системы <i>UBV</i> и фотометрическая система <i>WBVR</i>	182
8.6. Фотометрическая система Ганна	186
8.7. Фотометрические системы Hipparcos и Tycho.	186
Глава 9. Среднеполосные фотометрические системы	188
9.1. Система Стрёмгрена <i>uvbyβ</i>	189
9.2. Вильнюсская фотометрическая система, её предшественники и аналоги.	191
9.3. Спектральная классификация с помощью Вильнюсской системы	197
Глава 10. Организация, проведение и первичная обработка фотометрических наблюдений.	202
10.1. Создание системы стандартов	202
10.2. Измерение кривой реакции фотометра	207
10.3. Составление программы наблюдений и проведение измерений.	208
10.4. Порядок подготовки данных и проведения измерений в ходе составления Тянь-Шаньского <i>WBVR</i> -каталога	210
10.5. Первичная обработка данных измерений.	218
Глава 11. Обработка наблюдений. Учёт ослабления света в атмосфере Земли и заключительные процедуры	223
11.1. Предварительные замечания	223
11.2. Метод Бугера	224
11.3. Метод пары	227
11.4. Метод Никонова	228
11.5. Метод Сарычева	231
11.6. Замечание о гетерохромных методах	232
11.7. Классический гамма-метод	232
11.8. Методы Зданавичуса	234
11.9. Последовательно-гетерохромная методика Тянь-Шаньской обсерватории	237
11.10. Краткие рекомендации по применению рассмотренных методов.	243
11.11. Нормировка и перевод измерений в общую и стандартную фотометрические системы	244
Заключение. Будущая система фотометрических стандартов	249
Список литературы.	254

ПРЕДИСЛОВИЕ

Задачи современной астрономии требуют всё большей и большей точности измерений. Это положение в полной мере относится к астрономической фотометрии. В 1997 году автором было опубликовано учебное пособие под названием «Прецизионная фотометрия. Практические основы прецизионной фотометрии и спектрофотометрии звёзд». Оно отражало состояние астрофотометрии примерно на начало 1990-х годов. Настоящее издание, как и предыдущая книга, написано на основе курса лекций, который автор читает с 1990 года на физическом факультете МГУ для студентов 3–5 курсов астрономического отделения. Однако по сравнению с вариантом 1997 года издание существенно переработано. Прежде всего в него вошли сведения, без которых сейчас, после завершения проекта Hipparcos и в ожидании новых больших фотометрических работ, таких как европейский проект GAIA, уже нельзя ориентироваться в быстро развивающихся методах и новых результатах. Кроме того, добавлены главы, касающиеся фотографической фотометрии и фотометрии с ПЗС. В текст внесено много уточнений и дополнений. В результате книга стала учебно-научной монографией.

Данная книга не могла бы быть завершена, если бы не помощь, советы и конструктивная критика коллег. Прежде всего я благодарен А. И. Захарову, В. Г. Корнилову и Н. Н. Самусю, которые прочли рукопись и сделали ценные замечания. Особую благодарность приношу А. Р. Амбарцумян, которая сделала фонограмму курса моих лекций и участвовала в её расшифровке. В книге отражены мысли, высказанные участниками обсуждений сделанных мной докладов на научных семинарах и конференциях в Москве, Санкт-Петербурге, Екатеринбурге и Вильнюсе.

ВВЕДЕНИЕ

Много звёзд горит по поднебесью,
А назвать-то их нет умения,
распознать-то их нету силушки.

А. К. Толстой

Минувший XX век характеризовался бурным развитием звёздной фотометрии. В этом столетии фотометрия стала одним из главных инструментов астрофизических исследований. Быстрое развитие физики твёрдого тела и соответствующих технологий привело к созданию большого числа разнообразных приёмников излучения и, как следствие, к созданию многочисленных фотометрических систем, покрывающих широкий диапазон электромагнитного излучения — от далёкого ультрафиолета до далёкой инфракрасной области. В настоящее время практически нет такого раздела астрофизики, в котором не использовались бы результаты фотометрических измерений.

Развитие астрофотометрии вызвало создание ряда учебников и монографий, в которых рассматривались фундаментальные вопросы методики фотометрических наблюдений и описывались применяемые технические устройства. Исторически первыми учебниками на русском языке были три издания «Курса астрофизики и звёздной астрономии», широко известные в астрономическом сообществе как «Пулковский курс». Авторами глав этих книг были известные пулковские астрономы. Первые тома каждого из изданий (они вышли из печати, соответственно, в 1934, 1951 и 1973 годах) были посвящены методам астрономических исследований. В последнем, третьем, издании Пулковского курса был опубликован единственный первый том. Главы о приборах и методах астрофотометрии в нём были написаны В. Б. Никоновым, а глава об ослаблении излучения земной атмосферой — В. А. Кратом.

В период с 1960 по 1977 годы тремя изданиями был опубликован университетский учебник Д. Я. Мартынова «Курс практической астрофизики». В нём, как и Пулковском курсе, ряд глав отведено для изложения основ фотометрии и спектрофотометрии.

Безусловно, многое в Пулковском курсе и учебнике Д. Я. Мартынова сильно устарело. Так, как там описано, сейчас уже не работают. Тем не менее, основные идеи, изложенные в этих классических кни-

гах, продолжают играть важную роль, а по целому ряду вопросов до сих пор трудно найти другое такое же подробное и последовательное изложение.

В 1977 году в Вильнюсе была издана монография В. Л. Страйжиса «Многоцветная фотометрия звёзд» (Вильнюс: Мокслас, 1977). Эта книга стала своего рода энциклопедией по астрофотометрии. В монографии предложен безусловно более современный подход к проблемам звёздной фотометрии. Влияние вильнюсских фотометристов ощущается во многих современных работах в области астрофотометрии: в вопросах выбора спектральных полос, в основных идеях подхода к методике редуций наблюдений и во многом другом.

Однако за 30 лет, прошедших с момента публикации книги Страйжиса, в астрофотометрии произошли большие изменения. Во-первых, появились достаточно подробные атласы распределений энергии в спектрах звёзд. Для индивидуальных объектов эти данные представлены в спектрофотометрических каталогах, о которых будет рассказано в 7-й главе. Во-вторых, ведущее место в ряду приёмников излучения заняли приборы с зарядовой связью (ПЗС). В-третьих, появились обширные каталоги звёздных величин, полученные путём сканирования и обработки фотографических обзоров. В четвёртых, современная астрономия уже немыслима без результатов выдающегося космического проекта *Hipparcos*, завершённого в 1990-х годах. В результате осуществления этого эксперимента была получена точная фотометрия (в одной полосе в визуальной области спектра) и высокоточная астрометрия 118 тыс. звёзд. В среднем по 110 раз были измерены положения и величины звёзд всего неба до примерно 9-й звёздной величины. Не менее поражают результаты сопутствующего *Hipparcos* эксперимента *Tucano*, в ходе которого был осуществлён обзор неба в двух фотометрических полосах и получены звёздные величины для двух с половиной миллионов звёзд. Заметим, кстати, что в сочетании с данными обработанного в ГАИШ 4-миллионного каталога точных положений, результаты эксперимента *Tucano* позволили получить надёжные собственные движения почти для одного миллиона звёзд. И, наконец, недавно завершён инфракрасный обзор неба, известный как *2MASS*. В результате его проведения были получены звёздные величины почти полумиллиарда звёзд в трёх фотометрических полосах.

В будущем нас ожидают ещё более грандиозные проекты. Среди них, бесспорно, на ведущие позиции претендует проект *GAIA*. Он предполагается как обзор всех звёзд Галактики и других ближайших звёздных систем до 20-й визуальной звёздной величины. Таких звёзд около одного миллиарда. В результате выполнения эксперимента *GAIA*, предполагается получить высокоточные параллаксы звёзд. Для звёзд до 15-й величины ошибка параллакса должна быть менее

11 угловых микросекунд. Должны быть получены лучевые скорости многих миллионов объектов. Фотометрическая часть проекта предполагает получение двух низкодисперсионных призмённых спектров для всех звёзд обзора в диапазоне 300–1000 нм. По этим спектрам можно будет оценивать параметры спектроэнергетического распределения, на основании которых будут выводиться поправки к координатам и параллаксам звёзд.

Не исключено, что среди планируемых экспериментов будет и российский космический проект, предполагающий проведение фотометрических измерений. Сейчас такой проект, в ходе которого должны будут быть измерены фотометрические характеристики примерно 40 млн. звёзд, разрабатывается в ГАИШ МГУ. В рамках этого проекта многоцветную фотометрию предполагается провести в широком спектральном диапазоне, от 200 до 1000 нм.

Эти результаты и планы свидетельствуют об актуальности изучения проблем астрофотометрии и спектрофотометрии.

В 1997 году небольшим тиражом была издана книга автора этих строк «Прецизионная фотометрия. Практические основы фотометрии и спектрофотометрии звёзд». По сравнению с той книгой настоящее издание, продолжая делать упор на методы высокоточной фотометрии, охватывает гораздо более широкий круг вопросов. В основу данной книги положен курс «Основы астрофотометрии», читаемый автором на астрономическом отделении физического факультета Московского государственного университета им. М. В. Ломоносова.

Любое измерение физических величин является, вообще говоря, модельно зависимым и сводится к нахождению параметров этой модели.

Приведём простейший пример. Пусть требуется измерить длину реального предмета, например края прямоугольного стола, стоящего в студенческой аудитории. Измерение производится с помощью мерной ленты (рулетки). Мы прикладываем один конец рулетки к одному углу стола, затем вытягиваем мерную ленту вдоль края стола до противоположного угла и отмечаем, какое деление на ленте рулетки совпало с положением этого угла. Очевидно, что в этом процессе мы идеализируем реальность, заменяя предмет его моделью. Ведь край стола не является математической прямой. Это многократно изогнутая линия, причём степень её изогнутости зависит от того, насколько детально мы можем рассмотреть фактуру физического предмета, стола. Таким образом, вместо измерения длины края реального стола мы находим параметр некоторой модели, которая заменяет реальный предмет его математической идеализацией. Далее, мы обязаны учесть растяжи-

мость и кривизну ленты рулетки, которые в свою очередь зависят от многих факторов: температуры в нашей аудитории, ошибок нанесения штрихов и проч. Чтобы учесть все это, нужно задать модель формы ленты рулетки, модель зависимости её длины от температуры (а может быть, и от влажности) и множество других свойств нашего средства измерения, которые мы можем себе представить.

После измерения нужно произвести его обработку. Суть любой обработки в том, чтобы исключить из результатов измерения параметров модели предмета влияние модели процесса измерений. С математической точки зрения обработка любых измерений является некорректно поставленной задачей, имеющей бесконечное множество решений. Чтобы получить разумный результат, мы обязаны заранее задать модель результата, обладающую известной совокупностью свойств (т. е. нужно заранее многое знать об ответе нашей задачи!). Измерение призвано уточнить известные и найти связанные с ними неизвестные параметры модели результата.

На результаты фотометрических измерений звёзд влияет большое количество разнообразных факторов, от состояния атмосферы до физического состояния и настроения наблюдателя. Поведение наблюдателя мало предсказуемо; целый же ряд других факторов можно и нужно попытаться оценить, чтобы понять, какие из них влияют на результат в большей, а какие — в существенно меньшей степени, так что их влиянием можно пренебречь. Без этого мы не сможем составить ни адекватную модель измеряемой величины, ни надёжную модель условий и средства измерений. Для построения этих моделей нужно хорошо представлять свойства измеряемых величин (излучения звёзд) и всю совокупность процессов, происходящих в приёмниках излучения, и чётко отдавать себе отчёт в том, какие методы (и почему!) применяются для проведения и обработки наблюдений.

Обсуждению этих проблем посвящена настоящая книга.

Глава 1

ОСНОВНЫЕ ПОНЯТИЯ, ВЕЛИЧИНЫ И ФОРМУЛЫ ГЕТЕРОХРОМНОЙ ФОТОМЕТРИИ

— А в попугаях я гораздо длиннее!

Г. Остер
Мультфильм «38 попугаев»

1.1. Свет и излучение

Слово *фотометрия* в дословном переводе с греческого означает *измерение света*. В физике и в технике под термином *свет*, вполне естественно, понимается то электромагнитное излучение, которое воздействует на человеческий глаз. Источники излучения представляют собой естественные или искусственные тела, испускающие *лучистую энергию*, т. е. энергию электромагнитного излучения. Большинство источников излучения испускают лучистую энергию на различных *частотах*. В качестве частотной характеристики электромагнитного излучения используются три физических параметра, связанные друг с другом. Это длина волны λ , частота излучения ν и волновое число k . Частота и длина волны связаны известным соотношением через скорость света в вакууме: $\nu = c/\lambda$. Типичная частота видимого света $(1-2) \cdot 10^{15}$ Гц. В качестве единиц, используемых для измерения длины волны, могут применяться как системные величины, метры (м), сантиметры (см), микрометры (мкм) и нанометры (нм), так и популярная внесистемная единица ангстрем (Å): $1 \text{ Å} = 0,1 \text{ нм}$. Волновое число — это величина, обратная длине волны, выраженной в сантиметрах (см^{-1}).

Глаз воспринимает излучение на участке шириной приблизительно в одну октаву, примерно между длинами волн $\lambda 3800 \text{ Å}$ и $\lambda 7700 \text{ Å}$. Этот интервал астрономы, как правило, называют *визуальным диапазоном*. Под термином же *свет* в астрофотометрии обычно понимается излучение в гораздо более широком, так называемом *оптическом диапазоне*, и предметом *астрофотометрии* является количественное измерение *оптического излучения*.

1.2. Оптический диапазон электромагнитного излучения

Оптический диапазон излучения простирается от нескольких десятков ангстрем до сотен микрометров. Объединение всего этого излучения в один диапазон оправдывается как однотипностью принципов его генерации, так и общностью методов его регистрации и преобразования. Описание физических процессов, ответственных за образование этого излучения, выходит за рамки этой книги. Нас в основном будет интересовать, как измерить количество этого излучения, измерить *точно*, и что, собственно, из этих измерений можно получить для излучения звёзд, звёздных систем, туманностей и иных небесных объектов.

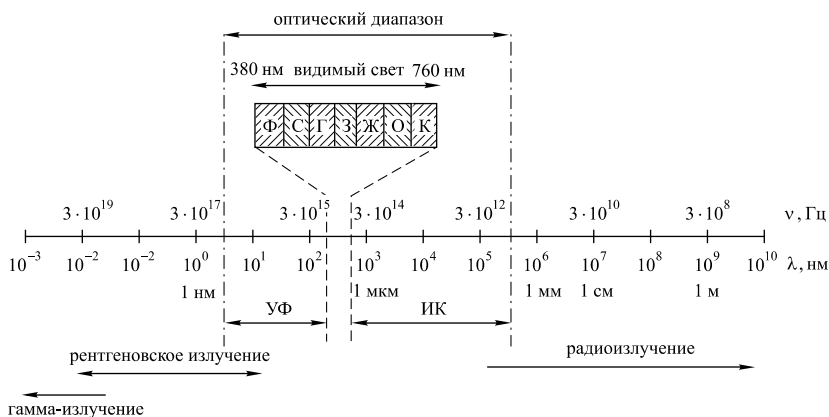


Рис. 1.1. Шкала электромагнитного излучения

В оптический диапазон (см. рис. 1.1) входит невидимое ультрафиолетовое излучение с длиной волны менее 3800 \AA , невидимое инфракрасное излучение с длиной волны более 7700 \AA и, конечно, узкая полоса собственно светового излучения, которое чувствует наш глаз. Если рассматривать глазом в окуляр спектр какого-либо яркого объекта, например Солнца, то очень хорошо видно, как на фоне цветной полоски лежат линии поглощения; при подходе к ультрафиолетовому пределу глаз начинает напрягаться и то ощущает кусочек спектра со знаменитыми линиями Н и К CaII, то нет. За этими линиями глаз уже не ощущает света. Это коротковолновый предел спектральной чувствительности глаза (конечно, положение этого предела — вещь индивидуальная!). Сходное ощущение испытывает глаз и со стороны красного, густо-красного света, приближающегося к 7700 \AA . При 8000 \AA уже никакой глаз не чувствует излучения. Но и в области

короче 3800 \AA , и в области длиннее 7700 \AA на излучение реагируют другие приёмники, о которых мы будем говорить в нашей книге.

В физике и технике для измерений во всём оптическом диапазоне применяется термин *радиометрия*, однако он не привился в астрономии. Итак, если не оговорено особо, мы будем считать термины *свет*, *световое излучение* и *излучение* синонимами, понимая, что во всех случаях речь идёт об электромагнитном излучении в оптическом диапазоне.

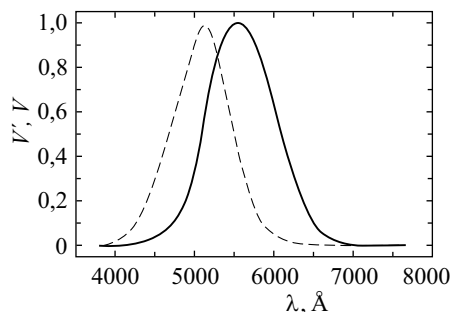


Рис. 1.2. Дневная (сплошная линия) и ночная (штриховая линия) кривые спектральной чувствительности человеческого глаза

Глаз — это приёмник излучения с нестрогой заданной кривой спектральной чувствительности. На рис. 1.2 показана чувствительность человеческого глаза в зависимости от длины волны. Это усреднённые данные, полученные в результате экспериментов с участием многих людей и принятые раз и навсегда. Общая и спектральная чувствительность человеческого глаза различна в условиях яркого (дневного) и слабого (ночного) освещения. Это обусловлено наличием в сетчатке глаза различных светочувствительных и цветочувствительных элементов: *колбочек* и *палочек*. Колбочки обеспечивают способность глаза различать цвета. Палочки во много раз более чувствительны к свету, но нецветочувствительны. Русская пословица утверждает, что «ночью все кошки серы». Тем не менее, и дневной, и ночной глаз реагирует на излучение довольно широкого спектрального диапазона. Максимумы дневного и ночного зрения заметно смещены. Для дневного глаза это $\approx 5550 \text{ \AA}$. Свет с такой длиной волны соответствует зелёному цвету, это цвет молодой травы, эта длина волны близка к средней длине волны излучения Солнца. Ночной глаз имеет кривую чувствительности с максимумом $\approx 5130 \text{ \AA}$. Это уже скорее синий или, во всяком случае, сине-зелёный цвет.

Дневная зависимость чувствительности среднестатистического глаза от длины волны называется *относительной спектральной световой эффективностью* (в книгах, изданных ранее 1970 года, используется устаревшее название: *кривая видности*). Эта зависимость в табличной форме приведена во многих пособиях по фотометрии, в частности в «Курсе практической астрофизики» Д. Я. Мартынова.

Важной частью оптического диапазона является *оптическое окно прозрачности* земной атмосферы. Оно ограничено с коротковолновой стороны ($\lambda < 3100 \text{ \AA}$) поглощением молекулами озона, а с длинноволновой стороны ($\lambda > 9000 \text{ \AA}$) — полосами поглощения водяного пара. Значительная часть методов и результатов измерения излучения звёзд, рассматриваемая в этой книге, относится к оптическому окну прозрачности.

1.3. Основные задачи астротометрии

Из всего необъятного круга применений фотометрии в астрономии выделим области, которые могут считаться важнейшими.

Во-первых, как и в древности, звёздные величины совместно с координатами служат для целей ориентации и навигации. Только теперь речь идёт не об ориентации на поверхности Земли, а об автоматической ориентации и навигации космических аппаратов. Автомат в космосе должен уметь, направив свои датчики в произвольный участок неба, отождествить звёзды, попавшие в поле зрения, определить координаты этого участка и вычислить собственную ориентацию. Сложность заключается в том, что, как правило, спектральная чувствительность бортовых датчиков сильно отличается от общепринятых в астрономии фотометрических полос. Чаще всего максимум чувствительности этих датчиков находится в красной или инфракрасной области. А там ярчайшими звёздами будут уже не голубые Сириус с Вегой, а Бетельгейзе и другие, более слабые в визуальной области красные звёзды. Астротометрия должна уметь по измерениям в одной части спектра предсказывать реакцию прибора на излучение звёзд в любой другой полосе пропускания.

Чтобы решить эту проблему, нужно справиться со второй важнейшей задачей астротометрии. Она заключается в том, чтобы на основе многоцветной фотометрии звёзд восстановить распределение энергии в их спектрах. Если эта задача будет решена успешно, то фундаментальная астрофизика получит данные о температуре, светимости и химическом составе атмосферы звезды, а прикладная астрономия — звёздную величину в любой наперёд заданной полосе реакции приёмника. Задача восстановления распределения энергии в спектре по

фотометрическим данным тесно связана с задачей спектральной классификации. С математической точки зрения спектральная классификация, выполняемая фотометрическими методами, относится к разряду некорректно поставленных задач. Для её решения нужно многое знать о типичных спектрах звёзд. Эти вопросы мы будем рассматривать в 7-й главе.

Современную астрофизику невозможно представить без фотометрических исследований переменных звёзд, т. е. без исследования изменений со временем потоков излучения, приходящих от звёзд. Изучение многочисленных и разнообразных эффектов изменчивости звёзд было и остаётся крайне необходимым для понимания строения и эволюции звёзд и звёздных систем. В последнее время возникает всё больше задач, требующих предельно высокой фотометрической точности. Это изучение радиальных и нерадиальных пульсаций звёзд на разных гармониках, задачи астросейсмологии и многое другое.

Наконец, отметим, что на совершенно новые рубежи вышла современная астрометрия. В последние десятилетия с Земли и из космоса было получено около миллиона измерений точных положений и собственных движений ярких звёзд и измерены точные параллаксы практически всех звёзд, удалённых не более чем на 200 парсек от Солнца. Современная точность астрометрии — это примерно $0'',002$ угловой секунды. На повестку дня выходят задачи получения астрометрических данных с погрешностями, не превосходящих $0'',00001$ угловой секунды. Но поскольку ход лучей в оптических элементах телескопов зависит от длины волны, то эту задачу нельзя решить, если не располагать данными высокоточной многоцветной фотометрии.

1.4. Энергетические величины, характеризующие излучение

Пусть имеется точечный источник излучения, т. е. такой источник, размеры которого пренебрежимо малы по сравнению с расстоянием до него, а именно звезда (см. рис. 1.3). Если точечный источник излучения окружить со всех сторон воображаемой сферой радиуса r , то через полную поверхность этой сферы, имеющую площадь $4\pi r^2$, за интервал времени t будет проходить некоторое количество электромагнитного излучения W . За единицу времени через поверхность этой сферы пройдёт количество лучистой энергии

$$L = \frac{W}{t}, \quad (1.1)$$

которое характеризует полную мощность электромагнитного излучения источника и называется в астрономии *светимостью звезды*. (Заметим,

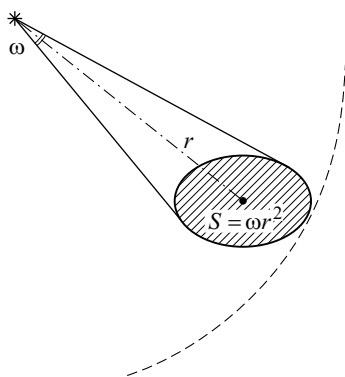


Рис. 1.3. К определению основных световых величин

что в физике и технике светимостью называют полный поток излучения, испускаемый светящейся поверхностью с единицы площади во всех направлениях. В учебнике Д. Я. Мартынова для этой величины употреблён термин *светность*.) Чаще всего светимость звезды выражают не в эргах в секунду или в ваттах, а в долях светимости какой-либо другой звезды, например, Солнца. Напомним, что светимость Солнца равна $3,8 \cdot 10^{33}$ эрг/с = $3,8 \cdot 10^{26}$ Вт.

Вообразим конус с вершиной в точечном источнике и телесным углом раствора ω . В силу прямолинейного распространения света излучение, которое выходит из источника в пределах этого конуса, всё время будет оставаться внутри конуса. На выбранной нами сфере конус вырезает участок площадью S . Эта площадь связана с углом раствора равенством $S = \omega r^2$. Количество световой энергии W_S , проходящее через рассматриваемую площадь в единицу времени, называется *поток*ом излучения. Поток, как правило, будем обозначать буквой F : $F = W_S/t$. В астрофотометрии мы всегда измеряем поток, проходящий через входное отверстие приёмника света: объектив телескопа, зрачок глаза и пр.

Если поток излучения, распространяющийся в данном направлении, пересчитать на один стерадиан, т. е. умножить поток F через площадь S на отношение площади сферы в телесном угле 1 ср (r^2) к площади рассматриваемой площадки, то такая мощность,

$$I = F \frac{r^2}{S} = \frac{F}{\omega} = \frac{L}{4\pi}, \quad (1.2)$$

называется *силой света*. Это та мощность лучистой энергии, которая распространяется по выделенному направлению, но пересчитана она так, как будто изотропно излучается источником в конус раствором в один стерадиан. Светимость и сила света являются характеристиками

источника и не зависят от свойств приёмника излучения. Величина потока зависит как от свойств источника, так и от размера входного отверстия приёмника, а поскольку у разных приёмников этот размер различен (размеры зеркал телескопов разные и т. д.), то нужна единица, которая позволяла бы нам сравнивать мощности излучения, проходящего через площадки разной площади. Совершенно очевидно, что для этого нужно вычислить количество излучения от общей площади S , приходящее в среднем на единицу площади (см^2 , м^2 и т. п.). Количество излучения, приходящее в единицу времени на единицу площади называется *энергетической освещённостью* E :

$$E = \frac{F}{S} = \frac{I\omega}{S} = \frac{I}{r^2}. \quad (1.3)$$

Освещённость имеет размерность эрг \cdot с $^{-1}$ \cdot см $^{-2}$ или, если пользоваться единицами СИ, Вт/м 2 .

Пусть имеются два точечных источника и один создаёт в вашем глазу (или на объективе вашего телескопа) освещённость E_1 , а другой — E_2 . Величина, определяемая как два с половиной логарифма отношения этих освещённостей, взятая с отрицательным знаком, называется разностью звёздных величин источников 1 и 2:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \lg \frac{E_1}{E_2}. \quad (1.4)$$

Формула (1.4) выражает *закон Погсона*, предложенный в середине XIX века. Это абсолютно правильная и абсолютно чёткая формула, которая связывает две энергии и две звёздных величины.

Иногда закон Погсона (1.4) удобнее записывать не через десятичный, а через натуральный логарифм. Тогда в формуле возникает коэффициент, равный $2,5/\ln 10$, что примерно равно 1,086:

$$m_1 - m_2 = -\frac{2,5}{\ln 10} \ln \frac{E_1}{E_2} \approx -1,086 \ln \frac{E_1}{E_2}. \quad (1.5)$$

Формула Погсона играла важнейшую роль в астрофотометрии до тех пор, пока единственным приёмником излучения являлся человеческий глаз. Но при появлении иных приёмников выяснилось, что эта формула нам мало что даёт. Энергетические потоки от наших источников — это не совсем то, а иногда даже совсем не то, что воспринимают наши конкретные приборы (фотопластинка, фотоэлемент и пр.), и нельзя сравнивать звёздные величины, определённые с помощью разных приёмников. Подавляющее большинство приёмников излучения являются *селективными*, т. е. реагируют не на полную энергию, а только на определённый диапазон электромагнитного излучения, причём одному и тому же количеству световой энергии, пришедшей в разных длинах волн, будут соответствовать разные отклики при-

ёмника. Правда, существуют приёмники, которые реагируют именно на полную энергию. Они называются *болометрами*, воспринимают излучение очень широкого диапазона длин волн и для всех этих длин волн имеют примерно одинаковую чувствительность. Недостаток всех современных болометров прежде всего в том, что чувствительность их низка. Освещать такой прибор нужно достаточно сильным потоком, что далеко не всегда возможно при измерениях астрономических объектов. Селективные же приёмники, начиная с глаза и кончая ПЗС, обладают весьма высокой чувствительностью. Глаз человека начинает ощущать свет уже тогда, когда в зрачок попадает несколько десятков квантов. Эмпирически установлено, что если за характерное для глаза время порядка 0,1 с в зрачок попадут несколько десятков квантов видимого света, то глаз, хорошо адаптировавшийся к темноте, уже воспримет этот поток как ощущение света. То же самое можно сказать о современных фотоэлектрических приёмниках, о которых мы будем говорить в последующих главах.

На самом деле энергетические освещённости E_1 и E_2 в формулах (1.4) и (1.5) суть энергии излучения, которое может быть распределено по широкому спектральному диапазону. Если взять для некоторой определённой частоты или длины волны отношение потока излучения в узком интервале длин волн (или частот) к ширине этого интервала, то получим *спектральную плотность энергетического потока*. Аналогично можно получить спектральную плотность силы света или освещённости. Спектральную плотность можно относить как к единице частоты, так и к единице длины волны. Иногда вместо термина спектральная плотность говорят об *удельном потоке* или *удельной освещённости*, но следует иметь в виду, что термины *спектральная плотность энергетической освещённости* и *спектральная плотность энергетического потока* приняты в метрологии. Для термина спектральная плотность энергетической освещённости часто применяют сокращение СПЭО и выражают эту величину в единицах СИ, т. е. в Вт/м³ (мощность, отнесённая к единице площади и единице длины волны). В единицах такой размерности представлены данные в целом ряде звёздных спектрофотометрических каталогов, в которых содержатся сведения о СПЭО, создаваемых различными звёздами на верхней границе земной атмосферы. Об этих каталогах мы будем говорить в дальнейшем.

Как правило, мы не будем пользоваться техническими терминами «спектральная плотность энергетической освещённости» или «спектральная плотность энергетического потока», потому что в астрономии все эти функции принято называть *распределением энергии в спектре* $E(\lambda)$.

Следует различать собственное распределение энергии в спектре звезды $E_0(\lambda)$ и распределение энергии в спектре звезды на верхней границе земной атмосферы $E(\lambda)$. Свет звезды, распространяясь в направлении Солнечной системы, может испытать ослабление за счёт поглощения и рассеяния в межзвёздной среде. Очевидно, что

$$E(\lambda) = E_0(\lambda) \cdot [\tau(\lambda)]^X, \quad (1.6)$$

где $\tau(\lambda)$ — закон спектрального ослабления света в межзвёздном пространстве, а X — количество единиц межзвёздного вещества на пути света звезды.

1.5. Спектральная чувствительность регистрирующего прибора. Понятия и терминология

Повторим ещё раз, что наши измерения чаще всего проводятся с селективным приёмником, который имеет чувствительность к определённом и достаточно широкому диапазону длин волн. Внутри этого диапазона селективный приёмник имеет разную чувствительность к излучению с разными длинами волн. *Спектральная чувствительность* $\epsilon(\lambda)$ приёмника излучения — это функция, которая связывает спектральную плотность энергии излучения в данной длине волны и *спектральный отклик* $G(\lambda)$ приёмника на это монохроматическое излучение.

Откликом приёмника могут быть самые разнообразные физические величины. Для человеческого глаза это психофизиологическая величина — ощущение. Для других приёмников это та или иная физическая величина. Для каждого приёмника она своя. Для фотографической пластинки — это количество зёрен почерневшего галоидного серебра. Для фотоэлемента или ФЭУ — это выходной электрический ток. Для приёмника с внутренним фотоэффектом, например, для фотосопротивления, — это его проводимость, и т. д. Спектральный отклик приёмника $G(\lambda)$ — физическая величина, возникающая на выходе приёмника под воздействием энергии излучения. Если последовательно освещать приёмник монохроматическими лучами разных длин волн, то в каждой длине волны можно измерить отношение отклика приёмника к падающему потоку излучения. Зависимость этого отношения от длины волны и есть спектральная чувствительность приёмника. Очень часто она представляется не в абсолютном виде (т. е. рассчитанная на *эрг в секунду* или *ватт*), а в виде безразмерных относительных чисел. Для этого абсолютная спектральная чувствительность нормируется на значение в какой-либо характерной длине волны. Относительные спек-

тральные чувствительности типичных приёмников излучения представлены в виде таблиц в большом количестве справочников.

Абсолютные значения спектральной чувствительности, как правило, в литературе не приводятся. Они различны для разных конкретных приборов. В любом случае на чувствительность собственно светочувствительного элемента накладывается ещё достаточно большое количество других функций, которые искажают общую спектральную чувствительность. В частности, если поставить приёмник на телескоп, то на чувствительность светоприёмника накладывается спектральное пропускание оптики телескопа $o(\lambda)$ (независимо от того, линзовый это или зеркальный телескоп). Пропускающая способность линзы или отражательная способность зеркала всегда зависят от длины волны. Кроме этого, во время наблюдений мы можем использовать какие-либо светофильтры. С одним и тем же приёмником, вводя в световой пучок разные светофильтры, характеризующиеся функциями пропускания $\phi(\lambda)$, мы выделяем излучение в разных диапазонах длин волн и получаем в результате различные кривые реакции $R(\lambda)$ регистрирующего прибора при одной и той же спектральной чувствительности светоприёмника:

$$R(\lambda) = \varepsilon(\lambda) o(\lambda) \phi(\lambda). \quad (1.7)$$

На рис. 1.4 изображены четыре кривые реакции типичной многоцветной широкополосной фотометрической системы. В последующих главах мы подробно обсудим этот рисунок, а сейчас сосредоточим внимание только на том, что один и тот же приёмник излучения, в данном случае фотокатод, имеющий чувствительность в области от 2500 Å

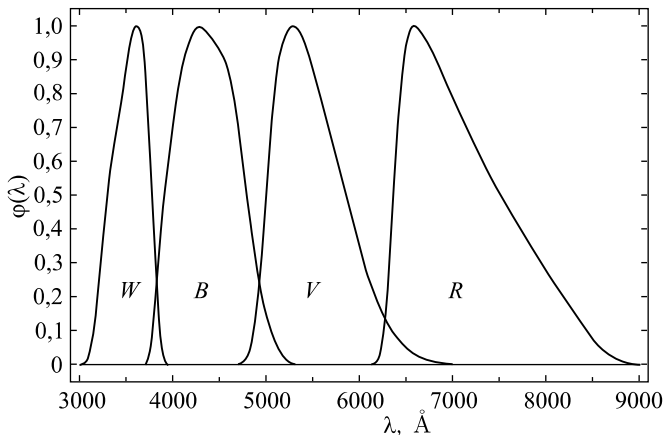


Рис. 1.4. Пример кривых реакции многоцветной фотометрической системы. Полосы фотометрической системы *WBVR*

до 9000 Å реагирует на свет в разных участках спектра, которые выделяются светофильтрами. Участки спектра, выделяемые светофильтрами из области спектральной чувствительности светочувствительного приёмника в сочетании со спектральной чувствительностью этого приёмника, называются *фотометрическими полосами*. Выбирая фотометрическую полосу, мы грубо определяем участок спектра, излучение от которого будет измерять наш прибор. Как правило, фотометрическая полоса определяется двумя параметрами: *средней длиной волны* $\lambda_{\text{ср}}$ и *полушириной* $\Delta\lambda$. Средняя длина волны фотометрической полосы, заданной кривой реакции $R(\lambda)$, определяется по формуле

$$\lambda_{\text{ср}} = \frac{\int R(\lambda) \lambda d\lambda}{\int R(\lambda) d\lambda}. \quad (1.8)$$

Поскольку функция $R(\lambda)$, как правило, имеет один максимум, то можно по обе стороны от него определить длины волн, в которых $R(\lambda)$ равно половине максимального. Расстояние по шкале длин волн между этими значениями называется *полушириной*.

Кривые реакции, показанные на рис. 1.4, — это кривые реакции фотометра, с помощью которого был сделан каталог фотометрических характеристик ярких звёзд, выполненный группой исследователей ГАИШ МГУ в Тянь-Шаньской высокогорной обсерватории во второй половине 1980-х годов. Тянь-Шаньские фотометрические полосы W , B , V и R похожи на классические полосы U , B , V и R , введённые знаменитым американцем Гарольдом Джонсоном.

Есть ещё один «светофильтр», который поставила нам сама природа и который доставляет нам немало хлопот. Этот весьма селективный фильтр — спектральное пропускание земной атмосферы. Он отсутствует, если наблюдения проводятся с борта космического аппарата. Однако очень часто ещё приходится работать с поверхности Земли, и поэтому необходимо знать и уточнять на момент измерений функцию *спектрального пропускания земной атмосферы* $p(\lambda)$. Кроме того что эта функция представляет собой сложную зависимость от длины волны, она зависит ещё и от толщи воздуха, через которую проходит свет. Минимальная толщина в зените (при зенитном расстоянии $z = 0$) принимается за единицу *атмосферной (или воздушной) массы* $M(z)$. График типичной функции *спектрального пропускания земной атмосферы в зените* на уровне моря $p_0(\lambda)$ показан в гл. 6 на рис. 6.16. Если отойти от зенита на некоторое расстояние, то, в первом приближении, зенитную функцию следует возвести в степень воздушной массы:

$$p[\lambda, M(z)] = [p_0(\lambda)]^{M(z)}. \quad (1.9)$$

Произведение функции спектральной чувствительности светоприёмника на функции пропускания оптики телескопа и всех светофильтров, включая, если требуется, земную атмосферу, мы будем называть *кривыми реакции инструментальной фотометрической системы* и обозначать через $T'(\lambda)$:

$$T'_i(\lambda) = R'_i(\lambda) \cdot p[\lambda, M(z)]. \quad (1.10)$$

Буква T , начальная буква в английском слове total (весь, общий, суммарный) символизирует то, что в эту функцию включены все селективные искажающие эффекты. Индекс i подчёркивает, что используется светофильтр с номером i .

Для того чтобы определить звёздную величину небесного объекта, нужно, кроме кривой реакции, задать нуль-пункт, т.е. кроме спектральных свойств приёмника излучения определить, какому количеству излучения, на которое реагирует наш приёмник, мы приписываем некоторое конкретное число — *нуль-пункт*.

Инструментальную кривую реакции в совокупности с нуль-пунктом называют *инструментальной фотометрической системой*. Одну из инструментальных систем принимают в качестве *стандартной фотометрической системы* для данной фотометрической полосы. Впоследствии все измерения, выполненные в инструментальной системе, нужно будет редуцировать в стандартную.

Термин *фотометрическая система* употребляется в двух смыслах. Во-первых, как синоним понятия «кривая реакции плюс нуль-пункт» Это одноцветная фотометрическая система. И, во-вторых, как набор нескольких кривых реакции в нескольких фотометрических полосах (*многоцветная фотометрическая система*) в совокупности со своими нуль-пунктами в каждой из этих полос. Многоцветные фотометрические системы позволяют приблизительно оценить функцию распределения энергии в спектре. Некоторые дополнительные требования к определению фотометрической системы мы рассмотрим в гл. 8. Смысл верхнего штриха в обозначениях $T'(\lambda)$ и $R'(\lambda)$, мы разберём далее в разделе 7 настоящей главы.

1.6. Гетерохромная звёздная величина

Если вычислить свёртку функции распределения энергии в спектре $E(\lambda)$ с функцией инструментальной кривой реакции $T'(\lambda)$, то в предположении о линейности нашего приёмника излучения получим

величину, пропорциональную полному отклику G регистрирующего прибора:

$$G = k \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda) T'(\lambda) d\lambda. \quad (1.11)$$

Здесь k — коэффициент пропорциональности, а λ_1 и λ_2 — границы области спектральной чувствительности приёмника. Отметим, что в формуле (1.11) смело можно считать, что $T'(\lambda)$ — относительная кривая реакции. В самом деле, она отличается от абсолютной только тем, что в каждой точке нормирована (разделена) на постоянное число, а именно на своё значение в некоторой характерной длине волны (например, на значение в максимуме). Можно считать, что этот постоянный множитель уже вынесен из под знака интеграла и включён в коэффициент пропорциональности k .

Пусть наш регистрирующий прибор отреагировал на излучение двух звёзд с номерами 1 и 2 откликами G_1 и G_2 соответственно. Тогда, в полной аналогии с формулами (1.4) и (1.5), можно записать

$$m_1 - m_2 = -2,5 \lg \frac{G_1}{G_2} =$$

$$= -2,5 \lg \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E_1(\lambda) T'(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E_2(\lambda) T'(\lambda) d\lambda} \approx -1,086 \ln \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E_1(\lambda) T'(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E_2(\lambda) T'(\lambda) d\lambda}. \quad (1.12)$$

Заметим, что коэффициенты пропорциональности k сократились. Выражение (1.12) является определением разности *гетерохромных звёздных величин*.

Если в пределах интервала (λ_1, λ_2) функции $E_1(\lambda)$ и $E_2(\lambda)$ являются константами, т.е. не зависят от длины волны, то их можно вынести из под знака интеграла; тогда интегралы в числителе и знаменателе сокращаются и формула (1.12) приобретает точно такую же форму, что и формулы (1.4) и (1.5). В частности, часто можно считать, что в пределах узкого интервала $\lambda \pm \Delta\lambda$, где $\Delta\lambda \rightarrow 0$, функция распределения энергии в спектре постоянна. Поэтому формулы (1.4) и (1.5) являются одновременно определением разности *монохроматических звёздных величин*.

Представим себе, что для одной из двух звёзд, разность величин которых задаёт формула (1.12), нам известна её звёздная величина, соответствующая фотометрической полосе, заданной кривой реакции $T'(\lambda)$. Пусть для определённости это звезда с номером 2. Такую звезду

уместно назвать *стандартом*. Тогда значение отклика на вторую звезду вместе с известной величиной m_2 зададут нам некую константу:

$$\text{const} = m_2 + 2,5 \lg G_2; \quad m_1 = -2,5 \lg G_1 + \text{const}. \quad (1.13)$$

Эта константа будет единой для данного приёмника, она не зависит от распределения энергии в спектре звёзд, величину которых мы хотим получить.

Стандарту мы всегда *приписываем* звёздную величину. Именно это сделал Гиппарх во II веке до н. э. При создании современных фотометрических систем делается то же самое. Определяется процедура, которая позволяет той или иной звезде или группе звёзд приписать аксиоматически (выдумать из головы!) некое число и сказать, что это число — звёздная величина стандарта. Величина стандарта совместно с измеренным отсчётом задаёт нам константу в формуле (1.13). Когда в дальнейшем изложении неоднократно будет упоминаться, что звёздная величина есть интеграл от произведения функции распределения энергии этой звезды и кривой реакции аппаратуры плюс константа, мы всегда будем понимать, что для определения такой константы нам нужен стандарт. Тогда можно на этот стандарт навестись, измерить его с помощью фотометра, получить отклик и вычислить эту константу.

1.7. Показатель цвета и связь фотометрических систем

Пусть имеются две фотометрические полосы, например B и V или U и R , или, в общем случае, одна полоса с номером i и кривой реакции $T'_i(\lambda)$ и другая полоса с номером j и кривой реакции $T'_j(\lambda)$. Пусть, как и прежде, имеются две звезды, вторая из которых — стандарт. Если $G_{1,i}$ и $G_{1,j}$ — отклики прибора на излучение первой звезды, соответственно в полосах i и j , а $G_{2,i}$ и $G_{2,j}$ — отклики того же прибора на излучение второй звезды (стандарта) с известными величинами $m_{2,i}$ и $m_{2,j}$ то по формулам (1.13)

$$m_{1,i} = -2,5 \lg G_{1,i} + (m_{2,i} + 2,5 \lg G_{2,i});$$

$$m_{1,j} = -2,5 \lg G_{1,j} + (m_{2,j} + 2,5 \lg G_{2,j}).$$

Вычитая второе равенство из первого, имеем

$$\begin{aligned} m_{1,i} - m_{1,j} &= (-2,5 \lg G_{1,i} + 2,5 \lg G_{1,j}) + (2,5 \lg G_{2,i} - 2,5 \lg G_{2,j}) + \\ &+ (m_{2,i} - m_{2,j}) = -2,5 \lg G_{1,i} + 2,5 \lg G_{1,j} + \text{const}_i - \text{const}_j = \\ &= -2,5 \lg G_{1,i} + 2,5 \lg G_{1,j} + \text{const}_{i,j}. \end{aligned} \quad (1.14)$$

Эта разность звёздных величин, полученных в двух фотометрических полосах, называется *показателем цвета* или *колор-индексом*. Константа $\text{const}_{i,j}$ определяется по наблюдениям стандарта. Обычно считается, что для стандартов избранного сорта, а именно для непокрашенных звёзд спектрального класса A0 главной последовательности, звёздные величины во всех всевозможных полосах одинаковы, т. е. все возможные показатели цвета для них равны нулю. Поэтому

$$\text{const}_{i,j} = 2,5 \lg G_{A0,i} - 2,5 \lg G_{A0,j}. \quad (1.15)$$

Если наблюдения проведены в n фотометрических полосах, то из полученных звёздных величин можно составить $n(n-1)$ различных показателей цвета. Из этих показателей цвета $n-1$ будут независимыми.

Представим, что есть две фотометрические системы i и j или, скажем, B и V , и были произведены измерения звёздной величины некоторой звезды в одной из этих систем. Для того чтобы вычислить величину звезды в другой системе, нужно из первой величины вычесть показатель цвета. Итак, чтобы перевести звёздную величину из одной фотометрической системы в другую, нужно знать показатель цвета между этими системами.

Наблюдаемые показатели цвета, искажённые межзвёздной экстинкцией, называются *покраснёнными*. В противоположность этому собственные, присущие самим звёздам показатели цвета называются *непокрашёнными*. Непокраснённые показатели цвета, усреднённые для группы звёзд определённого спектрального подкласса, называются *нормальными*.

В каждый момент измерений существует некоторая мгновенная функция $T'(\lambda)$. Она, безусловно, мгновенная, т. е. существенно изменяется со временем. Если в неё входит атмосфера, то этим одним всё сказано. Но даже без атмосферы в неё входит кривая чувствительности приёмника $R'(\lambda)$, которая зависит от целого ряда изменяющихся со временем параметров. Приёмник установлен на телескопе, где может изменяться температура и, как следствие, спектральная чувствительность приёмника. Перед светочувствительным элементом установлен светофильтр. Существует много публикаций о том, как пропускание стеклянных светофильтров зависит от температуры. Итак, в каждый данный момент измерения производятся в своей оригинальной фотометрической системе. Из-за этого нельзя непосредственно сравнивать измерения, сделанные в разное время, даже в две соседние ночи. Чтобы сравнивать фотометрические измерения, сделанные разными авторами на разных телескопах в разное время, нужно все измерения переводить в *стандартную фотометрическую систему*. Для такого