

## Предисловие редактора

Эта книга посвящена многоканальной астрономии, которая использует не только канал электромагнитных волн, идущих из Космоса, но и другие каналы информации о Вселенной, такие, как канал нейтринного излучения, канал космических лучей, а также канал гравитационных волн, который стал доступен в последние годы.

Прогресс в области астрономических исследований тесно связан с развитием новых методов наблюдений небесных тел. Начало наблюдательной астрономии было положено великим итальянским ученым Галилео Галилеем в 1609 году, когда он впервые навел на небо свой телескоп с линзовым объективом диаметром в несколько сантиметров. С этого момента астрономия перестала быть чисто умозрительной наукой и стала опираться на надежные наблюдательные факты.

Другой замечательной вехой в развитии наблюдательной астрономии стал запуск на орбиту вокруг Земли 4 октября 1957 года первого советского искусственного спутника. Благодаря появившейся возможности выносить телескопы за пределы земной атмосферы, которая непрозрачна для многих видов электромагнитного излучения, астрономы могут теперь наблюдать Вселенную в очень широком диапазоне электромагнитных волн: от гамма-квантов, до длинных радиоволн. В этом очень широком диапазоне длина волны принимаемого излучения меняется в  $10^{16}$  раз. Это привело к тому, что надежность интерпретации современных астрономических наблюдений во многих случаях сравнялась с надежностью результатов лабораторных физических экспериментов. И это несмотря на то, что астрономические объекты удалены от нас на громадные расстояния в тысячи, миллионы и миллиарды световых лет.

В нашей книге излагаются современные методы и некоторые важнейшие результаты исследований астрономических объектов в канале электромагнитных волн, который, по образному выражению И.С. Шкловского, стал для астрономов всеволновым.

Другим каналом информации, идущей из Космоса, является канал космических лучей. Открытие космических лучей состоялось в 1912 году, когда ав-

стрийский физик В.Ф.Гесс измерил скорость ионизации воздуха в зависимости от высоты в атмосфере Земли. На высотах свыше 2 км ионизация воздуха начинает резко возрастать, что связано с действием космических лучей, падающих на границу атмосферы из космического пространства. Космические лучи состоят из ядер атомов водорода (~85%) и гелия (~10%); доля ядер всех остальных элементов не превышает 5%. Доля электронов и позитронов составляет менее 1%.

Плотность энергии космических лучей в нашей Галактике составляет ~1эВ/см<sup>3</sup>, что сравнимо с плотностью энергии межзвездного газа и галактического магнитного поля.

По своему механизму ускорения космические лучи можно разделить на несколько групп.

1. Космические лучи галактического происхождения с энергиями до ~10<sup>18</sup> эВ.
2. Космические лучи внегалактического происхождения с энергиями более ~10<sup>18</sup> эВ.
3. Мягкие космические лучи солнечного происхождения.
4. Аномальные космические лучи, образующиеся в Солнечной системе на периферии гелиомагнитосферы.

За более чем 100 лет исследований накоплен огромный наблюдательный материал по космическим лучам разных энергий. Стало ясно, что космические лучи высоких энергий формируются при взрывах сверхновых звезд. Источниками космических лучей могут быть пульсары, ядра галактик. С источниками космических лучей связаны также источники высокоэнергичных  $\gamma$ -квантов, что дает возможность идентифицировать источники космических лучей с отдельными астрофизическими объектами и происходящими в них физическими процессами. На стыке между физикой космических лучей и гамма-астрономией ученым удастся выполнять уникальные исследования в области астрофизики высоких энергий.

В нашей книге изложены современные методы и результаты исследований космических лучей разных энергий, описаны новейшие достижения и отмечены пока нерешенные проблемы в этой интереснейшей области науки.

Канал нейтринных наблюдений открывает замечательные перспективы для исследования различных объектов Вселенной — вспышек сверхновых звезд, солнечных недр и т.п.

Ввиду колоссальной проникающей способности нейтрино возможность его экспериментального детектирования длительное время казалась нереальной. Даже В.Паули, высказавший в 1930 году гипотезу о существовании нейтрино, придерживался такой пессимистической точки зрения. Однако в 1946 году Б.М.Понтекорво указал на возможность прямой регистрации нейтрино в связи с созданием ядерных реакторов. В 1953–56 годах группе американских физиков

под руководством Ф. Райнеса и К. Коуэна удалось зарегистрировать антинейтрино от мощного ядерного реактора Саванна-Ривер (США).

20 ноября 1946 года Б.М. Понтекорво прочел лекцию, в которой были изложены основы хлор-аргонного метода регистрации нейтрино. Тем самым были заложены наблюдательные основы нейтринной астрономии. В 1965 году В.А. Кузьмин предложил идею галлий-германиевого нейтринного детектора.

Первый эксперимент по регистрации солнечных нейтрино высоких энергий на базе хлор-аргонного детектора был осуществлен в 1967 году группой Р. Дэвиса (США). Эксперименты по регистрации солнечных нейтрино низких энергий от прямого протон-протонного термоядерного цикла ведутся в настоящее время в России и в Италии. Открытие осцилляций нейтрино в 2003 году позволило решить проблему дефицита солнечных нейтрино и в деталях подтвердить правильность модели внутреннего строения Солнца на базе термоядерных источников энергии.

В 1987 году вспыхнула сверхновая звезда в ближайшей к нам галактике — в Большом Магеллановом облаке. От нее со значительной достоверностью был зарегистрирован поток нейтрино в трех лабораториях мира, включая Баксанскую нейтринную лабораторию российских ученых на Северном Кавказе.

К настоящему времени завершается строительство уникальных установок для регистрации космических нейтрино (Байкальский нейтринный эксперимент, установка Ice-Cube на южном полюсе и т.п.). Это позволит использовать нейтринный канал астрономических наблюдений во всей полноте.

В нашей книге описаны современные методы и результаты нейтринных исследований объектов Вселенной и изложены соответствующие планы и перспективы.

В 2015 году ученые получили уникальную возможность использовать для исследования Вселенной принципиально новый канал информации — канал гравитационных волн. На американских лазерных гравитационно-волновых антеннах обсерватории LIGO были открыты сигналы от слияния черных дыр в двойных системах.

В состав интернационального авторского коллектива LIGO (свыше 1000 ученых из 15 стран) вошли представители физического факультета МГУ имени М.В. Ломоносова, группа, возглавляемая В.Б. Брагинским, а также группа из института прикладной физики РАН под руководством Е.А. Хазанова.

Идея использовать оптический лазерный интерферометр для регистрации гравитационных волн была впервые высказана М.Е. Герценштейном и В.И. Пустовойтом в работе 1962 года, задолго до первых опытов Дж. Вебера (США), пытавшегося зарегистрировать гравитационные волны на твердотельной антенне (1968 год). В России исследования в этом направлении были инициированы Я.Б. Зельдовичем как реакция на противоречивость результатов Дж. Вебе-

ра. Работы М. Е. Герценштейна, В. И. Пустовойта, В. Б. Брагинского и В. Н. Руденко по исследованию гравитационных волн всегда поддерживал и стимулировал В. Л. Гинзбург.

Инициаторами создания лазерной гравитационно-волновой обсерватории LIGO были американские ученые К. Торн, Р. Вайсс и Р. Драйвер.

В 2017 году в режим наблюдений вступила итальянская лазерная гравитационно-волновая обсерватория VIRGO. Совместные гравитационно-волновые наблюдения на обсерваториях LIGO и VIRGO позволили зарегистрировать всплески гравитационно-волнового излучения от слияния черных дыр в двойных системах, а также от слияния нейтронных звезд.

Замечательно то, что гравитационно-волновой всплеск от слияния нейтронных звезд сопровождался соответствующим всплеском электромагнитного излучения в гамма, рентгеновском, оптическом и радиодиапазонах. Это, с одной стороны, позволило окончательно установить надежность гравитационно-волновых наблюдений, с другой – детально изучить физику процессов нуклеосинтеза, сопровождающих слияние нейтронных звезд, а также показать, что скорость распространения гравитационных волн в точности совпадает со скоростью света. Ученые всего мира с нетерпением ждут новых захватывающих результатов в этой исключительно перспективной области исследований.

В нашей книге изложены методы и результаты гравитационно-волновых исследований и описаны перспективные проекты в этой актуальнейшей области астрофизики.

Книга представляет собой совместный труд более двадцати ведущих ученых, работающих в различных областях астрономии и астрофизики.

В первой части книги изложены методы исследования Вселенной в различных каналах: электромагнитном, нейтринном, канале космических лучей, гравитационно-волновом канале. Во второй – кратко описаны новейшие достижения астрономии и астрофизики, на основе которых сформирована современная «Картина Мира». Внимательный читатель заметит, что порядок расположения глав в первой части книги соответствует трём видам физических взаимодействий: электрослабому (которое при низких энергиях расщепляется на электромагнитное и слабое взаимодействие), сильному и гравитационному.

Насколько нам известно, это первая книга в нашей стране о многоканальной астрономии и, по-видимому, одна из первых в мире. Она будет полезна студентам и аспирантам, учителям средних школ и школьникам старших классов, а также любителям астрономии и всем любознательным читателям, интересующимся достижениями современной науки.

Авторы благодарят Н. Д. Уткина за помощь в редакторской работе над книгой.

Москва, май 2018 года,  
А. М. Черепашук

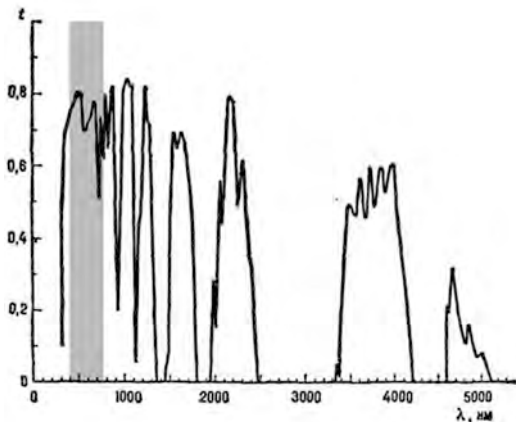
## Оптический диапазон

### Введение

Оптическим (или видимым) диапазоном электромагнитных волн в астрономии принято считать область электромагнитного спектра с длинами волн от 400 до 760 нм, т.е. свет, воспринимаемый человеческим глазом. В различных книгах и статьях границы оптического диапазона могут варьироваться вплоть до 350–1050 нм, что примерно соответствует диапазону чувствительности основных, на сегодняшний день, приемников излучения оптического диапазона – приборов с зарядовой связью (ПЗС).

Земная атмосфера, к счастью, практически прозрачна в оптическом диапазоне, и если на небе нет облаков, мы можем наблюдать Солнце, Луну, звезды, планеты, кометы и другие небесные тела (рис.1). В оптическом диапазоне пропускание атмосферы Земли на практике ограничивается лишь слабыми линиями поглощения кислорода и рядом линий других незначительно влияющих элементов, что позволяет почти беспрепятственно вести наблюдения с поверхности Земли. Помимо линий поглощения в атмосфере также присутствуют аэрозоли – мелкие пылевые частицы, поглощающие или рассеивающие часть света, идущего от небесных тел.

Помимо частичного поглощения, волновой фронт в оптическом диапазоне, идущий от космических объектов, изучаемых в



Помимо частичного поглощения, волновой фронт в оптическом диапазоне, идущий от космических объектов, изучаемых в

Рис. 1. Кривые пропускания атмосферы Земли в средних широтах на уровне моря. Оптический диапазон отмечен серым прямоугольником.

астрономии, подвергается влиянию турбулентности в земной атмосфере. Этот факт ограничивает угловое разрешение телескопов расположенных на земной поверхности, до величин  $0,5\text{--}2''$  (угловых секунд), что соответствует весьма умеренному диаметру объектива телескопа, согласно приближённой формуле:

$$\theta = 1,22 \times \lambda / D_{\text{тел.}}$$

Телескоп с диаметром объектива 14 см уже способен достигнуть разрешающей способности в 1 угловую секунду! Поэтому крупные оптические телескопы устанавливаются на Земле в тщательно изученных местах, как правило, в горах, условия на которых отличаются большим количеством ясных ночей и низкой степенью турбулентности атмосферы в большую часть года.

Основным инструментом астрономических исследований в оптическом диапазоне электромагнитных волн является телескоп. Однако, телескоп – лишь устройство позволяющее собрать свет от исследуемого объекта, научные же задачи решаются с помощью различной приемной аппаратуры. Основными задачами являются:

- получение детальных изображений объектов;
- измерение положений, угловых размеров и взаимного расположения небесных объектов;
- фотометрические исследования – измерение количества фотонов, приходящих от объекта;
- спектрофотометрические измерения – распределение количества фотонов от исследуемого объекта в зависимости от длины волны (или энергии регистрируемых фотонов);
- спектроскопия – исследование химического состава и/или лучевой скорости объекта относительно наблюдателя.

## **История оптического телескопостроения**

Вплоть до XVII века, когда Галилео Галилей направил первый телескоп собственного изготовления на небо, глаза человека были первым и единственным способом познания окружающей нас Вселенной.

В 1609 году Галилео Галилей изготовил сначала трехкратную зрительную трубу, а позже в том же году – трубу с восьмикратным увеличением. Первые зрительные трубы состояли из двух линз: объектив – двояковыпуклая линза и окуляр – двояковогнутая. В дальнейшем такая схема зрительной трубы получила имя Галилея.

Первые наблюдения неба Галилеем с помощью зрительной трубы, в дальнейшем названной «телескоп», принесли целую россыпь открытий: спутники Юпитера, фазы Венеры, природа пепельного цвета Луны и рельеф ее поверхности, пятна на Солнце и многие другие.

Схема телескопа Галилея имеет ряд недостатков: малое поле зрения и значительные хроматические aberrации, однако к числу ее преимуществ относятся простота изготовления и неперевернутое изображение. Такая схема до сих пор используется в театральных биноклях.

В 1611 году Иоганн Кеплер предложил собственную оптическую схему телескопа, где в качестве окуляра используется собирающая линза, установленная за промежуточным фокусом объектива (рис.3). Схема телескопа Кеплера имеет заметно большее поле зрения, но строит перевернутое изображение. Важной особенностью схемы Кеплера является возможность помещения в фокус окуляра креста нитей или шкалы для измерения положения светил. Значительная хроматическая aberrация линзовых объективов телескопа до момента изобретения в XVIII веке ахроматов минимизировалась путем уменьшения относительного отверстия до значительных величин. Телескопы того времени имели длинные трубы, соединяющие объектив и окуляр, иногда для уменьшения веса вместо трубы использовалась пространственная ферма.

В дальнейшем развитие телескопов-рефракторов (телескопов с линзовым объективом) двигалось по пути увеличения диаметра объектива и создания ахроматических и апохроматических объективов уменьшающих влияние хроматических aberrаций.



Рис. 2. Телескоп Галилея

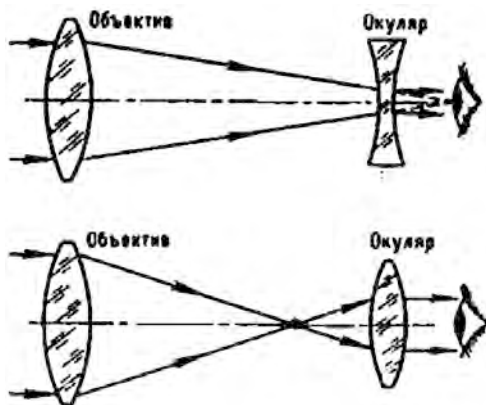


Рис. 3. Схема рефракторов Галилея (вверху) и Кеплера (внизу)

Всего лишь через несколько лет после изготовления Галилеем своего телескопа, были предложены различные схемы телескопов-рефлекторов, у которых в качестве объектива предлагалось использовать параболическое или сферическое вогнутое зеркало.

Однако первый телескоп-рефлектор с диаметром главного зеркала около 3 сантиметров был построен Исааком Ньютоном в 1668 году по собственной схеме. В конструкции Ньютона небольшое диагональное зеркало вблизи фокуса отбрасывает пучок света в окуляр за пределами тру-

бы. Создание телескопов-рефлекторов позволило практически избавиться от главной проблемы – хроматической аберрации.

В дальнейшем развитие оптики принесло множество оптических схем телескопов. Появились схемы зеркально-линзовых телескопов, значительное поле зрения которых стало востребованным с началом использования в астрономии фотопластинок для регистрации изображений.

В последующие годы развитие телескопов двигалось по пути увеличения диаметра объективов рефракторов и главных зеркал рефлекторов. Если на начальном этапе это обуславливалось желанием получить наибольшее увеличение космических объектов для визуальных наблюдений, то в дальнейшем, с 1850 года, когда было получено первое фотоизображение звезд с помощью телескопа, необходимость в росте собирающей площади объектива телескопа была обусловлена стремлением зарегистрировать все более слабые объекты. Использование методов спектроскопии во второй половине XIX века также стимулировало появление все более крупных телескопов оптического диапазона.

Создание все более крупных оптических телескопов стимулировало не только разработку все более совершенных оптических схем и технологий оптического производства крупногабаритных линз и зеркал с высочайшим качеством оптических поверхностей. Разрабатывались новые виды стекла, а впоследствии стеклокерамики, обладающих сверхнизким коэффициентом температурного расширения. При перепаде температуры окружающей среды от ночи к ночи астрономы-наблюдатели были вынуждены тратить значительное время в ожидании выравнивания температуры крупногабаритных зеркал т.к. градиент температуры в их объеме приводил к искажению оптической поверхности.

Не менее серьезные проблемы приходилось решать при разработке механических узлов крупных телескопов. Первые телескопы XVI–XVIII веков ограничивались примитивными трубами или фермами, соединяющими объектив с окуляром телескопа, и монтировками, обеспечивающими ручное наведение трубы телескопа на объект с помощью шарниров или системы блоков для более крупных инструментов. В дальнейшем, с появлением все более точной оптики и ростом ее размеров, появилась необходимость в сложных механических системах разгрузки зеркал для компенсации их собственного прогиба в различных ориентациях, повышении жесткости и уменьшении веса трубы или пространственной фермы телескопа.

Появление методов фотографической регистрации и необходимость длительных экспозиций при получении спектров стимулировали развитие механики экваториальных монтировок телескопа, у которых одна из осей параллельна оси вращения Земли. Соответственно, для компенсации суточного вращения телескоп, установленный на монтировке, приводился в движение вокруг этой оси с помощью часового механизма (рис. 4).





Рис. 4. Примеры телескопов на немецкой (слева), английской (центр) и вилочной монтировке.

Наибольшую популярность получили три основных разновидности экваториальных монтировок: немецкая, английская и «вилочная». У немецкой монтировки жестко фиксируется полярная ось (параллельно оси вращения Земли), на которую перпендикулярно крепится корпус оси склонения. С одной стороны корпуса располагается труба телескопа, а с другой – противовес, компенсирующий вес трубы телескопа. Немецкая монтировка популярна по сей день для небольших инструментов, как правило, рефракторов, однако она требует в части направлений прерывания наблюдений для перекладки, т.е. обращения телескопа на другую сторону относительно полярной оси.

Все большие размеры и вес телескопов привели к созданию английской монтировки, у которой полярная ось имеет опоры под обоими концами, и ее разновидностей: несимметричной с противовесом, симметричной и симметричной с ярмом.

В дальнейшем, для крупных телескопов стала популярна «вилочная» (или «американская») монтировка, у которой полярная ось заканчивается вилкой, между перьями которой располагается труба.

Одной из наиболее значимых вех развития наблюдательной астрономии стал 100-дюймовый телескоп Хукера, установленный в 1917 году на обсерватории Маунт-Вилсон (США) с главным зеркалом диаметром 2,5 метра (рис. 5). Он оставался крупнейшим в мире вплоть до 1947 года. В первые же годы с его помощью был совершён целый ряд открытий, в частности, Эдвином Хабблом была разрешена на звезды галактика Андромеды (М31) – одна из ближайших соседок нашей Галактики. К этому времени астрономам уже была известна зависимость период–светимость переменных звезд Цефеид и тем самым получены надежные оценки расстояний в локальной области Вселенной. Так бы-

Рис. 5. 100-дюймовый телескоп Хукера

ла поставлена точка в «большом споре» о природе спиральных туманностей и надежно установлено, что они являются удаленными галактиками, подобными нашей, а не газовыми туманностями, к чему склонялась значительная часть астрономов того времени. Дальнейшие спектроскопические исследования галактик привели Хаббла к открытию зависимости между красным смещением галактик и расстоянием до них, впоследствии названной законом Хаббла.

В 1948–49 гг. вступил в строй 200-дюймовый телескоп обсерватории Маунт-Паломар имени Джорджа Хейла, который во многом был инициатором его создания и руководил работами. Главное зеркало телескопа было изготовлено из боросиликатного стекла, имеющего существенно меньший коэффициент теплового расширения, чем у ранее использовавшихся сортов стекла, что существенно улучшило качество изображения при изменении температуры окружающей среды. Кроме того, само зеркало было дополнительно облегчено путем отливки заготовки зеркала с сотовой структурой тыльной стороны. Впервые была внедрена технология алюминирования зеркала путем вакуумного напыления. Наблюдения с помощью телескопа Хейла принесли целый ряд новых данных, и на сегодняшний день он продолжает свою работу. В последние годы он дооборудован элементами адаптивной оптики, на нем ведутся наблюдения быстротекущих процессов во Вселенной, мониторинг астероидов, работы по исследованию экзопланет. На сегодняшний день, это самый крупный в мире телескоп на экваториальной монтировке.

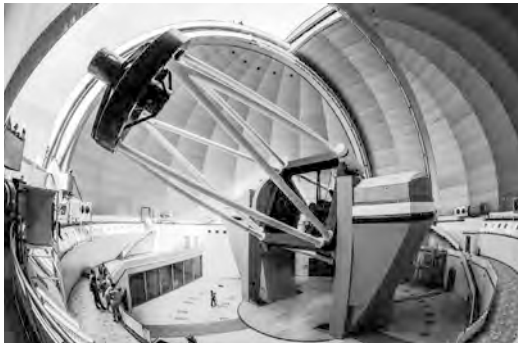


Рис. 6. Телескоп БТА

Спустя 26 лет, в 1975 году было закончено строительство 6-метрового Большого азимутального телескопа, созданного в СССР и установленного на Северном Кавказе в районе Архыза, на сегодняшний день – Карачаево-Черкесской

республике. БТА на момент постройки обладал целым рядом инновационных решений. Он установлен на альт-азимутальной монтировке, использование которой позволило сделать его существенно компактнее и легче (рис. 6). Однако переход от экваториальной монтировки к альт-азимутальной приводит к тому, что для компенсации суточного движения астрономических объектов элементы монтировки и фокального узла необходимо вращать одновременно с переменными скоростями по трем осям. Решение этой задачи сложно было осуществить до появления управляющих приводами электронно-вычислительных машин. БТА стал первым крупным телескопом, управление которым осуществлялось с помощью ЭВМ. Он пережил несколько значительных модернизаций систем управления и оптики и по сей день успешно используется астрофизиками для наблюдений или исследования, в основном, внегалактических объектов.

### **Приемники оптического излучения**

Первые телескопы могли использоваться лишь для визуальных наблюдений. Приемником излучения являлся глаз наблюдателя. Тем не менее, возможность увидеть с большим угловым разрешением объекты космоса, визуально сравнить блеск наблюдаемого объекта с соседними объектами, провести угловые измерения и сделать зарисовки, позволила заметно продвинуться в исследовании Вселенной. Для визуальной оценки блеска звезд были разработаны специальные методики, позволявшие делать оценки с точностью до десятых долей звездной величины. Визуальные наблюдения в отдельных областях астрономии оставались популярны вплоть до второй половины XX века.

Новый этап начался во второй половине XIX века, когда в астрономии для фиксации изображений стала применяться фотографическая эмульсия, в дальнейшем применялись как фотопластинки, так и эмульсия, нанесенная на гибкую пленку. Фиксация изображения, которое можно было количественно измерить после проявления, позволила накапливать свет от объектов часами, а иногда экспозиция могла продолжаться и несколько ночей подряд. Фотоматериалы можно изготовить с однородным светочувствительным слоем достаточно больших размеров, что позволяло получать изображения достаточно больших полей за одну экспозицию. После проявления, фотоматериал на специальных приборах измерялся для оценки блеска исследуемого объекта и его изменений относительно соседних звезд, измерения положения и размеров объектов. Надо отметить, что квантовая эффективность фотопленки<sup>1</sup>, то есть процент фотонов участвующих в формировании изображения, была невелика и не превыша-

---

<sup>1</sup> Поскольку регистрируются не фотоны, а результат их взаимодействия с приемником (количество кристаллов коллоидного серебра на фотопластинке или количество электронов в современном приемнике), то под квантовой эффективностью понимается отношение общего количества зарегистрированных единиц сигнала к полному числу фотонов, пришедшему на приемник.

ла 3–5%. С помощью специальных методов, называемых гиперсенсibilизацией, астрономы добивались повышения светочувствительности фотоматериала непосредственно перед наблюдениями путем нагрева, промывания в специальных растворах. Наиболее действенные методы гиперсенсibilизации путем выдерживания фотоматериала в водородной атмосфере были разработаны в Государственном астрономическом институте имени П.К.Штернберга. Однако и в этом случае квантовая эффективность не превышала 7–9%. Максимум чувствительности первых фотоматериалов на основе галогенидов серебра лежит в синей и ближней УФ части спектра, граница чувствительности в длинноволновом диапазоне фактически ограничивалась 500 нм. Для получения изображений в длинноволновой области в дальнейшем в фотоэмульсию добавлялись различные вещества сенсibilизирующие фотоматериалы вплоть до ближнего ИК диапазона.

С развитием электронных устройств, созданных на основе фотоэффекта, в астрономии стали применяться фотоэлектронные умножители (ФЭУ) для точного измерения блеска объектов. ФЭУ, как правило, не позволяет получить изображение, а применяется для измерения слабых потоков фотонов путем подсчета импульсов, создаваемых электронной лавиной.

Квантовая эффективность ФЭУ также оставалась до недавнего времени относительно небольшой и не превышала 10–12%, сегодня некоторые модели ФЭУ достигают 45%, однако в зависимости от покрытий, наносимых на фотокатод, спектральная чувствительность могла варьироваться в достаточно широком диапазоне спектра. Значительным преимуществом ФЭУ стала возможность вести наблюдения с высоким временным разрешением (вплоть до 0,1 наносекунды). На сегодняшний день ФЭУ в качестве одноэлементных устройств для подсчета фотонов сменили сцинтиллы на основе кремниевых фотодиодов, свободные от многих недостатков ФЭУ и имеющие квантовую эффективность вплоть до 80%.

Настоящая революция в астрономии произошла с изобретением в 1969 году приборов с зарядовой связью (ПЗС, английская аббревиатура – CCD). ПЗС – это, как правило, матрица или линейка, организованная на полупроводниковой кремниевой пластине. Каждый элемент изображения, пиксел, локализуется на поверхности пластины с помощью системы электродов, удерживающих образовавшиеся в результате фотоэффекта свободные электроны в своих пределах и не позволяющих им перемещаться в соседние пиксели. Таким образом, фотоны, попадающие на поверхность ПЗС, порождают электроны, которые накапливаются в пределах пиксела. По окончании экспозиции накопленный заряд в каждом из пикселей сдвигается в соседний по направлению к регистру считывания и предварительному усилителю, находящемуся на самой кремниевой пластине, усиленный сигнал подается на АЦП, результаты измерения которого поступают непосредственно в компьютер.

Теперь наблюдатель может видеть результат своей работы практически сразу после окончания экспозиции. Квантовая эффективность ПЗС заметно выше ранее используемых приемников и составляла десятки процентов для ранних ПЗС, а сегодня достигает 90–95% для широкого диапазона длин волн 450–800 нм. К 1980-м годам ПЗС стали широко использоваться в наземных и космических астрономических приборах. Размер пиксела ПЗС, как правило, составляет от 4 до 30 мкм, емкость единичного пиксела – от 25 000 до 1 000 000 электронов. В отличие от фотопластинок, использовавшихся в астрономии, площадь монолитной ПЗС-матрицы обычно небольшая – сегодня наиболее крупные ПЗС-матрицы имеют размеры  $9 \times 9$  см и содержат до  $10^8$  пикселов. Поэтому переход от фотографии к ПЗС-камерам на телескопах, сконструированных для применения фотографических пластин, нередко приводил к заметному сокращению поля зрения. В дальнейшем были разработаны крепежные системы кремниевых пластин ПЗС, позволяющие устанавливать на единое основание мозаику из ПЗС-матриц, поперечный размер которой в некоторых проектах достигает 60 см.

Система электродов, расположенная на лицевой стороне кремниевой пластины ПЗС-матрицы (ПЗС с прямой засветкой) ограничивала максимальную квантовую эффективность, т.к. фотоны, попадающие на электроды, терялись, отражаясь в обратном направлении. Для устранения этой проблемы были изготовлены ПЗС с обратной засветкой, у которых электроды были расположены на тыльной стороне пластины, а ее толщина была уменьшена до 15–40 мкм.

Помимо фотоэлектронов, попадающих в ловушки электродов пиксела, во время экспозиции туда же попадают так называемые тепловые электроны, создающие тепловой шум. Для уменьшения влияния теплового шума при длительных экспозициях астрономические ПЗС-камеры содержат в себе систему охлаждения: ПЗС располагается в вакуумированной или наполненной инертными газами камере, а позади приемника находится либо пельтье-элемент, либо емкость, заполненная жидким азотом. Научные камеры работают, как правило, при температуре ПЗС-матрицы близкой к 180 К.

Помимо теплового шума, при считывании ПЗС дополнительный шум генерируется усилителем сигнала, установленным перед АЦП, типичные величины шума чтения составляют от 2 до 20 электрон на пиксель. Таким образом, динамический диапазон современных ПЗС-камер может быть до 1:150 000.

Дальнейшее развитие технологий принесло астрономам еще более чувствительные приборы – EMCCD (или L3CCD). Дело в том, что шум чтения возрастает пропорционально скорости оцифровки значений каждого пиксела, типичные частоты позволяющие на современных ПЗС получить низкий шум чтения составляют 50–100 кГц, поэтому для полной оцифровки изображения нередко требуется время, превышающее время самой экспозиции. Для минимизации

времени считывания крупные ПЗС стали оснащаться несколькими выходными усилителями, каждый из которых усиливал сигнал со своего сектора ПЗС. Однако необходимость в матричных приемниках позволяющих детектировать свет на уровне отдельных фотонов и при этом производить до нескольких кадров в секунду привела к созданию матриц со встроенными структурами многоканальных усилителей, располагающихся непосредственно в структуре пикселей и позволяющих производить значительное усиление сигнала до передачи его на АЦП. За счет статистики такие приемники обладают шумами чтения не превышающими 1e при частотах оцифровки более 1 МГц. Размеры их пока невелики, до 1024×1024 пикселя, однако в последние годы появились инженерные образцы с разрешением до 16 мегапикселей. За все, однако, надо платить. В EMCCD при работе в «малозумящем режиме» начинает преобладать фотонный шум, что усложняет регистрацию предельно слабого сигнала.

Параллельно с развитием ПЗС, все большее распространение получают в астрономии матричные приемники типа CMOS. Основным их отличием является более сложная структура пикселя, который помимо светочувствительной зоны содержит предварительный усилитель, а считывание отдельных блоков пикселей может производиться независимо. Непосредственно на кристалле приемника располагается и массив из нескольких АЦП, которые параллельно ведут оцифровку сигнала из разных пикселей. Эта конструкция позволила существенно повысить скорость оцифровки.

Технология CMOS долгое время развивалась применительно к ИК-матрицам, её применение для оптического диапазона ограничивала невысокая чувствительность, т.к. сложная структура электродов и транзисторных усилителей на поверхности пластины занимала значительную площадь, и соответственно приемник имел низкую квантовую эффективность. Появление субмикронных литографических процессов и применение технологии обратной засветки (по аналогии с ПЗС) позволили создать новые модели широкоформатных sCMOS-матриц, обладающих высокой квантовой эффективностью (до 93%), низкими шумами чтения, адаптированных для охлаждения в целях понижения теплового шума, и частотами считывая до нескольких десятков кадров в секунду.

Благодаря своей архитектуре CMOS-матрицы обладают существенно меньшим энергопотреблением, в сравнении с ПЗС, что делает их востребованными для использования на космических аппаратах.

## **Методы исследования в оптическом диапазоне**

Если на начальном этапе развития астрономии преобладали визуальные наблюдения, то с началом использования в астрономии фотоприемников и развитием астрофизики наиболее востребованными стали методы многоцветной фотометрии и спектроскопии.

## Фотометрия

Задачей оптической фотометрии является измерение яркости небесных объектов в видимой области спектра. Величины блеска и цвета звезд и галактик позволяют определить их физические свойства и состав. В некотором смысле фотометрия представляет собой форму спектрального исследования с очень низким разрешением, поскольку она измеряет спектр источников в нескольких диапазонах определяемых кривыми пропускания используемых фильтров. Однако, т.к. количество света, приходящего от далеких объектов крайне мало, фотометрия позволяет дать оценку для наиболее далеких или слабых объектов, спектроскопические исследования которых потребуют экстремально больших телескопов либо слишком продолжительных экспозиций. Кроме того, производя фотометрические наблюдения на панорамных приемниках, астрономы получают одномоментно информацию практически обо всех объектах, попадающих в поле зрения.

Выбор полос пропускания фильтров диктуется астрофизическими особенностями, представляющими интерес для исследователя, что породило многие десятки, если не сотни, различных фотометрических систем. Среди них есть т.н. широкополосные системы, полуширина пропускания фильтров которых составляет до нескольких сотен нанометров, среднеполосные – с полушириной до десятков нанометров и узкополосные, которые, как правило, выделяют необходимые исследователю отдельные спектральные линии и имеют ширину в несколько нанометров.

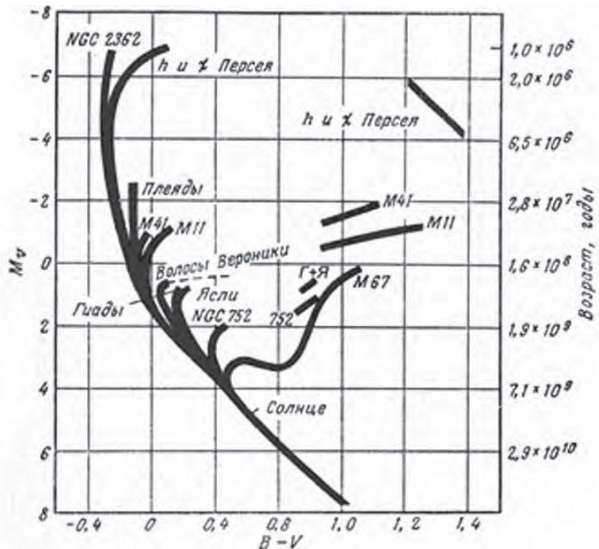
Звездная величина объекта в астрономии определяется как:

$$m = m_0 - 2,5 \lg(E/E_0),$$

где  $m_0$  и  $E_0$  – звездная величина и освещенность, создаваемая источником, принимаемым за нуль-пункт. В астрономии, как правило, таким источником является Вега – звезда нулевой звездной величины, имеющая спектральный класс A0. От звезды нулевой величины приходит  $10^6$  фотонов в секунду на  $1 \text{ см}^2$  Земли в спектральной полосе V, пик пропускания которой близок к максимуму чувствительности человеческого глаза. Таким образом, при изменении блеска на 5 звездных величин поток ослабевает в 100 раз.

Фотометрическая система описывается как совокупность кривой реакции приемника излучения, кривой пропускания фотометрических фильтров системы и стандартных звезд с определенными звездными величинами и показателем цвета. Важность метода фотометрических наблюдений в первую очередь демонстрируется наглядностью диаграмм цвет–величина, представляющих зависимость абсолютной величины в одной из фотометрических полос от показателя цвета, т.е. разности звездных величин в фильтрах с меньшей и большей центральной длиной волны (рис. 7).

Рис. 7. Пример составной диаграммы цвет–величина для рассеянных звездных скоплений



Наибольшее распространение получила фотометрическая система Джонсона, которая была первоначально определена для комбинации чувствительного в синем диапазоне фотоэлектронного умножителя и трех наборов цветных стекол составлявшие три фильтра: U (УФ), В (синий) и V (зеленый или визуальный).

С появлением новых ФЭУ, чувствительных в красной области, были добавлены еще два фильтра: R (красный) и I (ближний ИК). Они имели несколько вариантов пропускания и в дальнейшем в зависимости от версии помечались нижним индексом для устранения недоразумений.

В начале 2000-х годов получила широкое распространение фотометрическая система SDSS, впервые примененная для Слоановского обзора неба в котором были с высокой точностью измерены звездные величины в пяти фильтрах ( $u'$ ,  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$ ,  $z'$ ) около пятисот миллионов звезд и галактик. Центральные длины волн фильтров системы SDSS близки к Джонсоновской системе, однако зоны наложения кривых существенно уменьшены.

В качестве примеров фотометрических систем можно привести систему, используемую на камере WFPC2 космического телескопа имени Хаббла, в частности, пять фильтров которой (F336, F439, F555, F675 и F814) во многом совпадают с системой UBVRI, однако для получения точного результата необходимо принимать во внимание различия кривых пропускания фильтров и чувствительность приемников.

Для проекта J-PAS выбрана узкополосная система, состоящая из 56 фильтров, равномерно покрывающих диапазон длин волн от 370 до 920 нм. Целями обзора J-PAS, который ведется на специально построенном 2,5-метровом широкопольном телескопе стали задачи: массового определения красного смещения галактик на расстояниях до  $z \sim 1$ , изучение структуры звездных популяций в ближайших галактиках и изучение спектральных особенностей активных ядер галактик и сверхновых звезд.



## Спектроскопия

Появление спектральных методов исследования в астрономии стало, по сути, отправной точкой развития астрофизики. Если до второй половины XIX века преобладало мнение, что человечество никогда не сможет узнать химический состав небесных тел и физические условия на них в силу огромной удаленности объекта, то после систематических исследований спектральных линий химических элементов немецким физиком Густавом Кирхгофом и химиком Робертом Бунзеном ситуация кардинально изменилась. Была установлена связь между линиями в спектре Солнца и линиями излучения паров различных веществ.

В дальнейшем это революционное исследование позволило узнать состав многих космических объектов и даже обнаружить новые химические элементы в Космосе, лишь впоследствии найденные на Земле. Спектральный анализ позволил определить химический состав, температуру, плотность вещества не только звезд и планет, но и исследовать характеристики межзвездного вещества. С совершенствованием спектральных приборов он стал применяться для определения лучевых скоростей наблюдаемых источников по эффекту Доплера. Исследования профилей линий в спектре позволило определять скорости движения газа и индукцию магнитного поля на поверхности звезд.

Спектральные исследования производятся с помощью двух основных методов: разложение света исследуемого объекта с помощью диспергирующих элементов (призма, дифракционная решетка, эшелле), направляющих свет с различными длинами волн по различным направлениям, и путем восстановления спектра из наблюдений, полученных с помощью сканирующего интерферометра Фабри–Перо (Фурье-спектрометра).

Наибольшее распространение в астрономии получили дифракционные спектрографы, где изображение исследуемого источника в фокальной плоскости объектива телескопа помещается на щель спектрографа, расходящийся за щелью пучок света перехватывает коллиматор, делая его параллельным. Далее располагается дифракционная решетка, которая может быть как зеркальной, так и пропускающей. Дифракционная решетка раскладывает свет по длинам волн, а объектив камеры на поверхности приемника образует совокупность монохроматических изображений щели, то есть спектр исследуемого источника.

Важной функцией коллиматора является построение выходного зрачка, в котором и должен располагаться диспергирующий элемент). Выходной зрачок – это изображение входной апертуры телескопа или место, в котором пересекаются оси всех пучков вошедших в телескоп под разными углами. Принципиально важно при работе с длинной щелью, чтобы лучи от всех участков щели проходили через один и тот же участок диспергирующего элемента, т.е. находились в равных условиях.

Основной характеристикой астрономических спектрографов является спектральное разрешение:

$$R = \lambda / \delta\lambda,$$

где  $\delta\lambda$  – минимально разрешаемый прибором диапазон длин волн. В зависимости от  $R$ , спектрографы делятся на несколько групп: низкого разрешения ( $R \lesssim 3000$ ), среднего разрешения ( $3000 \lesssim R \lesssim 25000$ ) и высокого ( $R \gtrsim 25000$ ). Следует отметить, что с увеличением спектрального разрешения спектрографа для получения спектра с заданным отношением сигнал/шум требуется пропорциональный рост длительности экспозиции или увеличение апертуры телескопа. Поэтому сферы применения спектрографов низкого разрешения, как правило – слабые внегалактические объекты, среднее разрешение используется для исследования звезд нашей Галактики, а спектрографы высокого разрешения применяются для изучения тонких особенностей химического состава и физических условий в атмосферах близких звезд и прецизионных измерений лучевых скоростей, что возможно лишь для наиболее ярких объектов.

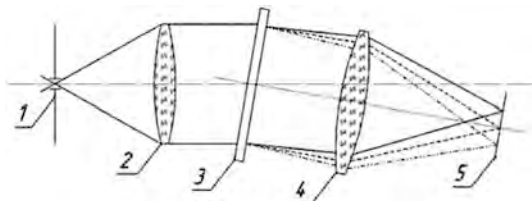


Рис. 8. Принципиальная схема спектрографа с пропускающей дифракционной решеткой. 1 – щель спектрографа в фокусе телескопа, 2 – коллиматор, 3 – пропускающая решетка, 4 – объектив камеры, 5 – фотоприемник.

Ширина щели спектрографа, как правило, выбирается так, чтобы большая часть света, например звезды, попадала в нее, однако излишнее ее расширение приведет к падению спектрального разрешения. Напротив, попытка излишне заузить щель для увеличения спектрального разрешения приведет к потере части света исследуемого объекта и необходимости значительного увеличения длительности экспозиции. Поэтому большинство современных спектрографов оснащаются щелями с регулируемой шириной, и в зависимости от турбулентности атмосферы в ночь наблюдений и требований решаемой задачи выбирается наиболее подходящие режимы работы.

Для спектрального анализа протяженных объектов, например газовых туманностей и галактик, нередко применяется интерферометр Фабри–Перо, представляющий собой две стеклянные пластины, на обращенные к друг другу плоскопараллельные поверхности которых нанесено полупрозрачное отражающее покрытие. Интерферометр устанавливается в параллельном пучке, аналогично диспергирующему элементу спектрографа, пучки света, прошедшие через пластины, в процессе многократного отражения интерферируют между собой и на приемнике

фиксируется изображение объекта, пересеченное интерференционными кольцами. С изменением с определенным шагом расстояние между пластинами и регистрируя изменение формы и положения интерференционных колец накапливается трехмерный куб данных ( $x$ ,  $y$  и  $\lambda$ ), последующая обработка которого позволяет восстановить спектр объекта в каждом из пикселей изображения.

Поскольку, как было сказано выше, интерферометр Фабри–Перо – сканирующий прибор (т.е. одновременное получение спектра в нем невозможно) наблюдения с ним требуют гораздо большего времени. Зато можно получить большое разрешение в небольшом спектральном диапазоне.

Необходимость одновременного получения спектров нескольких объектов, находящихся в поле зрения телескопа, привела к оснащению астрономических спектрографов многощелевыми блоками. Такой блок заменяет классическую длинную щель набором узких щелей, расположенных в фокальной плоскости телескопа, дальнейший ход лучей в спектрографе аналогичен, а на приемнике формируются отдельные спектры для каждой из щелей. Дальнейшее развитие этой технологии произошло с появлением высокоэффективных оптических волокон, один из торцов которых размещался в фокальной плоскости телескопа на интересующий объект, а другой помещался непосредственно перед щелью спектрографа. Это позволило на обзорных телескопах одновременно получать до нескольких сотен спектров объектов, свет от которых с помощью отдельных волокон перебрасывался на щель спектрографа.

Следует отметить, что именно спектроскопический анализ, в силу необходимости в большом количестве фотонов света, привел к существенному росту апертур телескопов в XX и XXI веке.

## **Методы наземных наблюдений в оптическом диапазоне с высоким угловым разрешением**

Несмотря на ограничения в части углового разрешения наземных оптических телескопов, накладываемые турбулентностью земной атмосферы, астрономы не переставали искать пути, которые могли бы позволить получать с поверхности Земли изображения или производить угловые измерения в оптическом диапазоне спектра с разрешением близким к дифракционному пределу современных крупных телескопов.

### **Звездный интерферометр**

Предельное угловое разрешение телескопа ограничено диаметром его апертуры. Кроме того, угловое разрешение сильно снижается искажениями волнового фронта, вызываемыми атмосферной турбулентностью. Для получения более высокого углового разрешения применяются звездные интерферометры.

Впервые идея звездного интерферометра была предложена А. Майкельсоном в 1890 году. Волновой фронт от удаленного маленького источника можно считать плоским. Если взять два участка такого фронта на некотором расстоянии друг от друга и оптически наложить их, то можно увидеть интерференционную картину. Если разность фаз между этими участками точно выровнена, то можно наблюдать интерференцию даже в белом свете. Устройство для такого наложения – звездный интерферометр было разработано Майкельсоном (см. рис. 9, Википедия). Отрезок (расстояние) между двумя входными зеркалами интерферометра называется базой.

Представим себе теперь, что у нас не один маленький источник света на большом удалении, а два, причем отрезок, соединяющий их на небе, расположен вдоль базы прибора. Тогда, каждый из источников создаст в нем интерференционную картину. Поскольку волновые фронты от разных источников образуют небольшой угол  $\theta$  условие минимума (или максимума) интерференционной картины для них одновременно выполняться не может из-за разности фаз.

Проще говоря, интерференционные полосы от двух таких источников всегда смещены друг относительно друга. Смещение это пропорционально базе интерферометра и углу на небе между источниками. Поскольку речь идет об интерференции света, то это смещение оказывается различным для различных длин волн ( $\lambda$ ). Если рассматривать монохроматическую картину (в узкополосном фильтре), то при определенных условиях интерференционные картины складываются в противофазе и полосы как бы размываются (становятся нечеткими). Это происходит, когда условие максимума для одной картины совпадает с условием минимума другой, при этом выполняется соотношение  $\theta = \lambda/2d$ , где  $\theta$  – угловое расстояние между источниками,  $\lambda$  – длина волны света,  $d$  – база интерферометра.

Формально смазывание интерференционной картины имеет вполне определенное числовое выражение. Это

так называемая видность. Если мы имеем картину полос в виде квазипериодической функции, у которой  $I_{\min}$  – минимальная интенсивность,  $I_{\max}$  – интенсивность в максимуме, то видность определяется выражением:

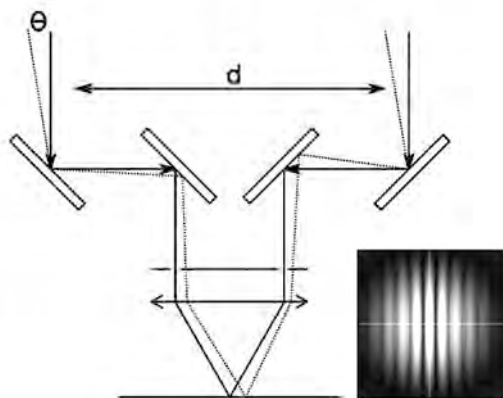


Рис. 9. Схема звездного интерферометра Майкельсона и интерференционная картинка.

Конец ознакомительного фрагмента.  
Приобрести книгу можно  
в интернет-магазине  
«Электронный универс»  
[e-Univers.ru](http://e-Univers.ru)