

Оглавление

Предисловие редактора	5
ЭЛЕКТРОМАГНИТНЫЕ ВОЛНЫ	9
Оптический диапазон (А.А. Белинский, С.А. Потанин)	9
Введение.	9
История оптического телескопостроения.	10
Приемники оптического излучения	15
Методы исследования в оптическом диапазоне	18
Методы наземных наблюдений в оптическом диапазоне с высоким угловым разрешением	23
Современные крупные оптические телескопы	27
Обзорные телескопы.	32
Роботизированные телескопы	34
Проекты наземных оптических телескопов, вводимых в строй в ближайшем будущем	35
Космические оптические телескопы	37
Инфракрасная астрономия (А.М. Татарников)	39
Введение.	39
Поддиапазоны инфракрасного диапазона	41
Инфракрасное излучение и атмосфера Земли	42
Инфракрасные фотометрические системы.	44
Приёмники инфракрасного излучения	46
Инфракрасные приборы.	50
Инфракрасные телескопы.	52
Космические инфракрасные телескопы.	54
Объекты исследования	59
Радиодиапазон (Ю.Ю. Ковалев)	65
Что такое радиодиапазон электромагнитного спектра?	65
Радиотелескопы с заполненной апертурой	66
Радиотелескопы с незаполненной апертурой: радиоинтерферометры.	69
Приемники радиоизлучения	74
Помехи и борьба с ними.	76
Будущее радиоастрономии	78
Рекомендуемая литература.	80

Ультрафиолетовый диапазон (Б.М. Шустов)	81
Что такое «ультрафиолетовая астрономия»	81
Почему так важны астрофизические наблюдения в УФ	84
Достижения УФ-астрономии и перспективные задачи	88
О развитии, состоянии и перспективах методов УФ-наблюдений в астрофизике	94
Рентгеновская астрономия (А.А. Лутовинов, М.Н. Павлинский)	99
Первые наблюдения неба в рентгеновских лучах	100
Начало эры спутниковых измерений в рентгеновских лучах	102
Рентгеновские телескопы косого падения	104
Рентгеновские телескопы с кодирующей апертурой	109
Новые шаги рентгеновской астрономии	116
Гамма-астрономия (К.А. Постнов)	119
Введение	119
Рождение гамма-фотонов высоких энергий	120
Гамма-спектроскопия	122
Распространение гамма-фотонов	125
Гамма-телескопы и детекторы	127
Заключение	134
НЕЙТРИННЫЙ КАНАЛ	135
Источники и регистрация нейтрино (С.В. Троицкий)	135
Введение	135
Нейтрино как частица	135
Солнечные нейтрино и радиохимический метод	143
Нейтрино от сверхновых и детекторы на жидких сцинтилляторах	150
Астрофизические нейтрино высоких энергий и водные черенковские детекторы	159
Будущее нейтринной астрофизики	170
Литература для дополнительного чтения	174
КОСМИЧЕСКИЕ ЛУЧИ	175
Странники Вселенной (М.И. Панасюк)	175
Введение	175
Атмосферные ливни космических частиц	177
Поймать космические лучи за пределами атмосферы	184
Галактические частицы и их ускорители	186
Самые энергичные частицы во Вселенной	192
Многолетние поиски эффекта ГЗК-обрезания	194
Энергетический спектр КЛПВЭ – известен?	195

Массовый состав КЛПВЭ — известен?	197
Где источники КЛПВЭ?	199
В космос за новыми знаниями о космических лучах	201
Заключение	204
ГРАВИТАЦИОННЫЕ ВОЛНЫ	205
Открытие гравитационных волн (С.П. Вятчанин)	205
Что такое гравитационные волны?	207
Гравитационные антенны	209
Величина измеряемых смещений	212
Фотонный дробовой шум и шумы светового давления	215
Тепловые шумы поверхности зеркал	215
Шумы подвеса	218
Сейсмические и ньютоновские шумы	218
Стандартный квантовый предел	219
Природа источников гравитационных волн (К. А. Постнов)	221
Отличие гравитационных волн от электромагнитных	221
Лазерные интерферометры	223
Гравитационные сигналы — «космические сирены»	224
Слияние двойных черных дыр	228
Первое слияние двойных нейтронных звезд	230
Наблюдения «золотой» килоновой	233
Другие астрофизические источники гравитационных волн	234
Космологические гравитационные волны	236
Локализация источника гравитационных волн (В.М. Липунов).	239
Машина сценариев	242
Наблюдения гравитационно-волнового события GW150914	244
Почему первым открыто слияние черных дыр?	244
Почему массы черных дыр оказались много больше, чем ожидалось?	250
Нобелевская премия без наших соотечественников	253
Обнаружение килоновой в галактике NGC4993 — первая локализация источника ГВ	254
История нейтронных звезд	256
Темп слияний нейтронных звезд в местной Вселенной	257
Будущее	262
Ограничения на физические теории, следующие из открытия ГВ (С.О. Алексеев)	265

Гравитационные сигналы Вселенной (В.Н. Руденко)	277
Введение.	277
Текущая фаза ГВ эксперимента.	278
Ступени модернизации детекторов ЛИГО	279
Европейский проект «Телескоп Эйнштейна».	282
Космический детектор eLISA	285
Гравитационная интроскопия Вселенной.	294
Заключение.	299
Литература	300
АСТРОНОМИЧЕСКАЯ КАРТИНА МИРА	301
Исследования планет (М.Я. Маров).	301
Планеты Солнечной системы	301
Планеты земной группы	309
Планеты-гиганты	318
Спутники и кольца планет-гигантов.	324
Малые тела	332
Экзопланеты	337
Вместо заключения.	341
Дополнительная литература	342
Солнце – этапы познания (В.Н. Обридо)	343
Введение.	343
Основные данные.	344
Становление физических исследований Солнца	346
Новая эпоха. Взгляд вглубь и наружу	356
Итак, что дальше?	370
Звезды и звездные населения (А.С.Расторгуев, А.К.Дамбис, Н.Н.Самусь)	375
Звезды и созвездия.	375
Астрометрические, фотометрические и спектральные наблюдения звезд.	377
Диаграмма Герцшпрунга-Рассела, классификация звезд и звездная эволюция.	380
Химический состав звезд и особенности звездных населений.	384
Так ли «просты» шаровые скопления?	389
Пульсирующие переменные звезды как «стандартные свечи»	391
Какие еще бывают переменные звезды	395
Сверхновые звезды и гамма-всплески (С.И.Блинников, Д.Ю.Цветков).	399
Сверхновые – наблюдения.	400
Физика сверхновых.	407
Литература для дальнейшего чтения	423

Многоликие галактики (А.В. Засов, О.К. Сильченко)	425
Радиоизлучение галактик и активные ядра	432
Нейтральный водород в галактиках	435
Ультрафиолетовая фотометрия: GALEX	438
Ультрафиолетовая спектроскопия: COS/HST	440
Рентгеновские гало галактик	443
Ранние галактики с супервспышками звездообразования	445
Общий ход эволюции галактик как мы его себе представляем	448
Черные дыры (А.М. Черепашук)	451
Введение	451
Удивительные свойства черных дыр	452
Черные дыры в рентгеновских двойных системах	459
Черные дыры в гравитационно-волновых двойных системах	466
Сверхмассивные черные дыры в ядрах галактик	478
Заключение	488
Космология (М.В. Сажин, О.С. Сажина)	489
Космология и ее место в современной науке	489
Шесть основ современной наблюдательной космологии	491
Этапы эволюции Вселенной	508
Доинфляционная эпоха	515
Заключение (А.М. Черепашук)	519
Авторский коллектив	520

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 $\sim 1 \text{ эВ/см}^3$, 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 $\sim 10^{18}$ эВ.
2. Космические лучи внегалактического происхождения с энергиями более $\sim 10^{18}$ 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 γ -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 удается 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

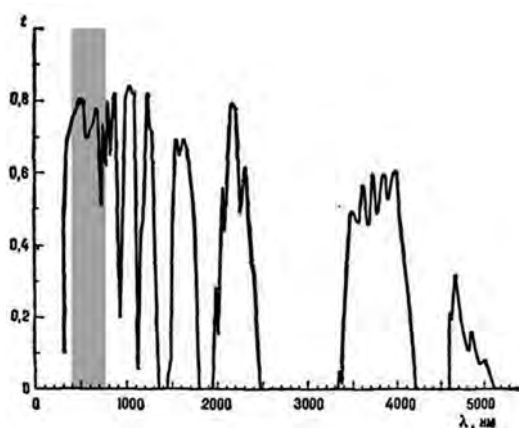


Рис. 1. Кривые пропускания атмосферы Земли в средних широтах на уровне моря. Оптический диапазон отмечен серым прямоугольником.

астрономии, подвергается влиянию турбулентности в земной атмосфере. Этот факт ограничивает угловое разрешение телескопов расположенных на земной поверхности, до величин 0",5–2" (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.

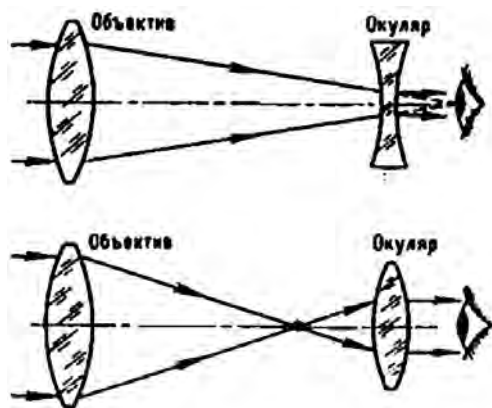


Рис. 3. Схема рефракторов Галилея (вверху) и Кеплера (внизу)



Рис. 2. Телескоп Галилея

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 (M31) — 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 быстропротекающих процессов во Вселенной, мони-

торинг астероидов, работы по исследованию экзопланет. На сегодняшний день, это самый крупный в мире телескоп на экваториальной монтировке.

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

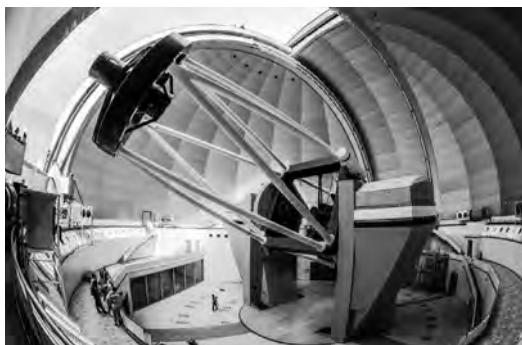


Рис. 6. Телескоп БТА

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 фотопленки¹, то есть процент фотонов участвующих в формировании изображения, была невелика и не превыша-

¹Поскольку 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 9×9 см и содержат до 10^8 пикселей. 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 – ЕМССД (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 «малошумящем 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 считывания 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 одновременно 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 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).

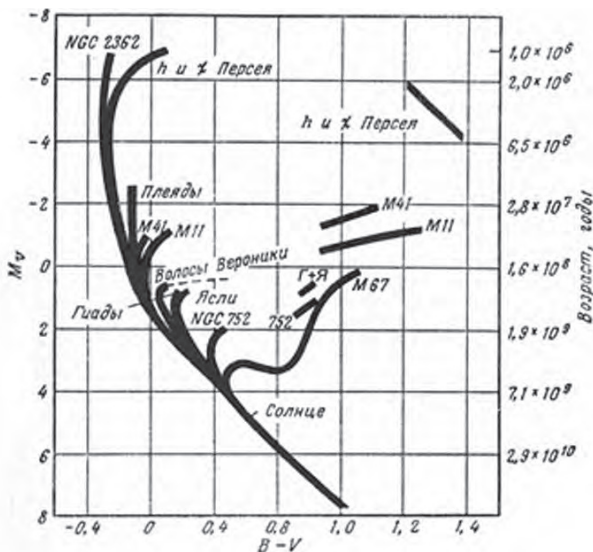
Рис. 7. Пример составной диаграммы цвет–величина для рассеянных звездных скоплений

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.

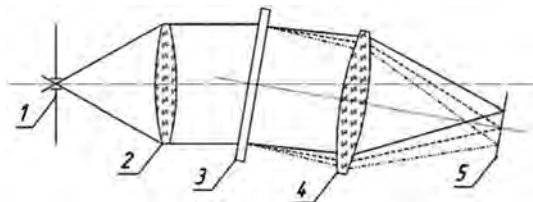


Рис. 8. Принципиальная схема спектрографа с пропускающей дифракционной решеткой. 1 — щель спектрографа в фокусе телескопа, 2 — коллиматор, 3 — пропускающая решетка, 4 — объектив камеры, 5 — фотоприемник.

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 λ), 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 θ 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 (λ). 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 θ – угловое расстояние между источниками, λ – длина волны света, d – база интерферометра.

Формально смазывание интерференционной картины имеет вполне опре-

деленное 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:

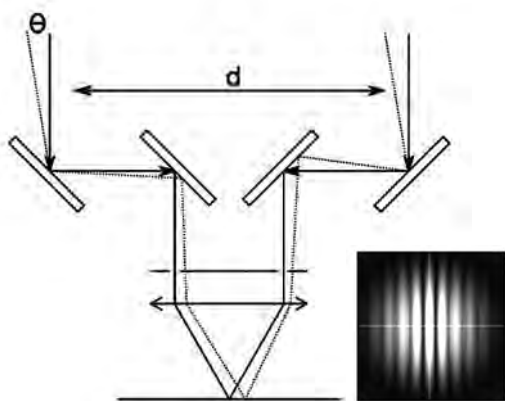


Рис. 9. Схема звездного интерферометра Майкельсона и интерференционная картинка.

$$V = (I_{\max} - I_{\min}) / (I_{\max} + I_{\min}).$$

Эта величина лежит в диапазоне [0,1].

Фактически измерение углового расстояния между источниками сводится к получению экспериментальной зависимости видности от базы $V(d)$. При этом сама база должна меняться.

Это означает, что необходимо либо физически передвигать входные апертуры интерферометра, либо наблюдать проекцию базы на перпендикуляр к направлению на источник, когда последний сам движется по небу за счет суточного вращения Земли. В последнем случае необходима специальная линия поддержки для компенсации возникающей разности фаз.

Поскольку любой протяженный источник можно представить в виде совокупности точечных источников, звездный интерферометр Майкельсона подходит и для измерения угловых диаметров звезд. Что и было впервые сделано самим Майкельсоном в 1920 г. Был измерен угловой размер звезды Бетельгейзе, он оказался равным 0,047 угловой секунды. Разрешение современных интерферометров превышает эту величину как минимум в 100 раз, т.е. порядка 0,0005 угловой секунды. Это позволяет непосредственно разделить компоненты контактной двойной системы WUMa, расположенной на расстоянии около 50 пк от нас.

Lucky imaging и Спекл-интерферометрия

Lucky imaging, или метод «удачных экспозиций» зародился в 50–60-х годах двадцатого века с появлением электронных панорамных приемников, позволявших получать экспозиции длительностью 0,1 секунды и менее на средних и крупных телескопах. Суть метода заключается в том, что при характерных временах менее одной десятой секунды атмосфера Земли не успевает заметно изменить форму волнового фронта, и возможна фиксация моментов, когда изображение исследуемого объекта не подверглось значительным искажениям. Поэтому получая продолжительное время последовательность коротких экспозиций, можно затем из этой последовательности выбрать отдельные изображения, наименее подвергшиеся размытию атмосферой, произвести их центрирование по исследуемому источнику и просуммировать. Итоговое изображение будет иметь значительно более высокое угловое разрешение по сравнению с одной экспозицией продолжительностью, равной сумме времен экспозиций отдельных кадров (рис. 10). Долгое время использование этого метода повышения углового разрешения ограничивало отсутствие приемников, обладающих низким шумом считывания одиночных кадров, но в последние годы, с появлением ПЗС с внутренним усилением (EMCCD) и низкошумящих КМОП-камер, этот метод приобретает популярность.

В 1970 году Антуаном Лайбери был предложен метод пространственной интерферометрии, основанный на анализе зернистой структуры изображения объ-

Рис. 10. Пример метода удачных экспозиций на 2,5-метровом телескопе NOT: вверху — одиночное изображение двойной звезды, полученное с короткой экспозицией; внизу — сумма лучших отобранных из серии экспозиций после центрирования. (Baldwin et al., A&A, 2001).



екта, в дальнейшем получивший название спекл-интерферометрии (от англ. speckle — пятнышко, крапинка). В методе спекл-интерферометрии регистрируются серии увеличенных изображений звезд с экспозициями, составляющими сотые доли секунды, на таких изображениях еще более четко регистрируется отдельные пятнышки-спеклы. Каждое такое пятнышко похоже на дифракционный диск в фокальной плоскости идеального телескопа, работающего вне атмосферы. Статистический анализ серий полученных изображений спеклов с помощью ЭВМ позволяет с высоким разрешением изучать яркие объекты. С помощью спекл-интерферометрии были оценены диаметры ряда звезд, определены диаметры и форма нескольких астероидов, Плутона, параметры орбиты Харона и многих двойных звезд.

Оба вышеописанные метода на практике позволяют достичь углового разрешения близкого к дифракционному пределу телескопа, на котором ведутся наблюдения.

Адаптивная оптика в астрономии

Несмотря на отдельные успехи в методах повышения углового разрешения при наблюдениях с земной поверхности, астрономы нуждались в системах способных устранять размытие изображения, создаваемого земной атмосферой при длительных экспозициях.

В астрономии впервые идея использовать активный оптический элемент для компенсации искажений волнового фронта, вносимых атмосферой Земли, была реализована на обсерватории Верхнего Прованса в 1989 году. Система телескоп–приемник была дополнена датчиком волнового фронта и активным элементом коррекции — деформируемым зеркалом, состоящим из тонкой отражающей пластины с зеркальной поверхностью с одной стороны, и сетью микроприводов для контролируемой деформации поверхности с другой. Микроприводы позволяют с частотами до нескольких сотен герц изменять форму зеркальной поверхности. Таким образом, часть пучка света из телескопа попадает на датчик, фиксирующий искажения волнового фронта, результаты его измерения обрабатываются компьютером, и формируется команда на изменение формы деформируемого зеркала для компенсации искажений.

Основные сложности на первом этапе развития адаптивной оптики были связаны с малым количеством света приходящим от наблюдаемых объектов, поэтому в качестве опорных звезд, с которыми могли работать датчики волнового фронта для восстановления параметров искажений могли использоваться лишь наиболее яркие звезды.

Учитывая тот факт, что на первом этапе максимальное поле зрения, в котором возможно было восстановление картины волнового фронта, составляло всего лишь десятки угловых секунд, по естественным звездам можно было работать менее чем на 10% неба.

В 90-х годах XX века в качестве опорного источника для реконструкции волнового фронта стали использовать «искусственную звезду». С помощью лазера, установленного параллельно оптической оси телескопа, в мезосфере, на высоте 90–100 км, вызывалось свечение атомарного натрия, так чтобы получившийся источник света находился в поле зрения телескопа и мог использоваться как опорная звезда.

Дальнейшие разработки уже в XXI веке позволили создать системы т.н. мультисопряженной адаптивной оптики, которые отдельно компенсируют турбулентность атмосферы на разных высотах, что позволило увеличить скорректированное поле зрения вплоть до 1–2 угловых минут. Разрабатываемые сегодня системы для коррекции еще большего поля зрения телескопа используют не один, а несколько лазерных опорных источников, разнесенных по полю зрения приемника.

Современные крупные оптические телескопы

Создание крупных оптических телескопов не только помогло провести ряд астрономических исследований и совершить множество открытий в разных областях астрономии: изучения Солнечной системы, эволюции звезд, межзвездного вещества, изучения нашей Галактики и других галактик на значительных расстояниях, космологии и, в частности, теории Большого взрыва, квазаров и многое другое. А также был поставлен целый ряд вопросов, решение которых требовало еще больших апертур для оптического диапазона спектра. БТА, вплоть до 90-х годов XX века, оставался крупнейшим оптическим телескопом. Дальнейшее увеличение размеров было сопряжено с целым комплексом проблем, начиная со сложности изготовления однородной оптической заготовки для главного зеркала и заканчивая сложностью проектирования и изготовления механических узлов, которые могли бы компенсировать изгиб элементов под действием силы тяжести и выдерживать необходимую взаимную точность положения элементов оптической схемы.

К началу 90-х годов прошлого века на телескопах средних размеров были отработаны технологии, позволившие в дальнейшем построить ряд инструмен-

тов класса 8–10 метров. Из-за сложности изготовления больших монолитных заготовок для главного зеркала была разработана методика работы с многосегментными зеркалами. К этому времени уже появились высокоточные приводы, с помощью которых можно производить взаимную коррекцию положения отдельных зеркальных сегментов с необходимой точностью. Также были созданы высокочувствительные метрологические сенсоры и датчики волнового фронта, которые при включении в петлю обратной связи приводов, управляющих положением сегментов, могли производить коррекцию формы поверхности составного главного зеркала во время наблюдений без потери ценного наблюдательного времени. Технология коррекции формы главного зеркала получила название активной оптики, и во многом позволила ослабить требования к крупногабаритным механическим узлам телескопа.

Технология активной оптики стала применяться и для коррекции формы монолитных зеркал, имеющих заметно меньшую толщину, чем в случае классических телескопов, где разгрузка зеркала в оправе, то есть функция обеспечения сохранения оптической формы зеркала при любом разумном повороте телескопа, обеспечивалась значительной толщиной зеркала и сложной механической конструкцией оправы.

Для сравнения можно отметить, что в случае 6-метрового телескопа БТА, не имеющего механизмов активной коррекции формы главного зеркала, его толщина составляет более 60 см, а типичная толщина зеркал современных 8-метровых телескопов варьируется в районе 17–18 см.

Помимо развития технологий активной коррекции формы крупногабаритных оптических элементов, значительных успехов достигли технологии высокоточного перемещения механических узлов телескопа. Появились прецизионные датчики, способные отслеживать линейное перемещение с микронными точностями и поворот осей с точностью до сотых долей угловой секунды. Все более широкое внедрение в промышленности роботизированных станков и автоматизированных конвейеров существенно подтолкнуло развитие компьютеризованных систем управления сложными механическими узлами и снизило стоимость ключевых компонентов.

Отдельно необходимо отметить разработку и начало использования моментных серводвигателей, или электродвигателей прямого привода. Появление этой разновидности моторов и их модульная конструкция позволили интегрировать статор и ротор мотора непосредственно в элементы главных осей телескопа, а также без дополнительных узлов регулировать скорость движения телескопа во всем необходимом диапазоне — от наведения, до сопровождения наблюдаемого объекта. Таким образом удалось избавиться от значительного количества механических передач, которые даже при высокочем исполнении имели люфты и неравномерности хода, затрудняющие точное наведение и ведение телескопа.

Во второй половине XX века значительные усилия астрономов были направлены на изучение астроклимата на обсерваториях, расположенных по всему миру, и поиску новых мест на Земле, характеризующихся большим числом ясных ночей в году, низкой турбулентностью атмосферы и малым количеством аэрозолей в ней.

Разработка теории, описывающей влияние турбулентности в атмосфере, а вслед за этим появление специализированных приборов для измерения турбулентности позволили провести обширную кампанию на разных континентах Земли по поиску новых площадок для размещения обсерваторий и мест для строительства крупных оптических и инфракрасных телескопов.

Несомненно, вывод в космос крупных телескопов был бы идеальным решением для оптической астрономии, однако экономические соображения и значительные технические проблемы, связанные с такими решениями, по-прежнему вынуждают астрономов размещать самые крупные телескопы на поверхности Земли. В результате проведенной многолетней кампании «центром притяжения» крупных оптических телескопов стали в основном три области: обсерватории, расположенные на пиках потухших вулканов на Канарских островах на высоте более 2400 метров над уровнем моря, обсерватория Мауна-Кеа, построенная на высоте более 4100 метров на Гавайских островах, и несколько обсерваторий, расположенных на севере Чили в горах пустыни Атакама, характеризующейся уникально низкой влажностью, на высотах от 2400 до 3000 метров. Из-за значительно лучшего астроклимата эти области стали не только местом установки новых крупных инструментов, но и некоторые средние телескопы из старых обсерваторий были перемещены туда.

Поиск и исследование новых мест для размещения крупных телескопов продолжается и сегодня, особое внимание астрономов привлекла Антарктида по причине крайне малого количества влаги в атмосфере. На Южном полюсе уже работает ряд небольших роботизированных телескопов. В Средней Азии также исследованы несколько областей, в частности, высокогорное плато Майданак в Узбекистане, по многим параметрам астроклимата не уступающее горам Чили.

В период с 1993 по 2005 год было введено в строй 9 новых телескопов оптического и ближнего инфракрасного диапазона с диаметром главных зеркал от 8,1 метра до 11 метров. В результате, БТА, державший пальму первенства 18 лет, на сегодняшний день находится на 12 месте по размеру главного зеркала.

В 1993 году был введен в строй первый из двух десятиметровых телескопов имени Майрона Кека обсерватории Мауна-Кеа. А в 1996 году подключился к наблюдениям его брат-близнец, находящийся на расстоянии 85 метров от первого. Общая масса каждого из телескопов более 300 тонн. Телескопы Кек I и Кек II построены по оптической схеме Ричи-Кретьена, главное зеркало имеет форму гиперболоида и состоит из 36 шестиугольных сегментов, каждый из которых яв-

ляется внеосевым гиперболоидом. Каждый из сегментов оснащен тремя высокоточными приводами, позволяющими сохранять их взаимное расположение с точностью не хуже 5 нм. Телескопы Кек I и II объединены общим основанием, и с 2001 года могут синхронно вести наблюдения объектов космоса в режиме оптического интерферометра с разрешением эквивалентным телескопу с 85-метровым главным зеркалом.

В связи с тем, что телескопы расположены на высоте 4100 метров над уровнем моря, основное управление ими осуществляется в удаленном режиме из штаб-квартиры обсерватории, расположенной у основания горы. В самой обсерватории находится, как правило, только технический персонал, имеющий возможность акклиматизироваться на высоте для длительного пребывания.

Еще в 1954 году среди астрономов европейских стран стала обсуждаться необходимость размещения крупных телескопов в Южном полушарии Земли, в том же году была подписана декларация о создании Южной европейской обсерватории (ESO) объединившей на сегодняшний день 16 стран для совместных исследований на Южном небе. Наиболее подходящей площадкой для размещения телескопов ESO была выбрана горы в Чили, в 60–70х годах туда были перенесены некоторые из телескопов европейских обсерваторий, затем уже совместными усилиями стран-участниц в 1989 году был создан телескоп NTT (New Technology Telescope) — с диаметром главного зеркала 3,6 метра, впервые оснащенного элементами активной оптики. При создании и эксплуатации телескопа NTT были отработаны большинство ключевых технологий наземных телескопов нового поколения, и следующим масштабным проектом ESO стало строительство комплекса телескопов Very Large Telescope (VLT) на вершине горы Серро-Параналь в Чили.

Комплекс телескопов VLT (рис. 11) состоит из четырех 8,2-метровых и четырех вспомогательных передвижных телескопов диаметром 1,8 м. При интерферометрических наблюдениях телескопы комплекса могут быть объединены в единую систему с пространственным разрешением, эквивалентным даваемому телескопом диаметром 130 метров. Главные зеркала четырех крупных телескопов комплекса изготовлены из тонких монолитных заготовок, тело каждого зеркала закреплено на 150 высокоточных приводах, обеспечивающих сохранение формы оптической поверхности с нанометровой точностью. С 2001 года на всех четырех телескопах ведутся наблюдения. В последующий период для них был разработан целый ряд уникальных научных приборов: оптические и инфракрасные камеры, спектрографы низкого, среднего и высокого разрешения, комплексы адаптивной оптики, спекл-поляриметры, приборы для исследования экзопланет и многие другие.

На сегодняшний день VLT является одним из самых продуктивных астрономических комплексов телескопов. Оптический тракт, соединяющий все телескопы комплекса, используется не только для интерферометрических наблюдений,



Рис. 11. Общий вид на комплекс телескопов VLT (слева), вид на отдельный UT VLT под куполом. (Фото ESO)

но и может также объединять свет телескопов с помощью оптического волокна на один спектрограф высокого разрешения, тем самым повышая проникающую способность и точность измерения лучевых скоростей. Такой прибор был разработан в последние годы для комплекса VLT, первый свет был получен 25 сентября 2016 года и сейчас проходит стадию ввода в эксплуатацию. Ожидается, что в режиме, объединяющем все четыре 8-метровых телескопа VLT, что эквивалентно одному 16-метровому телескопу, будет достигнута точность измерения лучевых скоростей не хуже 10 см/с. Такие характеристики позволят обнаруживать экзопланеты с массой Земли у звезд вплоть до 9 звездной величины, а экзопланеты типа Нептуна у звезд ярче 12 звездной величины.

В 2005 году завершилось строительство Большого бинокулярного телескопа (LBT) который был установлен в горах Аризоны (США) на высоте 3220 метров на международной обсерватории Маунт-Грэм. Этот телескоп оснащен двумя 8,4-метровыми монолитными зеркалами, которые установлены на единой монтировке, расстояние между оптическими осями обоих зеркал составляет 14,4 метра, что позволяет телескопу работать в интерферометрическом режиме эквивалентном зеркалу диаметром 22,6 метра. Вторичные зеркала спроектированы и изготовлены толщиной всего лишь 1,6 мм и закреплены на 672 микроприводах каждое. Такая конструкция вторичных зеркал позволяет с высокой частотой компенсировать турбулентность атмосферы путем изменения формы вторичного зеркала, — т.н. адаптивная оптика, которая будет более подробно описана ниже. Бинокулярная конструкция LBT позволяет ему не только работать в интерферометрической моде, но и вести синхронные наблюдения одного объекта сразу в различных фотометрических фильтрах или направлениях поляризации, что исключительно полезно при исследованиях быстротекущих процессов.

Спектроскопия далеких галактик, квазаров и других объектов дальнего космоса требует значительных диаметров главного зеркала и многочасовых экспозиций. По этой причине в тот же период появился целый ряд относительно недорогих проектов крупных телескопов с многосегментными зеркалами, которые за счет ограниченных возможностей в части доступных областей неба имели существенно более простую конструкцию и, соответственно, меньшую стоимость. В качестве примеров можно привести телескоп Хобби-Эберли (1997) и южно-африканский телескоп SALT (2005). В обоих случаях многосегментное главное зеркало во время наблюдений остается неподвижным, а приемники света в фокусе движутся при помощи механизмов, отслеживающих положение наблюдаемого источника.

Крупнейшим полноповоротным телескопом на сегодняшний день является Gran Telescopio Canarias (GTC), увидевший первый свет в 2007 году. По конструкции он во многом схож с телескопами Кек, имеет аналогичное многосегментное зеркало, состоящее из 36 элементов, но его эквивалентный диаметр составляет 10,4 метра. Телескоп построен консорциумом астрономических институтов Испании, Мексики при участии университета Флориды (США).

Обзорные телескопы

Помимо исследований отдельных наиболее интересных объектов космоса, в астрономии неоднократно реализовывались проекты обзоров, позволяющие получить однородные данные (фотометрические, астрометрические, спектральные и пр.) по большим выборкам объектов. Остановимся на двух крупных обзорных проектах.

В 1948 году на обсерватории Маунт Паломар было закончено строительство 122-сантиметрового телескопа системы Шмидта (48-дюймовый телескоп имени Самуэля Ошина), обладающего большим полем зрения и предназначенного исключительно для фотографических наблюдений. В последующие 10 лет с его помощью создается фотографический обзор (POSS), охватывающий все небо севернее -30° .

Каждый участок неба был отснят в двух светофильтрах – синем и красном. Проницающая способность обзора позволяла фиксировать звёзды до 22 звездной величины. Фотокопии пластин обзора были распространены по всем ведущим астрономическим учреждениям мира и использовались фактически как референс для отождествления наблюдений на других инструментах, карт сравнения для поиска сверхновых звезд и астероидов, а также статистических исследований различных типов объектов. В частности, изучая с микроскопом(!) отпечатки Паломарского обзора Б.А.Воронцов-Вельяминов и В.П.Архипова в Государственном астрономическом институте имени П.К.Штернберга составили Морфологический каталог (MCG), описывающий характеристики более 30 тысяч галактик.

В 70-х годах начал наблюдения аналогичный телескоп системы Шмидта — UK Schmidt Telescope (UKST) на австралийской обсерватории Сайдинг-Спринг, с его помощью Паломарский обзор был расширен на все небо. В 80-х годах 48-дюймовый телескоп Паломарской обсерватории подвергся модернизации, и в течение последующих лет на новых более чувствительных фотоматериалах совместно с UKST повторно произвел обзор всего неба (POSS-II). В 1994 году все фотоматериалы с обоих телескопов были оцифрованы и получили широчайшее распространение как Digital Sky Survey (DSS). На основе оцифрованных атласов были составлены наиболее массовые до последнего десятилетия звездные каталоги: USNO-A2, USNO-B1 и GSC.

48-дюймовый телескоп имени Самуэля Ошина (рис. 12) оказался крайне продуктивным инструментом. С окончанием фотографической эпохи в его фокусе были установлены в разные годы новые мозаичные ПЗС-камеры.

В 2017 году, после очередного этапа модернизации, он начал наблюдения с 606-мегапиксельной мозаичной ПЗС-камерой, позволяющей получить изображение до 47 квадратных градусов неба за одну экспозицию, в рамках обзора по поиску транзиентных (вспыхивающих) объектов на небе — Zwicky Transient Facility (ZTF).

Не менее масштабным и получившим известность в XXI веке стал Слоановский цифровой обзор неба (SDSS) ведущийся с помощью 2,5-метрового широкопольного телескопа обсерватории Апаچه-Поинт (США). Обзор включает в себя не только картографирование неба в пяти оригинальных фотометрических полосах, но и по большей части спектроскопические наблюдения, веду-

щиеся параллельно. В течение первых 9 лет обзорной программы (с 2000 года) в ночи с наилучшей погодой производился обзор с панорамной мозаичной камерой, которая позволяла в режиме сканирования квазисовременно получать изображения в пяти фильтрах. За время работы камеры было отснято порядка 35% всего неба. На основе полученного материала был составлен фотометрический каталог, включающий данные

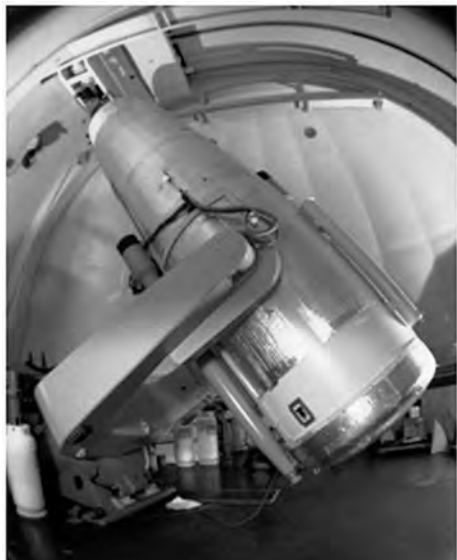


Рис. 12. 48-дюймовый телескоп имени Самуэля Ошина Паломарской обсерватории.

о более чем 500 миллионах объектов; на основе анализа полученного каталога отбирались цели для дальнейшего получения спектров, которое велось на том же телескопе в ночи с худшей погодой.

Спектральный обзор SDSS продолжается и сегодня, с 2014 года в рамках проекта для получения данных на южном небе был задействован 2,5-метровый телескоп на обсерватории Лас-Кампанас в Чили.

Роботизированные телескопы

Развитие техники и компьютерного управления сложными оптико-механическими комплексами к концу 1990-х годов прошлого века способствовало появлению целого ряда небольших полностью роботизированных телескопов. Необходимость в них возникла в основном для решения двух типов задач: длительные регулярные фотометрические наблюдения различных типов объектов и наблюдения синхронные с космическими аппаратами, регистрирующими излучение в коротковолновом диапазоне, в первую очередь, рентген и гамма диапазоне.

Остановимся подробнее на нескольких проектах. В 1998 году на Ликской обсерватории начал работу робот-телескоп KAIT, созданный для поиска сверхновых звезд. Для лучшего понимания процессов, происходящих при взрыве сверхновой звезды, и уточнения параметров эволюции Вселенной были необходимы детальные исследования большего числа сверхновых звезд, однако поиск их в ручном режиме был неэффективен. За первые 10 лет работы KAIT были обнаружены около 740 сверхновых звезд, в то время как в ручном режиме поиска ранее регистрировалось, как правило, не более десятка одним инструментом.

Для поиска экзопланет методом транзитов — области, также требующей непрерывного длительного мониторинга отдельных областей неба, был создан роботизированный комплекс SuperWASP, состоящий из 2 роботов-телескопов, которые установлены на Канарских островах и в Южной Африке. Каждый из них включает в себя вилочную монтировку, на которой установлены по восемь телескопов с апертурой 110 мм и полем зрения $7,8 \times 7,8$ градусов. В качестве приемников используются малозумящие ПЗС-матрицы 2048×2048 пикселей. Слежение за текущими метеоусловиями, управление укрытием телескопов и планирование наблюдений ведется в полностью автоматизированном режиме. С 2003 года, когда были начаты регулярные наблюдения, в рамках проекта было обнаружено более 150 экзопланет.

Исследование космических гамма-всплесков и их источников с борта КА, оборудованных телескопами рентгеновского и гамма диапазона, за последние двадцать лет было существенно дополнено наблюдениями в оптическом и ближнем ИК диапазоне с помощью сетей роботов-телескопов ROTSE (США) и МАСТЕР (Россия). При исследовании источников гамма-всплесков в оптическом

диапазоне наиболее ценной является информация, получаемая в первые десятки или сотни секунд после регистрации события космической обсерваторией в коротковолновом диапазоне недоступном с Земли. Время события, его координаты и область ошибок, как правило, за секунды передаются на Землю с борта КА, а затем с помощью сети интернет рассылается обсерваториям. Время, необходимое для обработки полученной информации и наведения на нужную область неба, для современных роботов-телескопов составляет от нескольких секунд до нескольких десятков секунд.

С их помощью был зарегистрирован целый ряд событий оптического послесвечения гамма-всплесков, измерено изменение поляризации в оптике, уточнены координаты источников, детальные исследования которых проводилось впоследствии на больших телескопах.

Проекты наземных оптических телескопов, вводимых в строй в ближайшем будущем

За последние 20 лет в астрономии сделан целый ряд важных открытий и исследований: обнаружено ускоренное расширение Вселенной, открыто более трех тысяч экзопланет, некоторые из них по характеристикам похожи на нашу Землю. Установлено наличие темной материи и темной энергии, составляющих в сумме более 95% всей материи Вселенной. Наблюдалось проявление нейтронных звезд и черных дыр, исследовались галактики и протогалактики на красных смещениях вплоть до $z \sim 11$ (т.е. всего около 350–400 миллионов лет с момента Большого взрыва), обнаружено оптическое послесвечение гамма-всплесков.

Однако для дальнейшего продвижения требуются телескопы с зеркалами еще больших размеров. После ввода в строй ряда телескопов с апертурами 8–11 метров в начале XXI века, начаты работы по эскизному проектированию и поиску технических решений, которые позволят создать новые наземные телескопы диаметром 24–40 метров. К 2010–2014 годам стали известны основные параметры будущих инструментов, и тремя крупными консорциумами начаты работы по их реализации. Кратко остановимся на каждом из проектов.

Проект GMT (Giant Magellan Telescope) – строится консорциумом ряда университетов США при участии Австралии и Южной Кореи. Главное зеркало телескопа состоит из 7 отдельных зеркал диаметром 8,4 метра, суммарная апертура эквивалентна зеркалу диаметром 24,5 м. Телескоп будет оборудован наиболее совершенными системами активной и адаптивной оптики. Установлен он будет на обсерватории Лас-Кампанас, Чили, на высоте 2516 метров. В сентябре 2017 года было изготовлено первое из 7 зеркал, отлиты заготовки для еще 4 зеркал. В 2018 году начаты работы по устройству фундамента на месте будущей установки. Согласно планам строительства первый свет телескоп GMT должен увидеть в 2024 году.

Пока единственным проектом экстремально большого телескопа для северного полушария является Thirty Meter Telescope (TMT) – проект Национальной академии наук и ряда университетов США. TMT будет построен по оптической схеме Ричи-Кретьена, его главное зеркало будет состоять из 492 шестиугольных сегментов общей площадью 664 м^2 , и будет собирать в 9 раз больше света, в сравнении с 10-метровым телескопом. Планировалось, что TMT будет установлен на вершине горы Мауна-Кеа на Гавайских островах, однако протесты местного населения, связанные с ритуальным значением вершины, не позволили на сегодняшний день получить разрешение на строительство. Переговоры продолжаются, однако в качестве альтернативы рассматривается вариант установки TMT на обсерватории Роке-де-лос-Мучачос, расположенной на Канарских островах, Испания. Изготовление элементов и конструкций телескопа начнется, как ожидается, после 2020 года.

Наиболее амбициозным является европейский проект 39-метрового телескопа ELT (Extremely Large Telescope) с составным главным зеркалом, строительство которого начато в марте 2014 году силами Европейской южной обсерватории на вершине горы Армасонес, Чили, в 22 километрах от действующих телескопов VLT обсерватории Параналь.

Главное зеркало ELT будет состоять из 798 шестиугольных сегментов, каждый из которых имеет размер 1,4 метра и толщину 5 см. Оптическая схема телескопа состоит из 5 зеркал, научные инструменты будут располагаться в фокусах Несмита на балконах альт-азимутальной монтировки. Зеркало M4, являющееся элементом адаптивной оптики телескопа, имеет диаметр 2,4 метра и толщину всего 2 мм, 8000 микроприводов будут с высокой частотой изменять его форму для компенсации турбулентности атмосферы. Зеркало M5 плоское и предназначено для перенаправления пучка в один из фокусов и быстрой ком-



Рис.13. Вид будущего телескопа ELT (слева) и элементы монтировки (справа). (Изображения ESO).

пенсации сдвига пучка. Создатели телескопа ожидают, что с комплексом адаптивной оптики телескоп позволит получить угловое разрешение вплоть до пяти тысячных угловой секунды.

Не менее амбициозным является проект обзорного телескопа LSST с главным зеркалом диаметром 8,4 метра, и обладающего гигантским в сравнении с другими крупными телескопами полем зрения – почти 10 квадратных градусов. В качестве приемника будет использоваться мозаичная ПЗС-камера (3,2 гигапиксела). Сочетание большого поля зрения и крупнейшей ПЗС-мозаики позволит проводить обзор всего доступного неба с периодичностью 7–10 дней. Для исправления аберраций на столь большом поле зрения телескоп строится по трехзеркальной оптической схеме Пауля-Бэйкера.

LSST будет установлен на пике горы Серо-Пачон (2682 м) в северной части Чили. Работы начаты в 2014 году, первый свет телескоп увидит после 2020, а регулярный научный обзор начнется с 2022 года.

Космические оптические телескопы

Несмотря на значительные успехи в области активной и адаптивной оптики, размещение телескопов в космосе – одно из важнейших направлений развития оптической астрономии. Значительные технические трудности и финансовые затраты, связанные с выводом в космос крупных инструментов, с лихвой компенсируются рядом преимуществ: отсутствие атмосферы избавляет от турбулентности и поглощения, возможность вести наблюдения интересующих источников непрерывно, не теряя половины суток, более низкий фон неба.

Наверное, символом космической астрономии в последние десятилетия стал Космический телескоп имени Хаббла, он был запущен на низкую околоземную орбиту в 1990 году и до сих пор является одним из важнейших инструментов оптической астрономии. Диаметр главного зеркала составляет 2,4 метра, в приемной части установлены камеры и спектрографы оптического, ближнего ИК и ближнего УФ диапазона. За время работы телескопа, для модификации отдельных узлов и ремонта, к нему были организованы 4 экспедиции, позволившие продлить срок работы на орбите.

Важнейшими результатами явились исследования цефеид в далеких галактиках для уточнения постоянной Хаббла, получение ультраглубоких снимков с продолжительностью непрерывной экспозиции областей более 10 суток, которые позволили подтвердить изотропность нашей Вселенной и исследовать морфологию галактик ранней Вселенной, провести картографирование ряда далеких объектов Солнечной системы и более подробно исследовать процессы, происходящие на планетах. С помощью телескопа «Хаббл» были получены изображения протогалактик, первых сгустков материи, которые сформировались менее чем через миллиард лет после Большого взрыва.

Дальнейшее поддержание в рабочем состоянии телескопа «Хаббл» становится технически затруднительным и в итоге 25 декабря 2021 г. его сменил на орбите новый большой телескоп «Джеймс Уэбб». Новый телескоп обладает 6,5-метровым составным зеркалом и рядом приемников на ЭМ-диапазон от 0,6 до 28 мкм. Работы по созданию нового телескопа были начаты еще в 1997 году, однако ряд технических трудностей, связанных с необходимостью запуска телескопа со сло-

женным зеркалом, а затем точное позиционирование сегментов зеркала уже на орбите, несколько раз сдвигали дату запуска. Основными научными задачами являются: исследование наиболее далеких галактик, образовавшихся после Большого взрыва, изучение процессов формирования звезд и планетных систем, детальное исследование открытых землеподобных экзопланет на предмет маркеров жизни, более детальное исследование спутников Юпитера и Сатурна, в том числе для поиска биосигнатур: метан, этанол и пр.

Настоящий прорыв в области поиска экзопланет у других звезд методом транзитов совершил проект «Кеплер». Запущенный в 2009 году широкопольный телескоп системы Шмидта с диаметром коррекционной пластины 95 сантиметров и главным зеркалом диаметром 1,4 метра, наблюдал в течение нескольких лет одну площадку размером 105 кв. градусов, на которой им было обнаружено более 4500 кандидатов в экзопланеты. На сегодняшний день более 1500 кандидатов проекта Кеплер получили независимое подтверждение.

Другим специализированным телескопом, совершившим значительное уточнение наших знаний о Галактике, стал астрометрический проект GAIA. Задачей GAIA стало составление подробнейшей карты положения и собственных движений звезд в нашей Галактике. Телескоп выведен на орбиту в декабре 2013 года, и уже по результатам его работы опубликовано два релиза обработанных данных. Точность положения звезд составляет от 25 до 300 микросекунд дуги, методом параллакса уточнены расстояния до ближайших звезд. Ожидается, что по результатам комплексной обработки наблюдений GAIA будут открыты до 10 тысяч новых экзопланет.

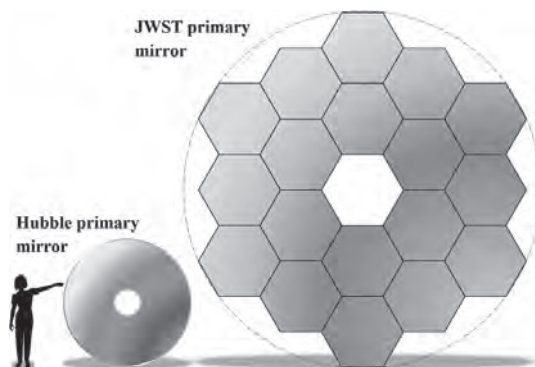


Рис. 14. Зеркала телескопов «Хаббл» и «Джеймс Уэбб» в одном масштабе (NASA).