

ВНЕГАЛАКТИЧЕСКАЯ АСТРОНОМИЯ

ВВЕДЕНИЕ (история внегалактических исследований).

Внегалактическая астрономия сравнительно молодая наука. Систематические исследования в этой области, по существу, начались во второй половине XIX века, хотя отдельные сведения в основном каталожного характера имелись и раньше. Единственным внегалактическим объектом, видимым на северном небе невооруженным глазом, является Туманность Андромеды. Упоминание об этом слабом светящемся пятне имеется у Аль-Суфи (960 год). Затем описание ее в 1612 году дал Симон Мариус. Описание 42-х туманных пятен на небе Южного полушария дал Лакайль (1755 год). В 1781 году ловец комет Мессье составил каталог, содержащий 103 туманных образования, координаты которых не изменялись со временем, то есть они не являлись кометами и в дальнейшем интереса для него не представляли. Многие объекты каталога оказались в дальнейшем внегалактическими туманностями. Номера по каталогу Мессье используются и по сей день. Например, Туманность Андромеды известна как М 31, ее близкий спутник как М 32.

С 1783 года к поискам и описанию туманных пятен приступил Вильям Гершель. С увеличением мощности его телескопов росло и количество открытых им туманностей. Каталог первой тысячи объектов был опубликован им в 1786 году. Затем были опубликованы еще два каталога в 1789 и 1802 годах. Последний каталог содержал около 2500 объектов. Для некоторых из них были даны описания. Было отмечено существование двойных объектов, групп объектов и многообразие их форм.

В первой половине XIX века исследования туманностей были продолжены Дж.Гершелем, который подробно описал 2306 туманностей третьего каталога и 1708 зафиксированных им туманностей южного полушария (включая Магеллановы Облака). В 1864 году им был опубликован содержащий 5079 объектов генеральный каталог General Catalog (GC). В 1845 году Росс заметил спиральную структуру туманности М 51. Так были открыты спиральные галактики.

Важную роль сыграли спектральные наблюдения туманностей, выполненные Хеггинсом. В 1964 году он установил, что некоторые туманности показывают эмиссионные спектры, а некоторые имеют спектры такие же, как звезды. Причем эмиссионные спектры показывают туманности в области Млечного Пути, а туманности со звездными спектрами, наоборот, Млечного Пути избегают. Теперь мы знаем, что спектры первого типа дают газовые туманности нашей Галактики, а второго – туманности внегалактические (галактики).

Следующий этап развития внегалактических исследований связан с переходом от визуальных к фотографическим наблюдениям. В последние два десятилетия XIX века на 36” Кросслеевском рефлекторе были получены многочисленные фотографии туманностей вне зоны Млечного пути (авторы работ И.Робертс, Килер, Перрайн, Кертис). В частности, Кертис обнаружил веретенообразные туманности с темной полосой. Он считал, что это аналогичные нашей Галактике звездные системы, а темная полоса связана с присутствием пыли. Такое же пылевое кольцо в нашей Галактике ответственно за зону избегания.

Результаты исследований были суммированы Дрейером, выпустившим в 1888 году «Новый генеральный каталог» New General Catalog (NGC), содержащий 7840 объектов и затем два дополнения к нему Index Catalog1 (IC 1) 1895 год 1529 объектов и Index Catalog2 (IC 2) 1908 год 3854 объекта. Эти каталоги широко используются и сейчас. Отметим, что эти каталоги содержат не только внешние галактики, но и туманности и звездные скопления нашей Галактики.

К концу XIX века вопрос о том, являются ли туманности со звездными спектрами системами, аналогичными нашей Галактике, или это объекты, принадлежащие нашей Галактике, решен не был, поскольку не было определений расстояний до них.

Необходимые сведения были получены в первой четверти XX века. Отметим следующие моменты.

1912 год. Мисс Ливитт в Гарварде обнаружила зависимость между звездной пеличиной и периодом цефеид в Малом Магеллановом Облаке (ММО).

1913 год. Герцшпрунг понял, что это есть зависимость между их абсолютной величиной и периодом и, определив по цефеидам нашей Галактики нуль-пункт этой зависимости, нашел абсолютные величины цефеид в ММО. Сопоставив их с видимыми нашел для расстояния до ММО 30000 св. лет (сейчас принято расстояние 150000 св. лет).

1914 год. Слайфер определил лучевые скорости у ряда объектов, В комбинации с данными Ван Маанена о собственных движениях деталей в объектах это служило аргументом в пользу их малых расстояний и, следовательно, принадлежности туманностей нашей Галактике. (В дальнейшем результаты Ван Маанена были признаны ошибочными).

Рейнольдс выполнил фотографическую фотометрию и нашел распределение яркости в туманностях.

Шепли по изучению шаровых скоплений определил размер нашей Галактики в 100000 св. лет.

1917 год. Ричи и Кертис обнаружили вспышки новых звезд в спиральных. Кертис и Лундмарк оценили расстояние до туманностей и нашли его огромным.

1924 год. Лундмарк и Вирц установили связь между красным смещением и расстоянием до спиралей (по их размерам). Шкала расстояний была относительной.

1924-45 гг. Хаббл разложил на звезды спирали в М 31, М 33 и NGC 6822 и нашел в них переменные звезды. В М33 - 45 переменных (35 цефеид), в М31 – 50 переменных (40 цефеид). Найденные по цефеидам расстояния: М 33 - 850000 св.лет, М 31 -900000 св.лет. Это много больше размеров Галактики. Таким образом. внегалактическая природа спиральных галактик была установлена.

1926 год. Хаббл предложил классификацию галактик, которая используется и сейчас.

1929-31 гг. Хаббл и Хьюмсон, используя линейную зависимость лучевой скорости от расстояния $v=Hr$, нашли постоянную H в этой зависимости, которая носит название «постоянной Хаббла». С этого времени началась *наблюдательная* космология (теоретически Эйнштейн говорил о замкнутой Вселенной в 1917 году).

1944 год. Бааде разложил на звезды эллиптические галактики, подтвердил их внегалактическую природу и ввел понятие о двух типах звездного расселения.

1958 год. Амбарцумян разработал концепцию активности ядер галактик.

1965 год. Арп публикует Атлас пекулярных галактик.

В предыдущем речь шла об оптических исследованиях галактик. Но с середины 50-х годов начались исследования галактик в радиодиапазоне. Были созданы каталоги дискретных радиоисточников и начались работы по их оптическому отождествлению.

1948 год. Радиоисточники Cen A и Vir A были отождествлены с яркими пекулярными галактиками.

1951 год. Сильнейший радиоисточник Cyg A отождествлен с очень слабой галактикой, пересеченной темной полосой.

1953 год. Шкловский указывает, что излучение дискретных источников обусловлено синхротронным механизмом.

1961 год. Обнаружение квазизвездных источников радиоизлучения (QSS).

1963 год. Сандейдж и Линдс выдвигают гипотезу о взрыве в связанной с радиоисточником галактике М 82.

1963 год. Шмидт отождествляет эмиссионные линии в QSS 3C 273B с линиями Бальмеровской серии водорода при рекордном красном смещении. Если оно космологическое, то светимость объекта на два порядка превышает светимость гигантских галактик.

На этом исторический экскурс во внегалактические исследования разумно закончить.

ХАРАКТЕРИСТИКИ ГАЛАКТИК, ОПРЕДЕЛЯЕМЫЕ ПРЯМЫМИ НАБЛЮДЕНИЯМИ

1. Координаты галактик и каталоги галактик.

Для отождествления галактик даже внутри скоплений (если галактики ярче $15^m - 16^m$) обычно достаточно знать экваториальные координаты α и δ с точностью $1'$, они приводятся в каталогах на ту или иную эпоху. Для 4200 ярких галактик точные координаты и размеры были даны Рейнмутом (Гейдельберг) в 1926 году.

Для оценки межзвездного поглощения в нашей Галактике галактические координаты галактики l и b достаточно знать с точностью около 1° . Для пересчета экваториальных координат в галактические имеются специальные таблицы. Надо иметь в виду, что нуль-пункты в системе галактических координат в какой-то момент изменились, к какой системе относятся данные указывают индексы I или II.

Базовым каталогом является New General Catalog (NGC). Номер по этому каталогу, по существу, является названием объекта (например, радиоисточник Cen A отождествлен с галактикой NGC 5128, Vir A с галактикой NGC 4486, она же M 87 и т.д.). Всего в каталоге содержится 13223 объекта (включая IC1 и IC2). Недавно Тифт и Сулентик опубликовали «пересмотренный» NGC, избавив его от ошибок и приведя к более удобному для работы виду. (Напомним, что в нем содержатся не только внешние галактики, но и туманности и звездные скопления Галактики.

В 1932 году Шепли и Эймс опубликовали каталог ярких (ярче 13^m) галактик, использовавшийся затем Вокулерами для создания «Справочного каталога ярких галактик» Ref CBG (1964), содержащего сведения о 2499 объектах.

Во второй половине XX века появились каталоги, основанные на изучении Паломарского обзора неба (POSS I), охватывающего всю область северного неба и часть южного вплоть до склонения $\delta = -32^\circ$. Карты обзора получены в двух цветах с предельными величинами $B = 21^m$ и $R = 20^m$.

В 1959-68 годах появились несколько томов «Морфологического каталога галактик» (MCG), составленного в Москве под руководством Воронцова-Вельяминова. В каталоге 30000 объектов, названия которых привязаны к полям Паломарского обзора (каждое поле покрывает $6^\circ \times 6^\circ$, они пронумерованы в порядке увеличения прямого восхождения и центра полосы склонения). Пример: MCG -3 -16 -42 (42 галактика по списку в 16 по прямому восхождению поле полосы склонения -3° , т.е. зоны с $\delta = - (3 \times 6^\circ) = -18^\circ$. В каталоге даются координаты на 1950.0 год с точностью $1'$, оценка звездной величины ($\pm 1^m$), размеры, поверхностная яркость и описания галактик.

В 1961-68 годах появился «Каталог галактик и скоплений галактик» (CGCG) Цвикки, содержащий 3000 объектов, затем «Каталог скоплений галактик Эйбелла (2700 объектов)», «Атлас пекулярных галактик Арпа (содержащий координаты 300 объектов), Каталог и атлас 356 взаимодействующих галактик Воронцова-Вельяминова (1959 год). В 1973 году появился каталог Нильсона (UGC), содержащий около 16000 объектов.

Паломарский обзор был продлен в южном полушарии (ESO/SERC) с использованием мелкозернистых пластинок высокого качества. Пределы по склонению $[-18^\circ, -90^\circ]$, предельные величины $B = 22.5^m$ и $R = 21^m$. Обзор использовался при создании ряда каталогов галактик: (LV) 18000 объектов, (AM) 6400 объектов, (FGC) 4500 объектов и др.

Созданный в 1988 году обзор АРМ для близполярных областей $|b| > 40$ содержит данные для 2×10^6 объектов ярче 19^m . В 1986-92 годах обзор POSS был отсканирован (Digital POSS, 2×10^7 объекта), а в 1987-99 годах Паломарский обзор был повторен для области от $\delta = -18^\circ$ до северного полюса (POSS-II) на лучших пластинках, чтобы догнать обзор ESO/SERC по качеству. В 1980-90 годах были созданы каталоги, содержащие сведения о красных смещениях объектов «z-каталоги» (CfA) и др.

Были созданы базы данных в Лионе (PGC/LEDA) и в Америке (NED). Они широко используются во внегалактических исследованиях.

2. Атласы галактик и классификация галактик.

Еще В.Гершель отметил разнообразие форм туманных пятен. Рассмотрение прямых фотографических изображений подтвердило это разнообразие для туманностей со звездными спектрами, которые после выяснения их внегалактической природы стали называть «галактиками». Разнообразие форм галактик потребовало введения классификации (как это было сделано со звездами в связи с разнообразием их спектров).

Первую морфологическую классификацию галактик в соответствии с их структурой на фотографических изображениях дал Хаббл в 1925 г. Все галактики он разделил на три основных типа: эллиптические (E), спиральные (S) и иррегулярные (Irr). Первые два типа образуют «камертонную диаграмму» (Рис.1). Ручку камертона образуют эллиптические галактики, расположенные в порядке увеличения степени эллиптичности от E_0 до E_7 , где числовой индекс определяется соотношением между осями эллипса: $n = 10 [(a-b)/a]$. Эллиптических галактик с индексом $n > 7$ не существует. В первоначальном варианте классификации тип S_0 отсутствовал, хотя Хаббл подозревал о существовании промежуточного типа между эллиптическими и спиральными галактиками. Увеличение наблюдательных данных подтвердило эти подозрения и тип S_0 был внесен Хабблом в диаграмму в 1936 году. Ветви камертона образуют спиральные галактики. Одна из них – это «нормальные» спирали S , вторая – «пересеченные» SB . Отличие состоит в том, что у первых спиральные ветви начинаются от центрального сгущения, у вторых в центральной области имеется «бар» (перекладина), от концов которого идут спиральные ветви.

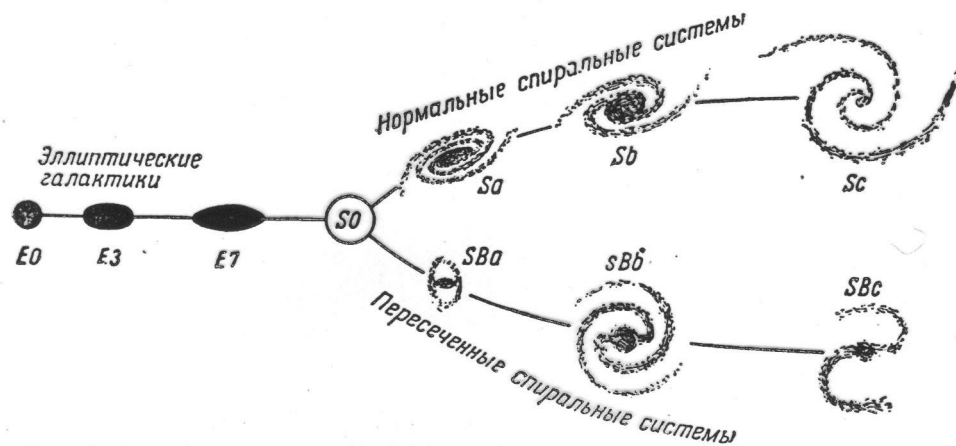


Рис.1. Хаббловская классификация галактик.

В зависимости от соотношения светимости центральной области («балджа») и спиральных ветвей, степени их закрученности и разрешения в них отдельных деталей галактике присваивается индекс от a до c . Иррегулярные галактики на диаграмме отсутствуют, но они как бы замыкают камертон. Как всегда, имеются объекты, не укладывающиеся в классификационную схему – их называют «пекулярными галактиками».

Хаббловская классификация галактик оказалась настолько удачной, что используется с некоторыми уточнениями до сих пор. Основных уточнений по сравнению с первоначальным вариантом 1925 года два: между галактиками E_7 и спиральными вставлен тип S_0 – «линзовидные» галактики, у которых, как у спиральных, просматривается диск, но спиральные ветви отсутствуют. О линзовидных и спиральных галактиках говорят «дисковые». Иррегулярные галактики разделены на два типа – $Irr I$, которые разрешаются на отдельные детали, и $Irr II$, где такого разрешения нет. Кроме того, выделены галактики с кольцеобразными структурами в центре, им присваивается индекс r .

Модернизированная Хаббловская классификация 1936 года подробно описана и снабжена прекрасным иллюстративным материалом в изданном Сандейджем в 1961 году

«Хаббловском атласе галактик». Отметим, что в классе S_0 в зависимости от развития диска и включения в него пылевых деталей Хаббл выделил три подгруппы S_{01} , S_{02} и S_{03} . Помимо Хаббловского атласа, хорошие иллюстрации галактик имеются в атласе «Care Atlas of Southern Galaxies», изданном в 1957 году Эвансом, в атласе 1966 года Арпа «Atlas of Peculiar Galaxies». Еще раз следует упомянуть «Атлас и каталог 356 взаимодействующих галактик» 1959 года Воронцова-Вельяминова.

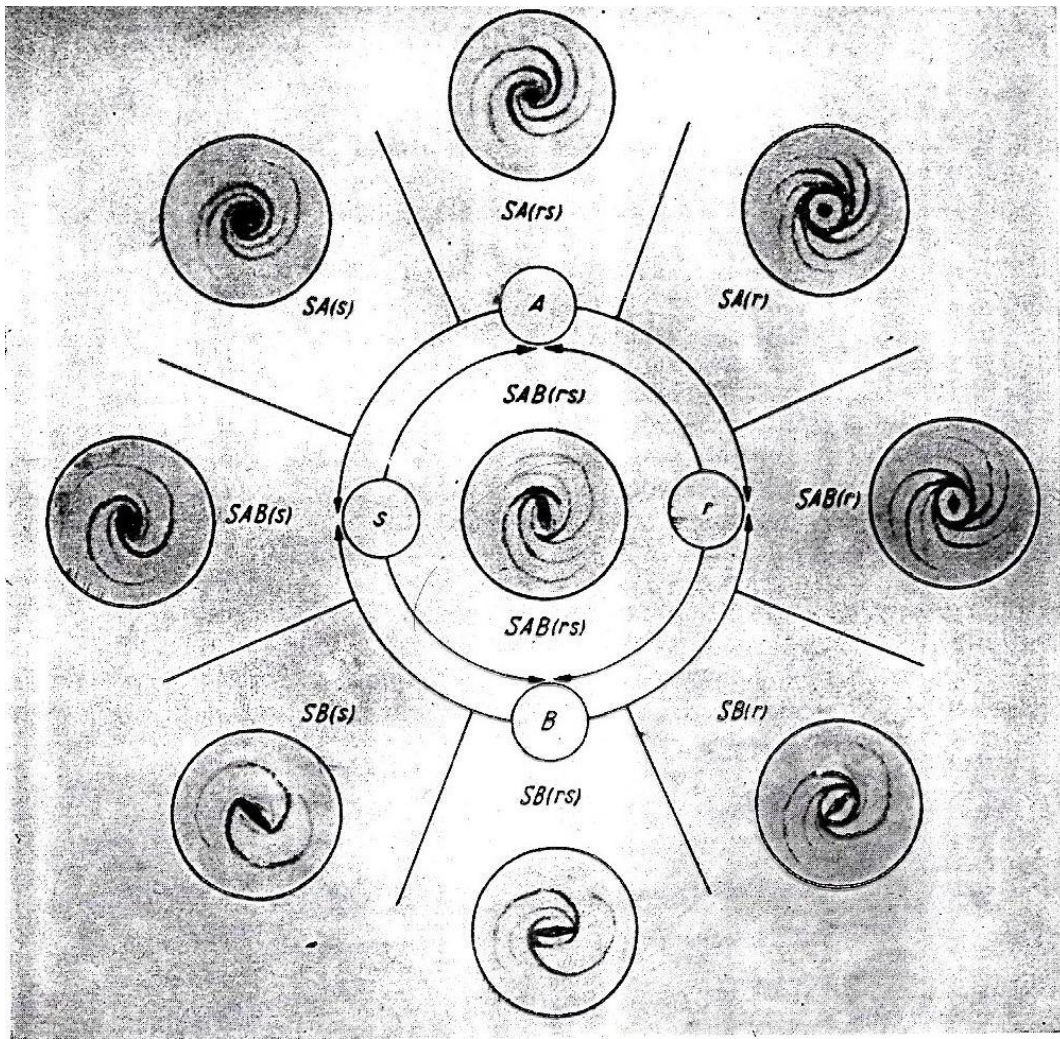
Попытки «улучшения» Хаббловской классификации делались неоднократно. Они подробно описаны Воронцовым-Вельяминовым в его монографии «Внегалактическая астрономия», Здесь мы отметим лишь классификацию, предложенную Вокулером и описанную им, например, в книге «Строение звездных систем», появившейся в 1962 году. Модифицируя классификацию Хаббла, Вокулер считает, что вся совокупность спиральных галактик относится к трем семействам: SA (нормальные), SAB (промежуточные) и SB (пересеченные), (т.е. пространство между ветвями камертона заполнено галактиками), и трем видам: спиральному (s), кольцевому (r) и промежуточному (rs). У галактик s спиральные ветви идут от ядра, у r имеется кольцо, у которого начинаются спиральные ветви. Индексы $0, a, b, c$ сохраняются, добавляется индекс d для галактик, приближающихся к иррегулярным. В результате область, в которую может попасть галактика, напоминает эллипсоид с осями $0-a-b-c-d$, SA-SB и $r-s$. На рис.2 приведены рисунки галактик, как их представляет Вокулер, в сечении SA_b-SB_b. В реальности для многих типов не удастся найти представителей.

Надо заметить, что результат классификации может зависеть от того, насколько глубоким является негатив. В Хаббловском атласе приведены изображения галактики NGC 4314, полученные с разными выдержками. На снимке с маленькой выдержкой видна лишь центральная часть (ядро), показывающая спиральную структуру; при большей выдержке видно, что эта область погружена в протяженную структуру; на глубоком снимке видно, что протяженная структура на самом деле является баром, от концов которого отходят спиральные ветви.

Изображение галактики и, следовательно, классификация может сильно зависеть от того, в какой спектральной области получен негатив. Характерный пример: Малое Магелланово Облако (ММО), классифицировавшееся как иррегулярная галактика, после получения ее снимка в инфракрасной области оказалось эллиптической галактикой.

Надо соблюдать осторожность при проведении классификации по фотографическим отпечаткам. Изображения с одного и того же негатива могут сильно зависеть от способа печати, что может привести к ошибке в классификации.

Несколько слов о *пекулярных* галактиках. Мы упоминали об «Атласе пекулярных галактик» Арпа. Изучение его показывает, что очень часто особенности структуры пекулярных галактик связаны с взаимодействием галактик в парах или группах (хвосты, перемычки и т.п.). Среди пекулярностей можно выделить несколько типов. Большой интерес представляют галактики с полярными кольцами, у которых имеются структуры в плоскостях, перпендикулярных основной плоскости галактики. Первую такую галактику, NGC 2685 (ее снимок приведен на рис.3), Воронцов-Вельяминов называл «пекулярнейшей». В дальнейшем выяснилось, что таких галактик не так уж мало, причем кольца могут быть как внешними (тогда они хорошо заметны, см. рис.4), так и внутренними, расположенными в непосредственной близости от ядра. На рис.5 приведено изображение внутреннего полярного кольца в галактике IC 1689. Кстати отметим, что на хорошо экспонированных изображениях пекулярность незаметна и галактику можно классифицировать как E или S_0 .



I и II. Поперечное сечение объемной классификационной схемы в районе стадии Sb

Спиральные галактики простого семейства SA расположены в верхней части рисунков, семейства пересеченных систем SB — в нижней, кольцевой разновидности S(r) — справа, S-образной разновидности S(s) — слева, смешанного типа SAB(rs) — в центре. Переход между всеми типами осуществляется непрерывно, но здесь показаны лишь главные формы. Реальные объекты могут занимать любое промежуточное положение на плоской (или в объемной) схеме.

Основные критерии классификации

SA(r): маленькое, резкое, очень яркое, круглое, изолированное ядро в центре кругового кольца, от края которого отходят многочисленные, довольно тесно закрученные волокнистые спиральные ветви или дуги; ядро и кольцо часто сливаются и вовсе исчезают в передержанном изображении центральной части туманности (как это показано здесь); однако, чтобы распознать такую галактику, достаточно увидеть ее многочисленные спиральные ветви. В ранних стадиях этой последовательности часто наблюдается слабое внешнее кольцо (R), составленное из тесно сжатых спиральных ветвей. П р и м е р ы: NGC 488 (снимок P 200"), 7217, 6753 (фото V, 22), 4736 (M 94) (фото V, 21) — Sab, 5055 (M 63) — Sbc.

SA(rs): сравнительно маленькое, довольно резкое, яркое круглое ядро в центре диффузной линзы или выпуклости, из которой по касательной выходят две главные ветви и две или большее число дополнительных, более слабых ветвей. Главные ветви образуют неполное кольцо вокруг линзы, слабые внешние ветви напоминают (R)-структуру в ранних стадиях. П р и м е р ы: NGC 1068 (M 77), 3147, 4237, возможно NGC 3521, 4800, 7079, 7590; NGC 5194 (M 51) (снимок IR 20") не является хорошим примером, так как галактика более близка к Sbc и является промежуточной между SA(rs) и SA(s).

SA(s): типичная правильная логарифмическая спираль; имеет довольно обширное размытое круглое ядро, плавно переходящее в круглую или слегка вытянутую линзу, в которой обнаруживается частичная спиральная структура, сформированная темной материей. У края линзы начинаются две главные спиральные ветви со случайными разветвлениями или более слабыми вторичными ветвями. П р и м е р ы: NGC 3031 (M 81) — Sab (снимок IR 20"), 4569, 7205 (фото V, 18), 7331. Изредка один из диаметров линзы бывает слегка ярче и длиннее другого, а внешние ветви могут иметь тенденцию «возврата» к линзе, указывая на переход к типу SAB(s). П р и м е р ы: NGC 224 (M 31) — Sb, 4321 (M 100) — Sbc.

SAB(s): довольно маленькое, яркое, вытянутое ядро и слабая диффузная вытянутая линза с ярко выраженной спиральной структурой, сформированной темной материей. Последняя имеет тенденцию располагаться параллельно слабой и широкой светлой полосе, составляющей большую ось линзы. Вдоль этой полосы, в центре ее, проходит слабая изогнутая темная полоска. Из концов полосы, составляющей большую ось линзы, по главному изогнутому пути идут две главные ветви, резко поворачивающие сразу же по выходе из линзы; их слабые концы стремятся повернуться к линзе, образуя почти круговую внешнюю петлю, напоминающую (R)-структуру в ранних стадиях. П р и м е р ы: NGC 1566 (снимок S 30"), NGC 5236 (M 83) — Sbc, 4579 — Sab, 7392.

Рис. 2. К классификации галактик по Вокюлеру.

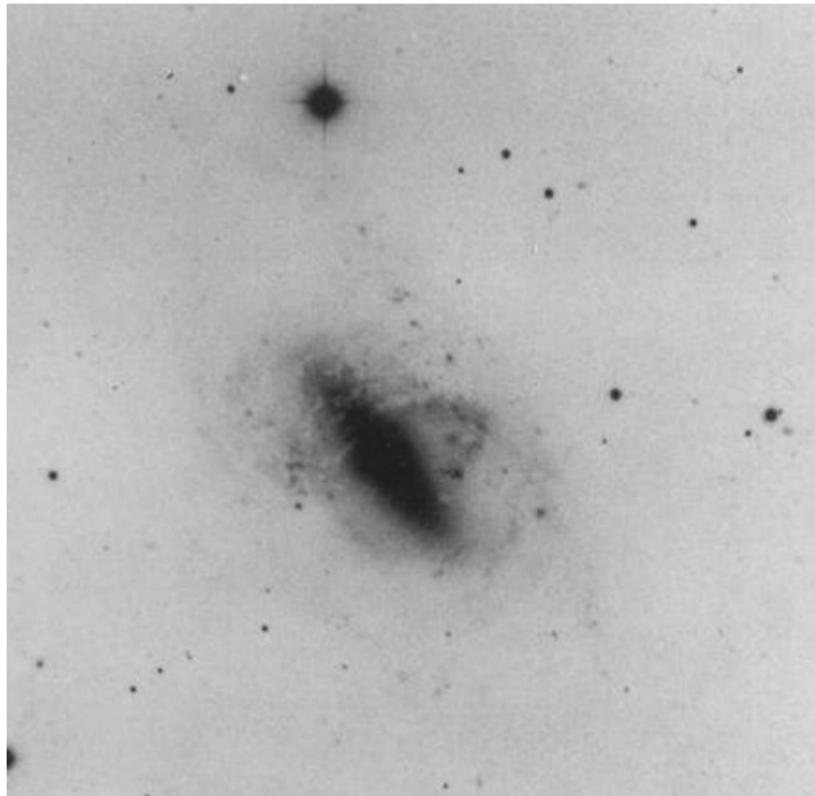


Рис. 3. NGC 2685 (снимок с 5-м телескопа)

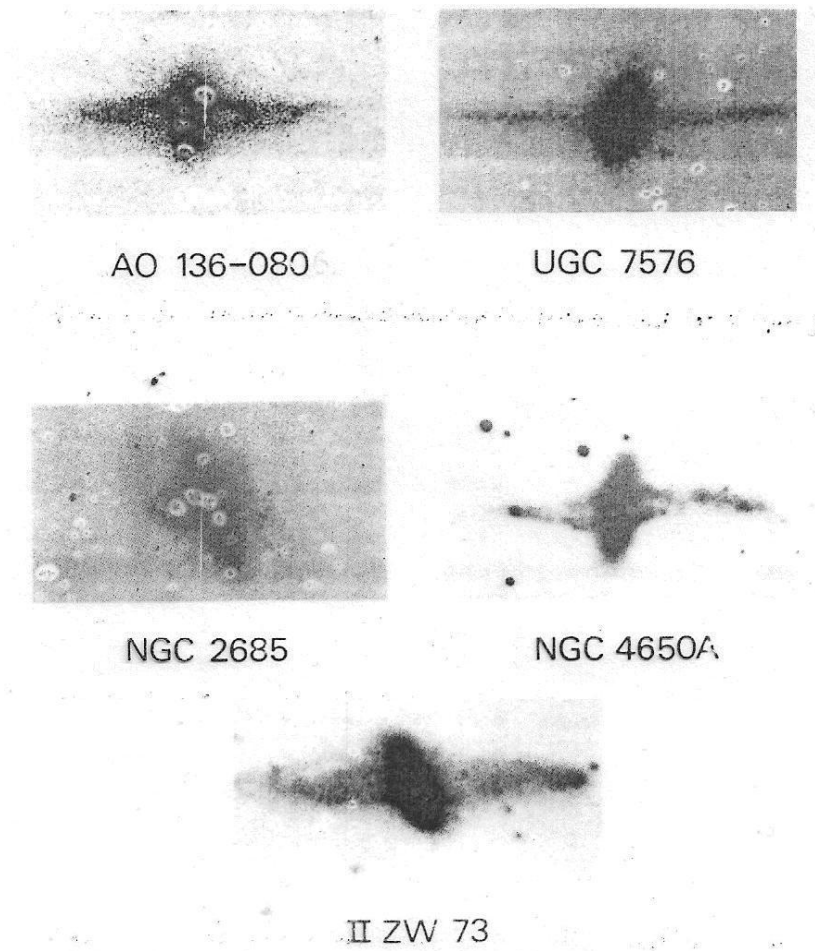


Рис. 4. Снимки галактик с полярными кольцами.

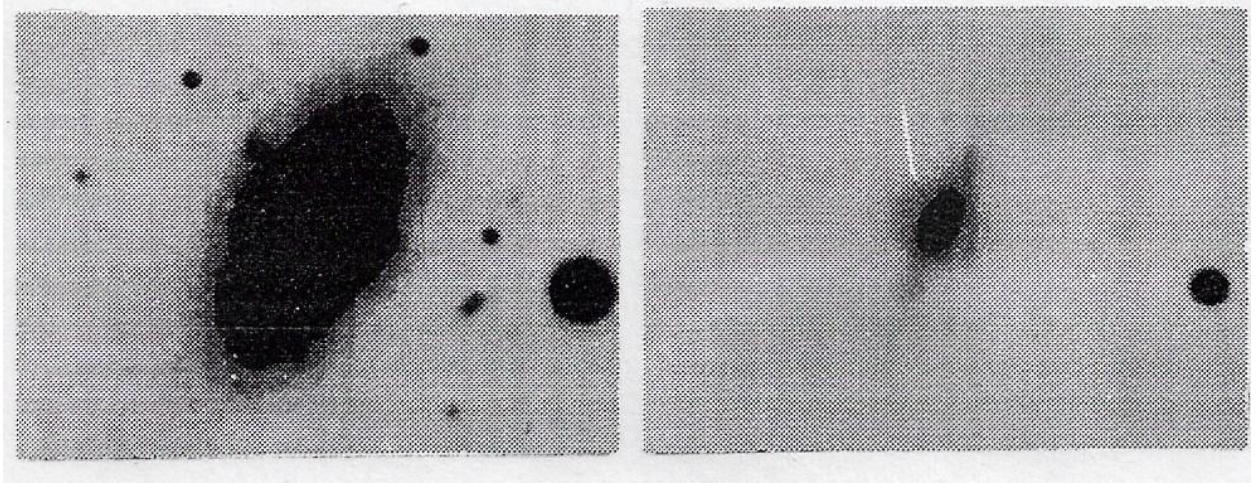


Рис.5. IC 1689 галактика с внутренним полярным кольцом.

3. Фундаментальные параметры галактик и методы их определения.

Как и в случае звезд фундаментальными параметрами галактик являются их радиусы, светимости и массы. Трудности их определения связаны с необходимостью знания расстояний до галактик, что в отсутствие прямых определений расстояний вносит неопределенности в полученные параметры. Методы определения расстояний будут рассмотрены позже, сейчас мы остановимся на методике фотометрических и спектральных наблюдений и их результатах.

1. Фотометрические наблюдения.

Значительная часть фотометрических наблюдений галактик большого размера (подавляющая до конца XX века) была выполнена фотографическим путем. При этом калибровка негативов затруднений не представляла, однако стандартизация (переход к поверхностным яркостям) в связи с отсутствием на небе хороших протяженных стандартов вызывала затруднения. Причиной является разная ответная реакция фотопластины на точечные и протяженные объекты, что препятствовало проведению стандартизации прямо по звездам с известными звездными величинами, имеющимися на снимке. Преодолеть эту трудность пытались несколькими способами (привязкой к внефокальным снимкам звезд, использованием штрихующей кассеты и др.). По-видимому, лучшие результаты были получены методом привязки к фотоэлектрическим оценкам яркости фона неба, определяемым одновременно с получением негатива галактики. Метод требует одновременного использования при наблюдениях двух телескопов и был применен к небольшому числу галактик.

Применение ПЗС приемников существенно облегчило стандартизацию, поскольку позволило осуществлять ее по звездам, имеющимся на кадре с изображением галактики. Звездные величины звезд должны быть известны. Сейчас фотометрические наблюдения галактик практически всегда ведутся с ПЗС приемниками.

Результатом современной цифровой поверхностной фотометрии галактики является матрица, каждый элемент которой представляет собой выраженное в звездных величинах с квадратной секунды значение поверхностной яркости в данной точке в том цвете, в котором велись наблюдения. При многоцветных наблюдениях результатом будут несколько матриц. Типичные размеры матриц, выбираемые обычно из соображений удобства обработки, 256x256, 512x512, реже 1024x1024. Столь гигантские объемы информации (1 изображение \approx 0.1-1.0 Мбт) не допускают быстрой и легкой физической интерпретации. Для удобного представления результатов обработки с целью их дальнейшей количественной интерпретации разработан ряд способов, ставших в настоящее время стандартными.

Простейшим способом представления результатов является их визуализация путем построения карт изофот (обычно с шагом $0.5^m - 1.0^m$). Для примера на рис. 6 даются изофоты галактики IC 1689 в трех цветах.

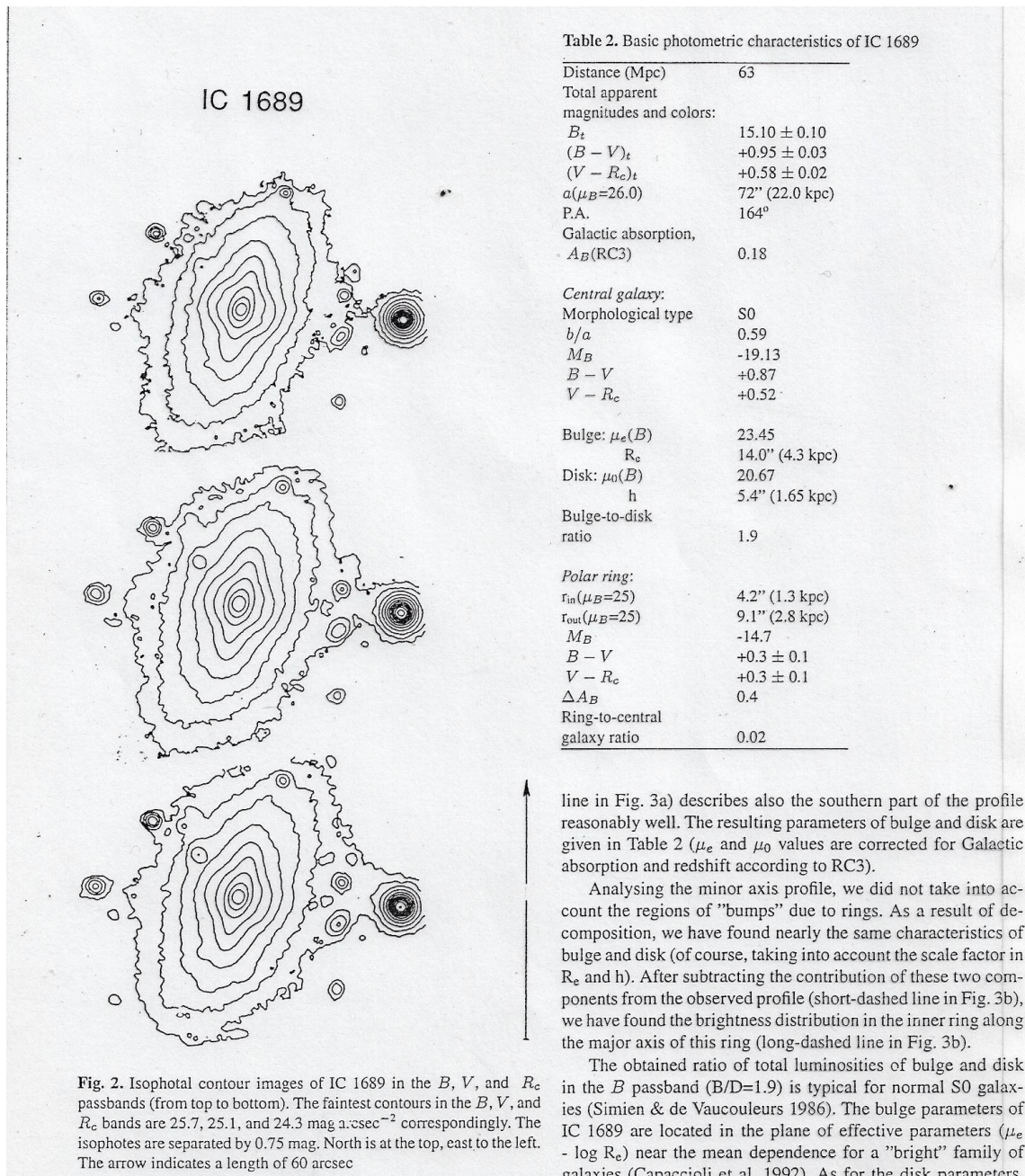


Рис. 6. Изофоты галактики IC 1689 в трех цветах.

Используются также карты, передающие в условных цветах (псевдоцветах) распределение показателей цвета. Пример такой карты приведен на рис. 7, демонстрирующем наличие голубого внутреннего кольца в галактике IC 1689.

Двумерные данные часто редуцируют в одномерные профили яркости $I(r)$ (в звездных величинах с кв. секунды — $\mu(r)$). Способов построения одномерных профилей из двумерных матриц существует довольно много.

а) Часто используются разрезы вдоль большой и малой осей галактики. Направление большой оси обычно определяют по изофотам слабых внешних областей галактики. В простых случаях разрезы иногда усредняют относительно центра галактики. На рис.8 приведены разрезы вдоль большой и малой осей галактики IC 1689.

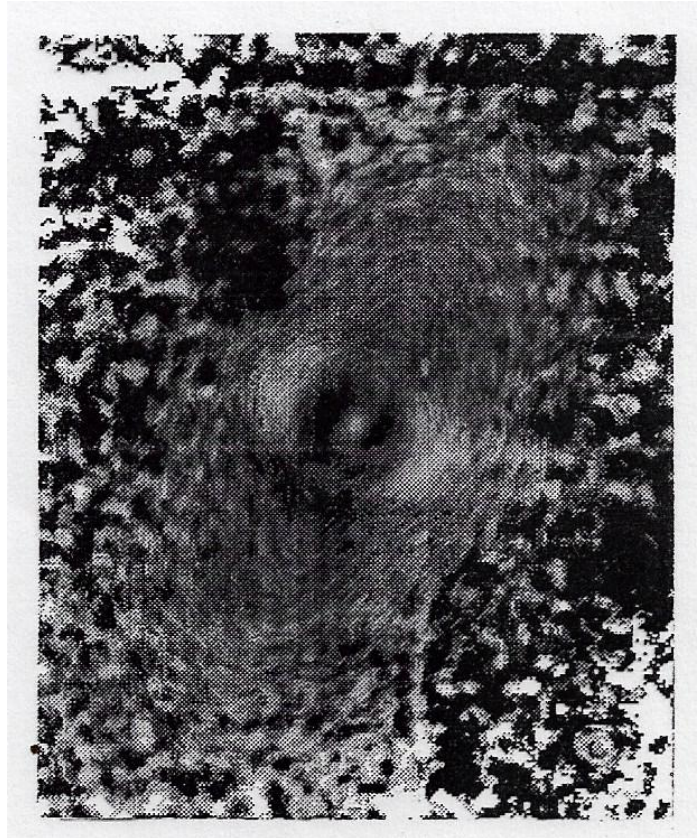


Рис. 7. Распределение цвета в галактике IC 1689, более светлыми представлены самые голубые области галактики.

б) Усредненный по азимуту разрез. Получается усреднением распределения поверхностной яркости $I(r, \theta)$ по θ по эллипсу с большой полуосью r и сжатием ε . Сжатие обычно определяется по слабейшей изофоте.

в) Эквивалентный профиль. Введен Вокулером. Пусть S – площадь внутри данной изофоты I . Если изофота состоит из отдельных «островков», как это бывает обычно на периферии галактик, то S включает их площадь. Эквивалентный радиус (r^*) определяется как радиус круга, имеющего ту же площадь, что и S : $r^* = \sqrt{S/\pi}$. Зависимость поверхностной яркости (μ) от эквивалентного радиуса, соответствующего этой изофоте, называется эквивалентным профилем. Следует учесть, что так как эквивалентный профиль строится на ЭВМ суммированием всех отсчетов, превышающих заданный уровень, то в области предельно слабых поверхностных яркостей из-за флуктуаций шума можно ложно обнаружить слабую протяженную оболочку.

Помимо перечисленных способов графического представления результатов, существует система стандартных фотометрических параметров, определяемых по результатам поверхностной фотометрии – так называемая система параметров Вокулера. Основой этой системы параметров является понятие *полной или асимптотической (total) видимой звездной величины*.

Рассмотрим идеальный объект, имеющий круглые изофоты. Поток, излучаемый в кольце ($r, r+dr$), равен $2\pi I(r)rdr$. Следовательно, светимость объекта в пределах расстояния r от ядра будет

$$L(\leq r) = 2\pi \int_0^r I(r)rdr.$$

Полная (асимптотическая) светимость будет $L_T = 2\pi \int_0^{\infty} I(r)rdr.$ (*)

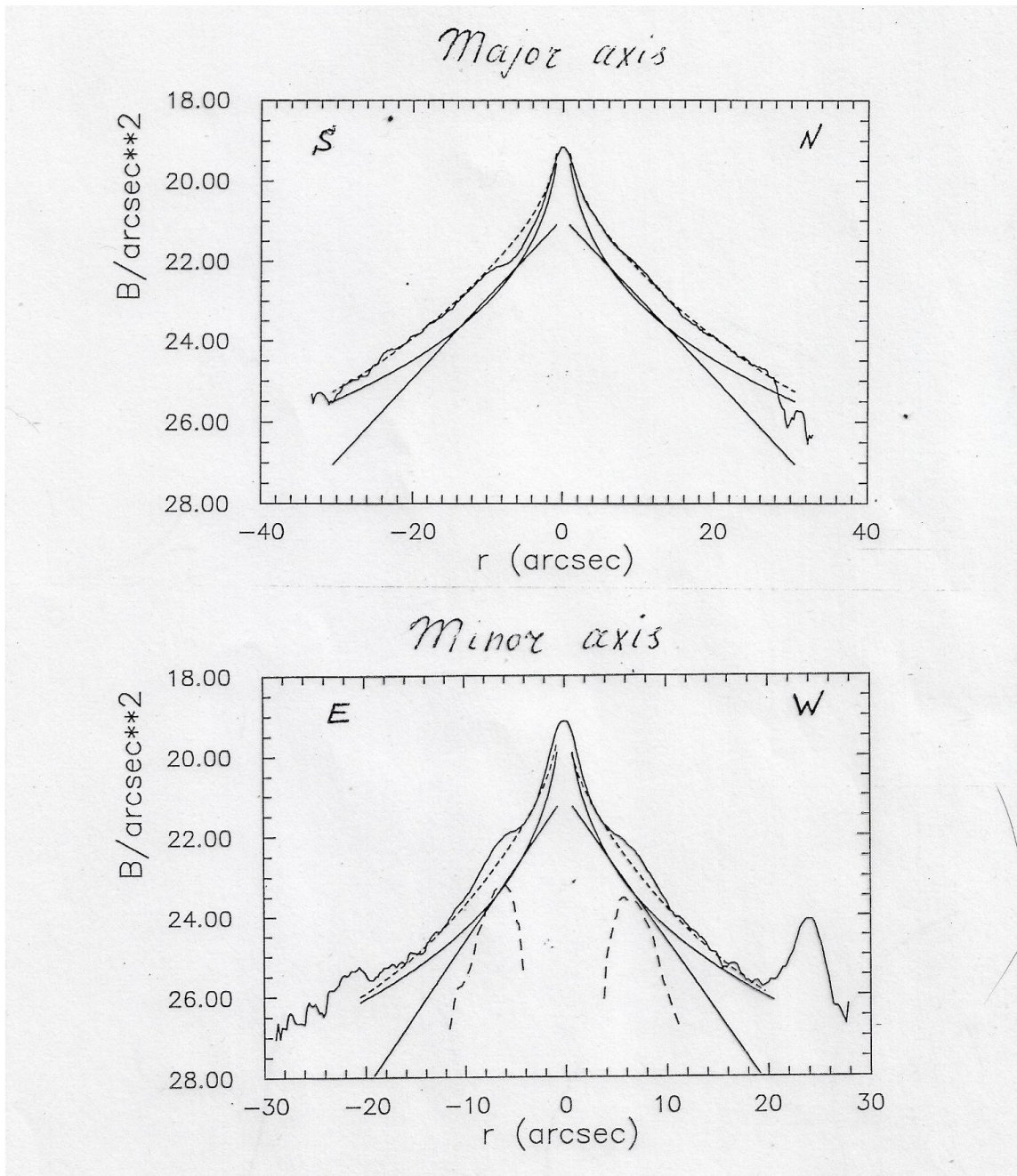


Рис. 8. Разрезы вдоль главных осей в галактике IC 1689.

Обобщая формулу для полной величины на случай объекта с произвольными не круглыми изофотами, введем вместо r эквивалентный радиус r^* , и тогда формула запишется в виде

$$L_T = 2\pi \int_0^{\infty} I(r^*) r^* dr^*.$$

Следовательно, нахождение полной звездной величины объекта сводится к интегрированию его эквивалентного профиля. Эквивалентный профиль можно найти лишь до конкретной конечной изофоты, и поэтому определение полной (асимптотической) светимости требует *экстраполяции* эквивалентного профиля на $r^* \rightarrow \infty$ (лучше — $I(r^*) \rightarrow 0$). Практика, однако, показала, что если звездная величина объекта известна до изофоты, соответствующей уровню поверхностной яркости $I \leq 0.01 I_{sky}$, то разность $m_I - m_{total}$ не превышает 0.01^m . (Типичная яркость фона неба в фильтре B составляет $\mu_B = 22^m / \square''$ и,

следовательно, достаточно знать звездную величину объекта в пределах изофоты $\mu_B = 27^m / \square$.

Если известны полные звездные величины объекта в нескольких цветовых полосах, то можно найти и асимптотические показатели цвета, для обозначения которых, как и полных звездных величин, используется индекс "Т": $(B - V)_T$, $(U - B)_T$ и т.д. Средние значения показателей цвета в зависимости от типа по Хабблу приведены в таблице в конце раздела.

Зная полную светимость объекта, можно ввести функцию $k(r)$, дающую долю полной светимости, излучаемую в пределах расстояния r от центра (для объекта с круглыми изофотами): $k(r) = L(\leq r)/L_T$. Для объектов с произвольными изофотами строят зависимости $k(r^*) = L(\leq r^*)/L_T$ и $k(\mu) = L(\leq \mu)/L_T$. Графики соответствующих зависимостей называются *кривыми относительной светимости*. Кривые относительной светимости определяют целое семейство параметров. Важнейший из них – так называемый *эффективный радиус*, обозначаемый r_e . Для объекта с круглыми изофотами r_e – это радиус круга, внутри которого излучается половина полной светимости: $k(r_e) = 1/2$. Для объекта произвольной формы вводится понятие *эффективного эквивалентного радиуса*: $k(r_e^*) = 1/2$. Эффективному эквивалентному радиусу соответствует эффективная поверхностная яркость такая, что $k(\mu_e) = 1/2$ (величине μ_e соответствует интенсивность I_e). Если изофоты объекта можно с достаточной точностью представить эллипсами, то эффективный эквивалентный радиус можно записать в виде $r_e^* = \sqrt{a_e b_e}$, где a_e – *эффективная большая полуось*, а b_e – *эффективная малая полуось*. Если построить зависимость доли полной светимости от большой полуоси, то $k(a_e) = 1/2$.

Помимо эффективного эквивалентного радиуса r_e^* вводятся также стандартные эквивалентные радиусы r_1^* и r_3^* такие, что $k(r_1^*) = 1/4$ и $k(r_3^*) = 3/4$ (соответствующие изофоты – μ_1 , μ_3 , большие полуоси – a_1 , a_3). Через стандартные эквивалентные радиусы определяются *индексы концентрации*: $c_{21} = r_e^*/r_1^*$ и $c_{32} = r_3^*/r_e^*$. Индексы концентрации характеризуют глобальное распределение поверхностной яркости по галактике и коррелируют с ее морфологическим типом. Следует, однако, заметить, что в пределах одного морфологического типа разброс индексов очень велик и их значения могут использоваться лишь в качестве вторичных индикаторов морфологического типа.

Для количественного описания глобальной структуры галактики широко используются параметры, определяемые путем приближения наблюдаемых фотометрических разрезов функциями известного вида. Эти параметры можно назвать вторичными фотометрическими параметрами, т.к. они не определяются непосредственно из наблюдений, а ищутся на основе модельных, заранее задаваемых представлений о структуре галактик.

Наблюдения показывают, что эллиптические галактики и балджи (центральные сгущения яркости) спиральных галактик имеют сходное распределение поверхностной яркости. Было предложено несколько эмпирических законов для его описания, среди которых наибольшее распространение получил закон, предложенный Вокулером:

$$\lg [I(r)/I_e] = -3.33[(r/r_e)^{1/4} - 1].$$

В звездных величинах этот закон принимает вид:

$$\mu(r) = \mu_e + 8/325[(r/r_e)^{1/4} - 1].$$

(Здесь I_e , μ_e , r_e имеют тот же смысл, что и ранее, но в случае спиральных галактик применительно не ко всей галактике, а к ее балджу). Надо заметить, что закону Вокулера удовлетворяют и распределения яркости некоторых галактик типа $S0$.

Падение яркости в дисках спиральных галактик следует экспоненциальному закону:

$$I(r) = I_0 e^{-\alpha r}$$

(I_0 – яркость центра диска, α – масштабный множитель). В звездных величинах

$$\mu(r) = \mu_0 + 1.086\alpha r.$$

Эти законы не имеют пока строгого физического обоснования, и наблюдаемые фотометрические разрезы многих галактик показывают более или менее выраженные отличия от них. Однако эти эмпирические законы весьма полезны хотя бы в качестве первого приближения при определении глобальных характеристик галактик.

Большая часть галактик являются составными системами, в которых балдж и диск сосуществуют. Поэтому для определения характеристических параметров (μ_e или I_e , μ_0 или I_0 , r_e и α) этих двух фундаментальных составляющих требуется произвести разделение их вкладов. С этой целью обычно рассматривают усредненный разрез галактики вдоль большой полуоси и каким-либо методом находят его приближение функцией, зависящей от четырех параметров:

$$I(r) = I_e \cdot 10^{-3.33[(r/r_e)^{1/4} - 1]} + I_0 e^{-\alpha r}.$$

Пример разложения на балдж и диск для спиральной галактики приведен на рис. 9. На рис.8 представлено разложение на компоненты для пекулярной галактики IC 1689, виден вклад полярного кольца.

Получив фундаментальные параметры балджа и диска, можно вычислить, используя формулу (*), их полные светимости, что важно для дальнейших теоретических исследований. Интегралы легко берутся по частям. В результате имеем: $L_{bal} = 2\pi \cdot 3.6 I_e r_e^2$, $L_{disk} = 2\pi I_0 / \alpha^2$ и часто дискутируемое отношение $L_{bal} / L_{disk} = 3.6 I_e r_e^2 \alpha^2 / I_0$. Иногда требуется оценить светимость диска до некоторого расстояния r от ядра. В этом случае будет $L_d(r) = L_{disk}[1 - e^{-\alpha r}(\alpha r + 1)]$. Значение квадратной скобки в зависимости от масштабного множителя дается следующей таблицей: ($k = \alpha r$)

k	1	2	3	4
[.....]	0.26	0.6	0.8	0.91

Следовательно, излучение далеких периферийных областей диска составляет менее 10% полного его излучения.

В заключение этого раздела подчеркнем, что получаемая из наблюдений полная видимая величина галактики не является ее фундаментальным параметром. Здесь мы имеем полную аналогию со звездами: $M = m_T + 5 - 5 \lg r$. *Необходимо знать расстояние до галактики.* Все измерения расстояний между деталями, в частности их расстояния от ядра, известны в угловой мере. Для получения линейных расстояний и размеров *необходимо знать расстояние до галактики.*

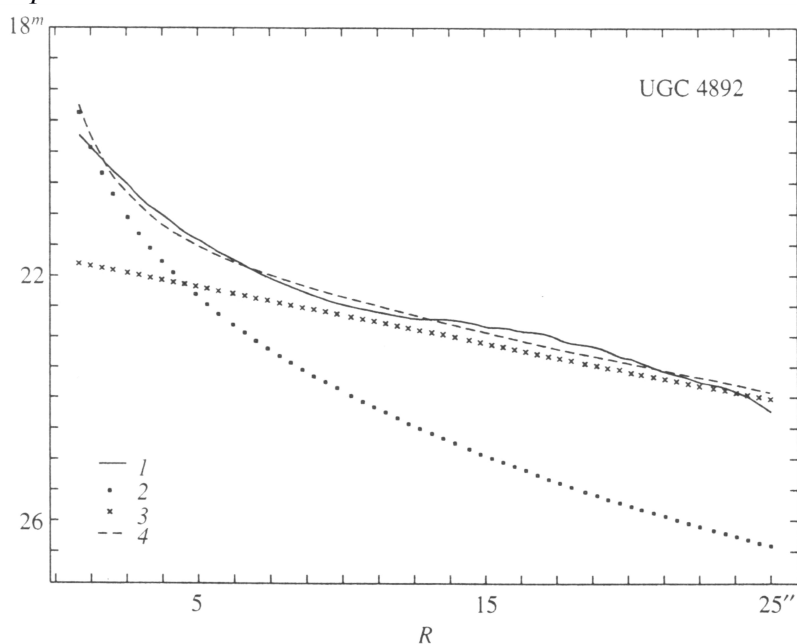


Рис. 9. Разложение наблюдаемого профиля спиральной галактики (сплошная линия) на балдж (точки) и диск (крестики); пунктир – балдж + диск.

Coding of revised Hubble stage.

Stage	T	Stage	T
cE	-6	Sb	3
E	-5	Sbc	4
E ⁺	-4	Sc	5
S0 ⁻	-3	Scd	6
S0 ^o	-2	Sd	7
S0 ⁺	-1	Sdm	8
S0/a	0	Sm	9
Sa	1	Im	10
Sab	2	cl	11

Mean total colors by type.

T	$\langle (B-V)_T \rangle$	σ	N	$\langle (U-B)_T \rangle$	σ	N	$(B-V)_T$ median	$(U-B)_T$ median
-5	0.915	0.042	282	0.490	0.066	203	0.92	0.49
-4	0.907	0.042	85	0.461	0.092	62	0.91	0.47
-3	0.909	0.049	185	0.467	0.089	127	0.91	0.48
-2	0.894	0.060	265	0.447	0.097	222	0.90	0.46
-1	0.885	0.056	96	0.422	0.110	83	0.89	0.42
0	0.812	0.104	95	0.316	0.165	82	0.82	0.34
1	0.742	0.103	146	0.222	0.154	114	0.76	0.24
2	0.717	0.098	116	0.177	0.147	92	0.73	0.20
3	0.605	0.112	267	0.050	0.130	203	0.61	0.06
4	0.566	0.097	258	-0.029	0.116	189	0.57	-0.03
5	0.526	0.103	322	-0.075	0.111	180	0.53	-0.08
6	0.472	0.100	132	-0.138	0.104	96	0.47	-0.14
7	0.499	0.086	108	-0.125	0.115	84	0.50	-0.13
8	0.449	0.087	90	-0.165	0.126	86	0.43	-0.17
9	0.421	0.110	142	-0.216	0.138	135	0.41	-0.23

Mean total V-R and V-I color indices by type.

T	$\langle (V-R)_T \rangle$	σ	N	$\langle (V-I)_T \rangle$	σ	N	$(V-R)_T$ median	$(V-I)_T$ median
-5	0.556	0.034	77	1.176	0.058	77	0.56	1.18
-4	0.540	0.042	22	1.154	0.071	22	0.54	1.16
-3	0.548	0.032	52	1.170	0.058	49	0.55	1.17
-2	0.546	0.037	54	1.145	0.069	55	0.55	1.15
-1	0.546	0.034	31	1.144	0.049	30	0.54	1.15
0	0.531	0.027	24	1.107	0.059	25	0.53	1.11
1	0.496	0.041	23	1.039	0.075	22	0.50	1.05
2	0.479	0.034	9	1.018	0.074	10	0.49	1.01
3	0.460	0.056	35	0.933	0.082	34	0.47	0.96
4	0.442	0.041	33	0.928	0.086	33	0.45	0.94
5	0.406	0.073	32	0.868	0.105	29	0.40	0.87
6	0.393	0.056	20	0.799	0.121	21	0.40	0.77
7,8	0.394	0.108	9	0.830	0.173	9	0.36	0.80
9	0.357	0.050	3	0.717	0.103	3	0.35	0.69
10	0.350	0.036	3	0.727	0.040	3	0.36	0.72

II. Спектральные наблюдения.

Спектр галактики без особенностей – это суммарный спектр, определяемый ее звездным населением. Хорошо заселенная на диаграмме Герцшпрунга-Рессела ветвь гигантов вносит основной вклад, поскольку число гигантов велико, а светимость их достаточно высока. Поэтому интегральные спектры галактик, если их классифицировать как звездные спектры, относятся к классам $G - K$. Наиболее сильными в них являются линии H и K Ca II, другие линии оказываются гораздо слабее. Поскольку скорости звезд по лучу зрения различны, линии расширены из-за доплеровских смещений.

Из-за слабости объектов абсорбционные спектры галактик удается получить лишь для близких к центру областей. Лучевые скорости (в км/с) центральных областей исправляются за движение Солнца в Галактике по формуле

$$v_{см} = v_{набл} + 237 \sin l \cos b,$$

где l и b – галактические долгота и широта. (Разумеется, значения $v_{набл}$ должны быть предварительно исправлены за движение Земли вокруг Солнца и вращение Земли). Первые наблюдения спектров галактик, выполненные Слайфером в 10-х годах XX века, показали, что линии в спектрах галактик смещены в красную область спектра. Рис. 10 демонстрирует это «красное смещение». На рисунке видно, что красное смещение тем больше, чем меньше размер галактики. Это обстоятельство независимо установили Лундмарк и Вирц в 1924 году. Если связать уменьшение размера галактики с увеличением расстояния до нее, то они, по существу, обнаружили зависимость красного смещения от расстояния.

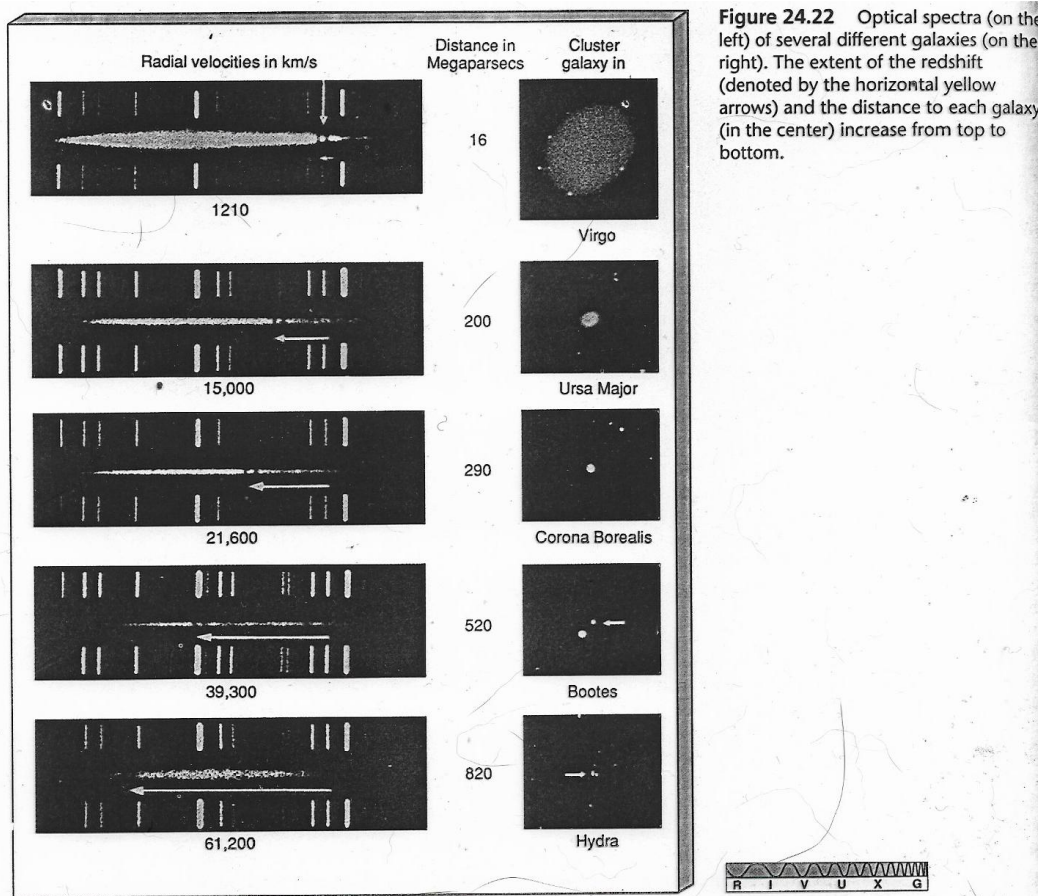


Figure 24.22 Optical spectra (on the left) of several different galaxies (on the right). The extent of the redshift (denoted by the horizontal yellow arrows) and the distance to each galaxy (in the center) increase from top to bottom.

Рис. 10. Красное смещение линий H и K Ca II в спектрах галактик.

В спектрах многих галактик, помимо абсорбционного спектра, даваемого звездным компонентом, видны эмиссионные линии. Их тоже можно использовать для определения

красного смещения, причем выявление их проще, чем абсорбционных деталей, поскольку они возвышаются над континуумом и фиксирования континуума по существу не требуется.

В случае достаточного пространственного разрешения при определенных положениях щели спектрографа с длинной щелью относительно изображения галактики (обычно вдоль большой оси) линии оказываются наклоненными в центральных областях и искривляются на периферии. Естественное объяснение этого – вращение галактики, вызывающее доплеровское смещение линий. Рис.11 поясняет это. В области галактики, приближающейся к наблюдателю, линии будут смещены в фиолетовую сторону, в области, удаляющейся от наблюдателя, – в красную. Зависимость сдвига линии (т.е. линейной скорости движения детали по лучу зрения) от расстояния до центра галактики характеризует вращение галактики.

Из наблюдений расстояния определяются в угловой мере. При известном расстоянии до галактики наблюдаемая зависимость может быть пересчитана в зависимость от линейного расстояния от ядра. Именно эта зависимость носит название «кривой вращения». (разумеется, должна быть внесена поправка за наклон галактики к лучу зрения $v_{ист} = v_{набл}/\sin i$, где i – угол между лучом зрения и перпендикуляром к плоскости галактики (осью вращения), который можно определить по отношению осей галактики: $\cos i = b/a$). В случае спиральных галактик, видимых с ребра, различие в лучевых скоростях в центре и на периферии может достигать нескольких сот км/с. У эллиптических галактик эффект мал или отсутствует.

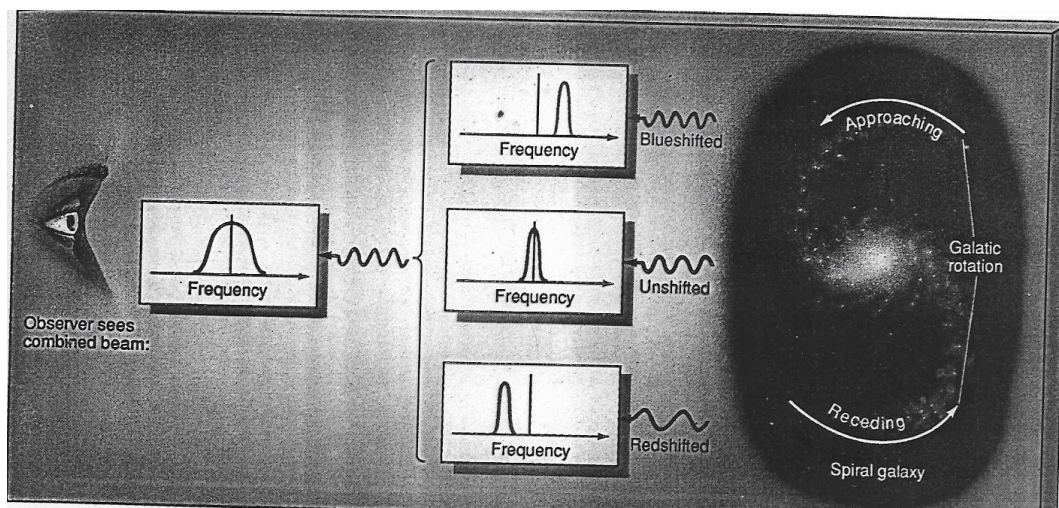


Рис. 11. К объяснению вращения галактик.

При недостаточном пространственном разрешении вклад в линию будут давать все области галактики и наблюдаемая линия расширится. По ее ширине можно определить линейную скорость вращения галактики на периферии.

Кривые вращения некоторых спиральных галактик проведены на рис. 12. Для их построения в далеких периферийных областях, для которых наблюдения в оптическом диапазоне невозможны из-за малой поверхностной яркости, используются результаты радио наблюдений в линии $H II$ с длиной волны $\lambda = 21$ см.

Если считать, что вся масса галактики сосредоточена в центре, то с ростом расстояния от центра круговая скорость должна убывать. Кеплеровское падение скорости, однако, наблюдается редко. Иногда скорость падает, но медленнее, чем по Кеплеру, иногда на кривой наблюдается плато, а иногда скорость продолжает медленно возрастать. В любом случае такие кривые вращения требуют наличия массы в периферийных областях галактики. Поскольку на современном этапе наблюдения не позволяют выявить носителей

этой массы, она получила название *скрытой массы*. Ее наличие в гало галактик необходимо для объяснения кривых вращения. Представление кривых вращения при различных моделях распределения массы в гало позволяет оценить полную массу галактики. На рис.13 указан «вклад» различных компонент в наблюдаемую кривую вращения спиральной галактики NGC 300.

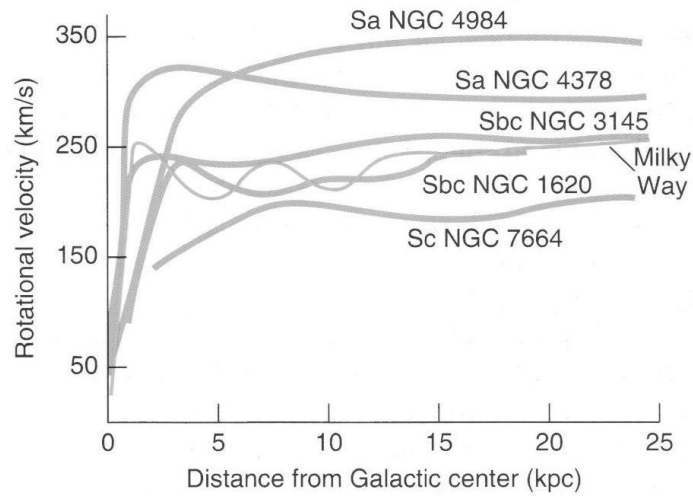


Рис.12. Кривые вращения спиральных галактик.

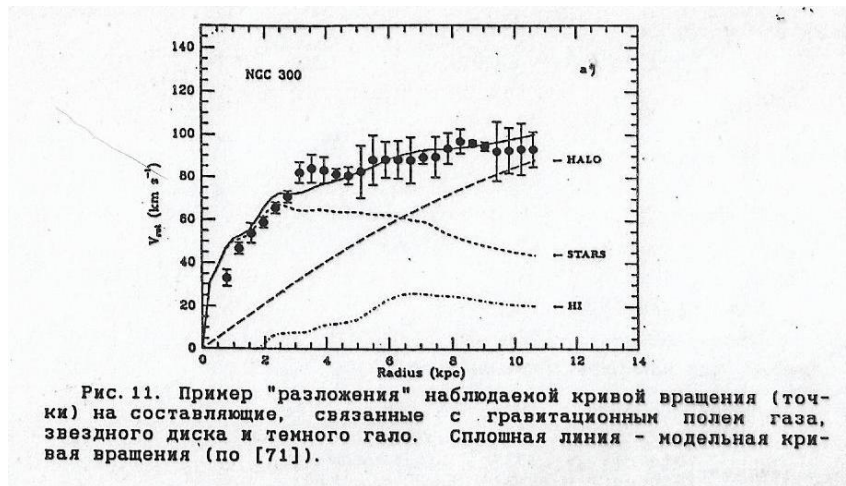


Рис. 11. Пример "разложения" наблюдаемой кривой вращения (точки) на составляющие, связанные с гравитационным полем газа, звездного диска и темного гало. Сплошная линия - модельная кривая вращения (по [71]).

Рис.13. "Разложение" наблюдаемой кривой вращения на составляющие.

В некоторых случаях, особенно при изучении пекулярных галактик, где вполне возможно наличие некруговых движений, интересно получить скорости тех или иных деталей. В случае работы с длиннощелевым спектрографом приходится получать спектры при многих позиционных углах щели спектрографа, что сопряжено с большими затратами наблюдательного времени. Для примера на рис. 14 показано расположение щелей при наблюдениях галактики NGC 6286, заподозренной в принадлежности к галактикам с полярными кольцами. На рис 15 приведены результаты наблюдений галактики с полярным кольцом PRC C-71 при четырех позиционных углах щели спектрографа. Два из них вблизи большой оси галактики (указывают на вращение ее главного тела), и два в области полярного кольца (указывают на вращение кольца вокруг ее большой оси, т.е. в перпендикулярной плоскости). Еще один пример – подтверждение вращения полярного кольца в галактике IC 1689, изображенного на рис. 7. Рис 16 показывает результаты обработки спектрограммы, полученной в позиционном угле, перпендикулярном большой оси галактики, то есть вдоль большой оси кольца. Участок спектра – район линий H_{α} и запрещенных линий $[N II]$. Видно, что в H_{α} (средняя линия) светятся области голубого кольца, причем ясно виден наклон линии относительно вертикали к направлению

дисперсии, что указывает на его вращение вокруг большой оси галактики. Для появления свечения в $H\alpha$ нужен мощный источник возбуждения. Таким источником могут быть горячие звезды, что объясняет голубой цвет кольца.

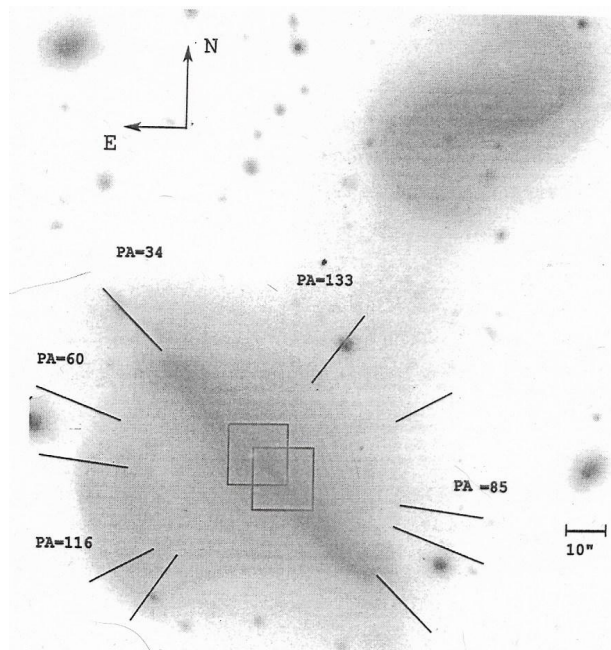


Рис.14. Обстоятельства спектральных наблюдений галактики NGC 6286.

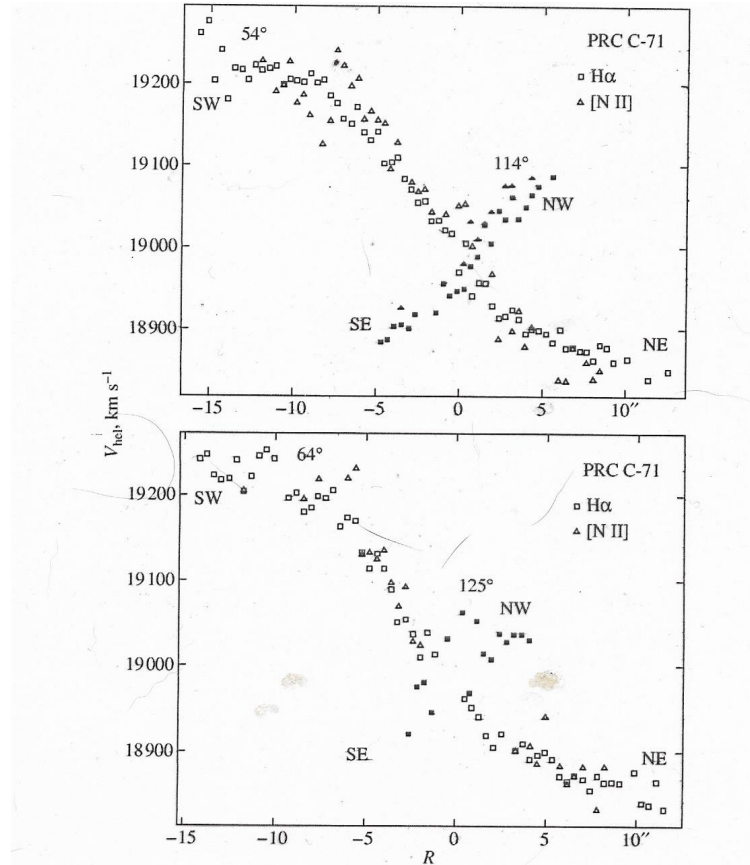


Рис. 15. Результаты наблюдений галактики PRC C-71

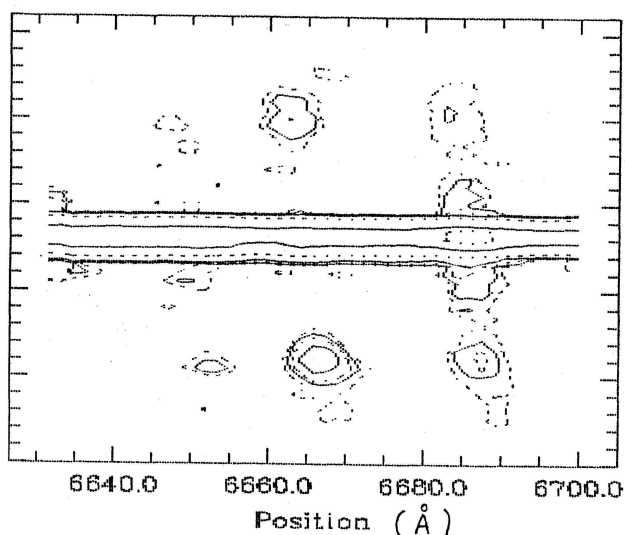


Рис. 16. К вращению полярного кольца в IC1689.

В целях экономии наблюдательного времени используются приборы так называемой «2D-спектроскопии». Например, разработанный в CAO прибор MPFS (мультизлучковый волоконный спектрограф) позволяет получить поле скоростей в пределах покрываемой прибором области галактики. На рис.14 квадраты показывают две области, наблюдавшиеся с MPFS.

Вторая возможность – наблюдения с интерферометром Фабри-Перо, при которых получается поле скоростей сразу всего объекта. Рис.17 демонстрирует результаты наблюдений с интерферометром Фабри-Перо галактики NGC 2748, которая была заподозрена в принадлежности к галактикам с полярными кольцами. Рисунок показывает, что вращающегося вокруг большой оси галактики полярного кольца на самом деле нет.

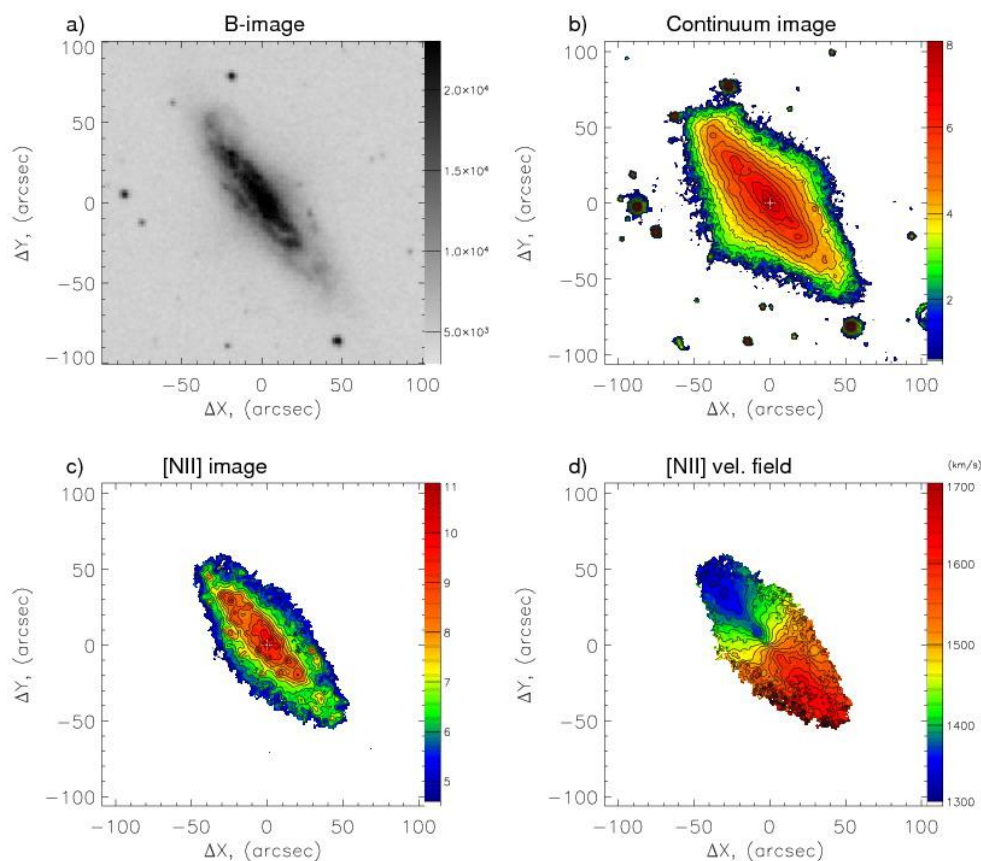


Рис. 17. Результаты наблюдений галактики NGC 2748 с интерферометром Фабри-Перо.

Кривые вращения позволяют определить некоторые важные характеристики галактик. За период вращения естественно принять период для области, где кончается твердотельное вращение (прямолинейный участок на кривой вращения). $P = 2\pi r/v$. Если период выражать в годах, r в парсеках, а скорость в км/сек, то

$$P[\text{лет}] = 6.16 \times 10^6 r[\text{пс}] / v[\text{км.сек}].$$

Значения периодов заключены в узком интервале между $10^{7.5}$ и 10^9 лет с резким максимумом при $P = 10^{8.4}$ лет. Если в соответствии с теорией звездной эволюции считать, что возраст старейших звезд составляет 10^{11} лет, то со времени своего возникновения галактики сделали всего несколько сотен или даже десятков оборотов.

В районе максимума или сразу за ним гравитационное ускорение под действием центральной массы M будет GM/a^2 (G - гравитационная постоянная). Приравнявая его к центробежному ускорению v^2/a , получим $M = av^2/G$. Это масса в области, ограниченной расстоянием a от центра. Используя общепринятые единицы, будем иметь

$$M[M_{\odot}] = 0.23 \times 10^6 a[\text{кпс}] v^2[\text{км/сек}].$$

Имея кривую вращения галактики и приняв ту или иную модель распределения массы в ней, можно вычислить ее полную массу.

В случае невращающейся галактики массу ее можно оценить по теореме вириала, согласно которой сумма удвоенной кинетической энергии всех членов системы и ее потенциальной энергии равна нулю: $2T + P = 0$. При равной массе членов системы будет $M \langle v^2 \rangle = P$, где M – масса галактики, $\langle v^2 \rangle$ – средний квадрат пространственных скоростей членов системы относительно центра. Потенциальная энергия дается выражением:

$$P = \sum_i \sum_{j \neq i} G m_i m_j / r_{ij}. \text{ Для всей системы } P \text{ зависит от распределения массы. Для сферической}$$

системы будет $P = \alpha GM^2/R$, где R – радиус системы, а α изменяется от $3/5$ для однородного распределения до ≈ 3 для распределения с сильнейшей концентрацией к центру. Итак $M \langle v^2 \rangle - \alpha GM^2/R = 0$ и $M = R \langle v^2 \rangle / \alpha G$.

Величина $\langle v^2 \rangle$ находится по ширине абсорбционных линий в спектре галактики. Технически это делается так. Берется спектр звезды сходного спектрального класса (там линия узкая, а в галактике она расширена из-за движения звезд) и определяется, чему должно быть равно $\langle v^2 \rangle$, чтобы из узкой спектральной линии звездного спектра получить такую же широкую, как в спектре галактики.

Результаты определения масс галактик такие: верхний предел (у гигантов) $10^{12} M_{\odot}$, нижний предел у спиралей $10^9 M_{\odot}$, у эллиптических галактик до $10^5 M_{\odot}$, что уже близко к массам шаровых скоплений.

Еще раз подчеркнем, что *все определения кривых вращения, периодов вращения и масс требуют знания расстояний до галактик.*

III. Поляризационные наблюдения.

При изучении звезд и туманностей мы сталкивались с тремя механизмами возникновения поляризации: поляризацией, возникающей при прохождении света через межзвездную пыль (эффект Дейвиса-Гринштейна), поляризацией, возникающей при рассеянии света (отражательные туманности, солнечная корона) и поляризацией, изначально присущей излучению (оптическое синхротронное излучение Крабовидной туманности). Поляризационное изучение внегалактических объектов показало, что в галактиках наблюдаются проявления всех трех механизмов,

В темных полосах, пересекающих изображения некоторых галактик, была найдена поляризация с направлением, параллельным полосе (что характерно для возникновения поляризации при прохождении света через межзвездную пыль), и уменьшением степени поляризации с удалением от центра. В центре галактики луч зрения пересекает спиральные ветви, и ситуация аналогична той, что в Галактике наблюдается в направлении созвездия Персея, где луч зрения пересекает спиральную ветвь. На периферии ситуация аналогична той, которая имеет место при наблюдениях в

направлении созвездия Лебедя, где луч зрения идет вдоль спирального рукава и наблюдается уменьшение степени поляризации.

Иногда важным оказывается установление отсутствия поляризации. Например, в середине 30-х годов, когда эллиптические туманности еще не были разложены на звезды и высказывались предположения о том, что они аналогичны отражательным туманностям нашей Галактики (у которых сильная радиальная поляризация уже была обнаружена) поляризационные наблюдения, показавшие, что у эллиптических галактик нет поляризации были важным аргументом в пользу их внегалактической природы.

С другой стороны в 60-х годах у peculiarной галактики M82 была обнаружена радиальная поляризация (см. рис. 18). Анализ показал, что она не отличается от наблюдаемой в отражательных туманностях. Поиски других аналогичных галактик пока не увенчались успехом.

Наконец, поляризация в джете галактики M 87 имеет ту же природу, что и поляризация излучения Крабовидной туманности. Высокая и переменная поляризация была обнаружена в ядрах некоторых галактик и квазарах. Синхротронная природа поляризованного излучения не вызывает сомнения.

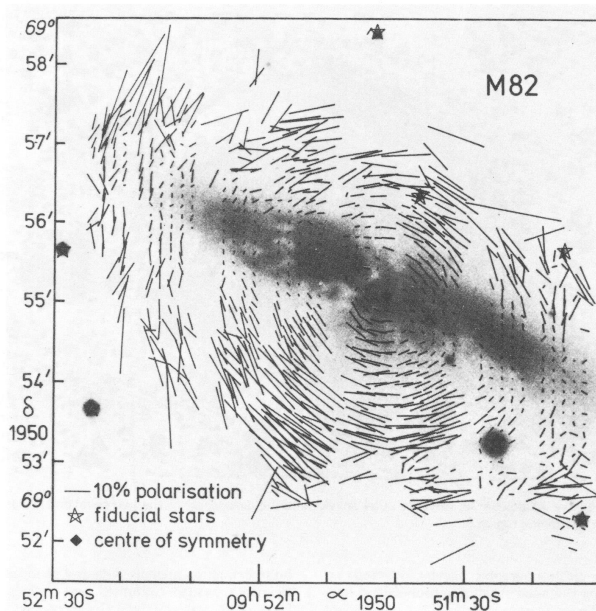


Рис. 18. Поляризация излучения в галактике M 82.

4. Определение расстояний до галактик.

Как мы видели, для определения фундаментальных параметров галактики (массы и светимости) необходимо знать расстояние до галактики, Гигантские расстояния до галактик недоступны прямым измерениям, поэтому используются косвенные методы оценки.

Для близких галактик, в которых удастся выделить отдельные объекты, может быть использован метод, аналогичный методу определения спектральных параллаксов звезд. Для выделяемых объектов, называемых *индикаторами расстояния*, должна быть известна абсолютная величина. Тогда измерение видимой величины позволяет найти расстояние по стандартной формуле

$$M = m + 5 - 5 \lg r \text{ [пк]}. \quad (4.1)$$

Ясно, что *индикаторами* могут быть абсолютно яркие объекты, у которых разброс в абсолютных величинах либо мал, либо поддается учету. Некоторой трудностью является то, что величина m должна быть освобождена от влияния межзвездного поглощения как в нашей Галактике (что делается достаточно надежно), так и в галактике исследуемой, что

практически неосуществимо. Поэтому индикаторы должны выбираться в таких районах галактики, где ожидаемое поглощение незначительно.

Из (4.1) для расстояния r в парсеках получаем $r = 10^{0.2(m-M) + 1}$. Расстояния до галактик принято выражать в Мегапарсеках. Тогда

$$r = 10^{0.2(m-M) - 5}. \quad (4.2)$$

Величина $m-M$ называется «модулем расстояния», ошибка в ее определении на 0.2^m ведет к изменению расстояния в 1.1 раза.

Наилучшими индикаторами расстояния являются классические цефеиды, если для них надежно прокалибровать найденную уже давно зависимость *период - светимость*. Определение периода не вызывает принципиальных трудностей и позволяет найти по калиброванной зависимости абсолютную величину и, следовательно, расстояние до галактики с хорошей точностью. Калибровка зависимости, однако, не простая задача, ввиду отсутствия близких цефеид, параллаксы которых доступны измерениям, что не позволяет определить их абсолютные величины.

Остроумный способ калибровки зависимости предложили Сандейдж и Тамманн, использовавшие принадлежность некоторых цефеид к рассеянным звездным скоплениям Галактики. Критерии принадлежности тех или иных объектов (в частности цефеид) к скоплениям разработаны, а расстояния до рассеянных скоплений и, следовательно, для цефеид в них, определяются по вертикальному сдвигу их главных последовательностей на диаграммах «видимая величина-цвет» (форма их одинакова) относительно главной последовательности для Гиад (которая надежно прокалибрована в абсолютных величинах по найденному для этого скопления с большой точностью групповому параллаксу).

Сандейдж и Тамманн рассмотрели наблюдаемые зависимости «период – видимая величина» для четырех ближайших галактик, установили, что форма зависимости у них одна и та же, вертикальным сдвигом, добившись минимального разброса, построили единую кривую, которую прокалибровали по цефеидам нашей Галактики. Использовались пять цефеид, принадлежащих скоплениям, и четыре к ассоциации χ и h Персея. Полученные графики для наблюдений в цветах B и V представлены на рис. 19 и данные для средних кривых приведены в таблице 4.1. Поскольку иногда цефеида в минимуме оказывается вне пределов досягаемости, и среднего значения ее блеска получить не удается, приходится работать с блеском в максимуме. Последние две строки в таблице относятся к этому случаю.

Таблица 4.1

lg P	0.4	0.6	0.8	1.0	1.2	1.4	1.6	1.8	2.0
$M_{\langle B \rangle}$	-2.18	-2.65	-3.12	-3.64	-4.18	-4.67	-5.16	-5.64	-5.96
$M_{\langle V \rangle}$	-2.60	-3.12	-3.64	-4.20	-4.68	-5.35	-5.92	-6.49	-6.90
$M_{B_{\max}}$	-2.75	-3.08	-3.57	-4.18	-4.82	-5.45	-5.96	-6.29	-6.39
$M_{V_{\max}}$	-3.02	-3.45	-4.00	-4.61	-5.21	-5.79	-6.40	-6.89	-7.22

Галактики с определенными по цефеидам расстояниями, можно использовать для калибровки более ярких абсолютно индикаторов. Среди них красные сверхгиганты, удобные для определения расстояний в связи с очень малым разбросом их абсолютных величин, и ярчайшие голубые сверхгиганты, примерно на 5^m более яркие, чем цефеиды. Правда светимость их зависит от светимости галактики (которая неизвестна), и для определения их абсолютных величин приходится применять итерации. К этому вопросу мы вернемся чуть дальше.

В последнее время для близких галактик, где разрешение на звезды позволяет построить зависимость *видимая величина – показатель цвета*, расстояния определяются по вершине ветви красных гигантов, положение которой на диаграмме *абсолютная величина – показатель цвета* в координатах $M_I \div (V-I)_0$ надежно определено по шаровым скоплениям в Галактике независимо от их металличности (см.рис.20): $M_I = -4.20 \pm 0.10$.

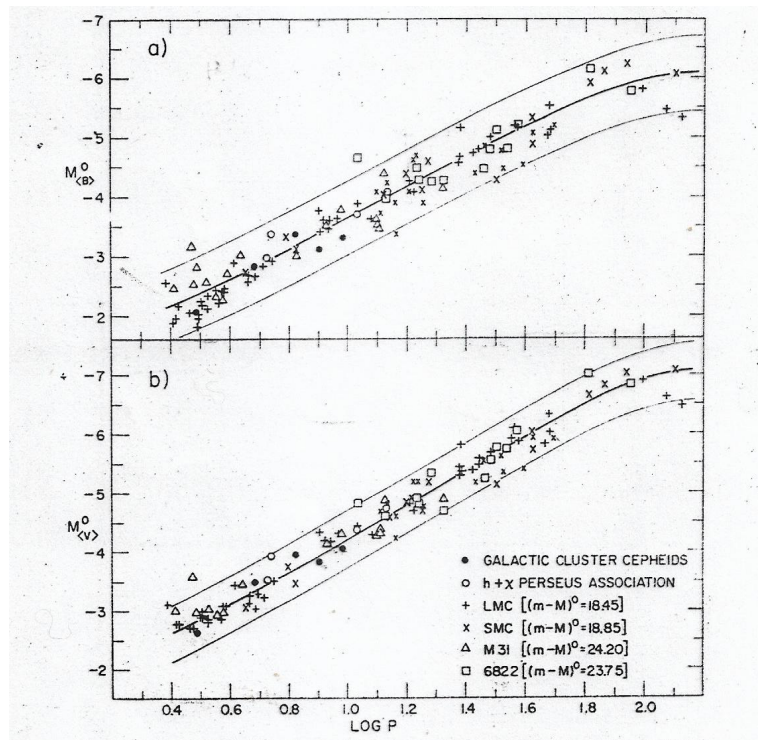


Рис. 19. Диаграмма «период – светимость» для цефеид.

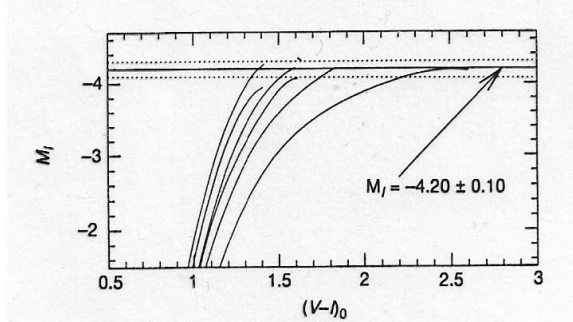


Рис.20. Вершина ветви красных гигантов у шаровых скоплений Галактики.

ACS + HST, $N_* = 232074$
 $I(\text{TRGB}) = 23.86$ $D = 3.75 \text{ Mpc}$
 NGC247

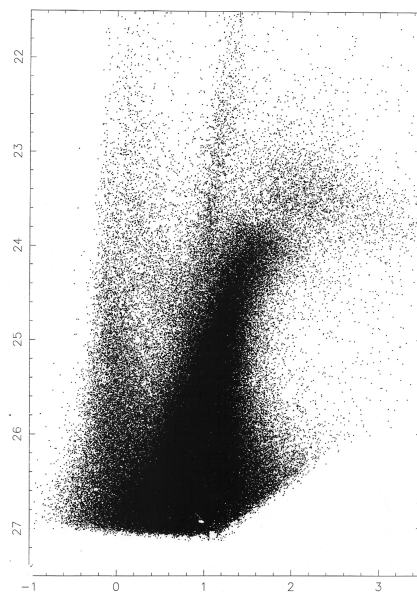


Рис.21. Диаграмма «видимая величина – показатель цвета» для галактики NGC 247 по наблюдениям на телескопе Hubble

Пример применения метода иллюстрирует Рис. 21. Наблюдениям на заатмосферном телескопе Hubble, дающем достаточное разрешение доступно уже много галактик.

Индикаторами, видимыми с гораздо больших расстояний, являются сверхновые звезды. Звезды *SN Ia* должны иметь очень малый разброс абсолютных величин в максимуме, но значение абсолютной величины определено пока недостаточно надежно. Определение видимой величины в максимуме и принадлежности сверхновой к типу *SN Ia* может вызвать серьезные затруднения. Вспышки сверхновых фиксируются не так уж часто, а вероятность вспышки в нужной галактике практически равна нулю.

Расстояние до галактики может быть также определено, если в ней выделяется объект с известным линейным размером d , угловые размеры которого θ'' можно измерить. Тогда $d = r \operatorname{tg} \theta''$ или в связи с малостью угла $d = r \theta'' / 206265$, откуда

$$r = d \cdot 206265 / \theta'' \quad (4.3)$$

Таковыми объектами являются гигантские области *H II*. К сожалению, их линейные размеры зависят, как и у голубых сверхгигантов, от светимости галактики, так что приходится прибегать к итерациям.

В далеких галактиках никакие индикаторы (кроме, может быть, сверхновых звезд) не выделяются. Но вспышки сверхновых не случаются по заказу. Для далеких галактик используется метод определения расстояния по красному смещению. Мы уже говорили, что Лундмарк и Вирц нашли зависимость лучевой скорости от размера галактики, то есть в предположении об одинаковых линейных размерах галактик, от расстояния до них. В 1929 году Хаббл, определив расстояния для ряда галактик по индикаторам и имея сведения об их лучевых скоростях ($v = c \Delta\lambda/\lambda = cz$), сопоставил эти данные и нашел линейную зависимость между ними: $v = Hr$, откуда

$$r = v/H \quad (4.4)$$

Установление Хабблом закона (4.4) иллюстрирует Рис. 22. Для коэффициента H , известного сейчас как «постоянная Хаббла», он получил значение 540 км/с/Мпк .

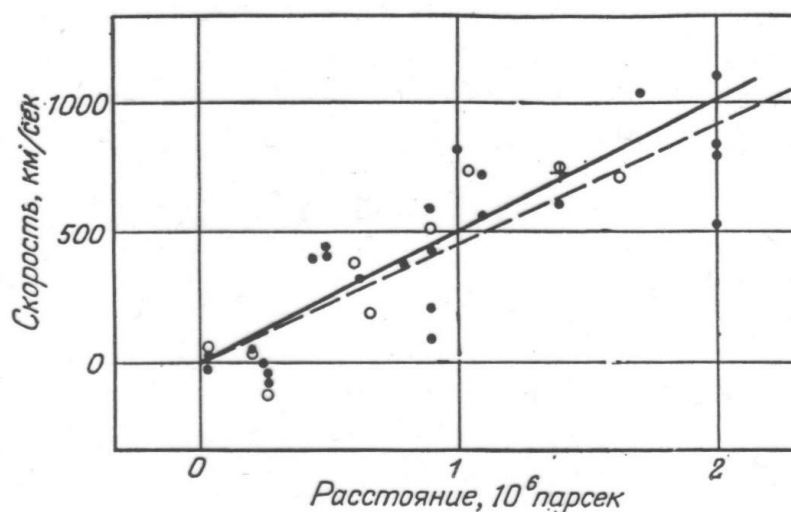


Рис 22. Установление Хабблом закона (4.4).

По ряду причин найденное Хабблом значение H оказалось сильно завышенным. Однако метод определения r по формуле (4.4), отражающей тот факт, что мы живем в

расширяющейся Вселенной, применяется повсеместно с использованием общепринятого на настоящий момент значения H . Определение постоянной Хаббла – сложная задача, потому что для прямого ее определения нужно знать лучевые скорости (которые измеряются непосредственно и не зависят от расстояния) и расстояния для очень далеких объектов.

В случае близких галактик их собственные скорости сравнимы с хаббловской скоростью, что препятствует применению к близким галактикам формулы (4.4), а их использование для определения постоянной Хаббла приводит к ее ошибочному определению. Кроме того, «хаббловское поле скоростей» нарушается влиянием массивных неоднородностей типа скопления галактик в Деве. Это видно из рассмотрения рис. 23.

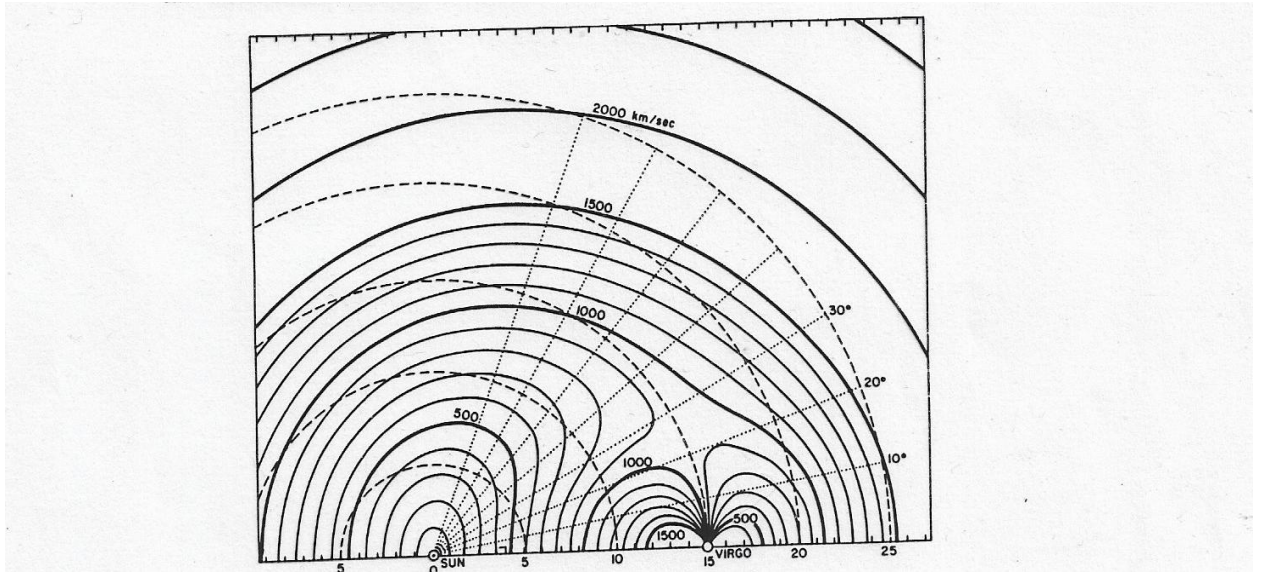


Рис. 23. Расчет поля скоростей из-за влияния скопления галактик в Деве. пунктир – «хаббловское поле скоростей».

Но наибольшие неприятности доставляет определение расстояний для далеких объектов. Результат зависит от того, как проводится оценка этих расстояний. Для иллюстрации трудностей приведем рис.24, демонстрирующий разброс в значениях постоянной Хаббла, найденных разными авторами в период от 1990 по 1995 годы.

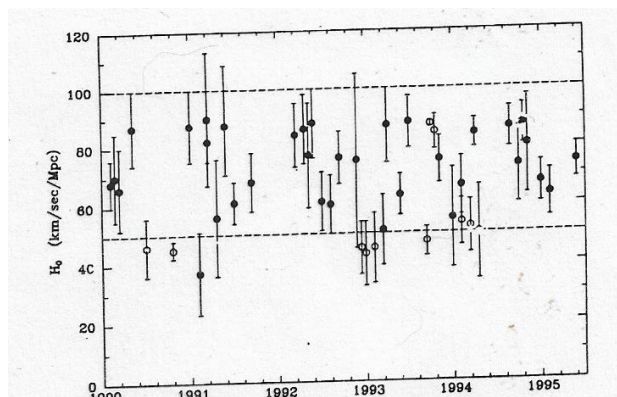


Рис. 24. Разброс значений постоянной Хаббла, опубликованных разными авторами (с учетом указанных ими ошибок).

5. Определение постоянной Хаббла.

Идею метода определения постоянной Хаббла иллюстрирует рис. 25, начинающий серию статей Сандейджа и Тамманна, посвященных определению H . Для того чтобы гарантировать отсутствие вклада пекулярных скоростей галактик (попасть в область чисто хаббловского расширения), необходимо работать с объектами, лучевые скорости которых $v = cz$ превышают 5000 км/сек. (модуль расстояния $m-M > 35$, чему соответствует расстояние $r = 100 \text{ Mpc}$). Только самые яркие объекты видны на таких расстояниях – это гигантские спиральные и эллиптические галактики. Для проведения исследования больше подходят спиральные галактики, поскольку в них видны более яркие индикаторы вплоть

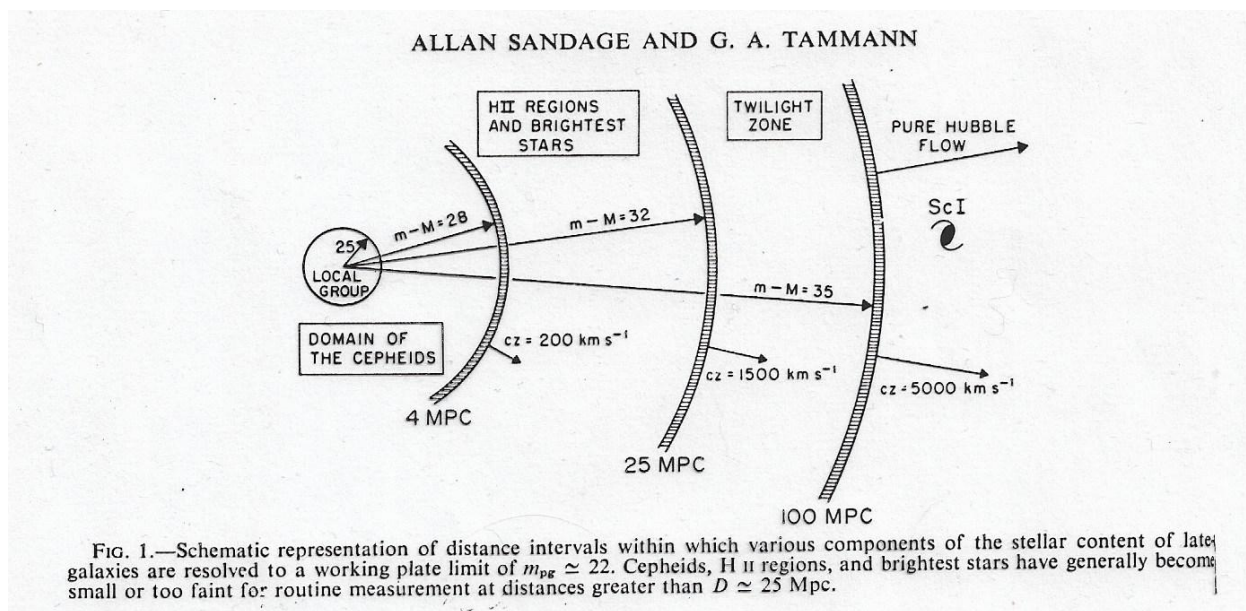


Рис. 25. Схема к методике определения постоянной Хаббла.

до расстояний 25 Mpc или $(m-M) = 32$. Однако значения cz здесь еще могут быть подвержены влиянию пекулярных скоростей галактик. Зону между 25 и 100 Mpc при определении расстояний до предельно далеких ScI галактик необходимо «перепрыгнуть». Можно предпринять такие шаги:

1. Определить достаточно хорошо расстояния до галактик в области до 4 Mpc по цефеидам.
2. Прокалибровать по этим галактикам размеры гигантских H II областей и абсолютные величины ярчайших звезд.
3. Продлить калибровку, включив туда гигантские спирали, которых нет в области с $m-M < 28$.
4. По H II областям и ярчайшим звездам определить расстояния до порядка 50 поздних спиралей в области $28 < m-M < 32$, по видимым величинам и расстояниям найти их абсолютные величины и построить распределение абсолютных величин галактик в этой выборке как функцию класса светимости. Это дает значение абсолютной величины M для гигантских спиральных галактик ScI.
5. Измерить cz для гигантских спиралей с $cz > 5000 \text{ км/сек}$ ($m-M > 35$) и сопоставить с расстояниями до них, найденными по измеренным m и величине M , полученной для гигантских спиралей в п.4. Это сопоставление дает значение постоянной Хаббла.

Посмотрим, как Сандейдж и Тамманн делали эти шаги. О «нулевом» шаге мы уже говорили – это уточнение калибровки зависимости «период светимость» для цефеид (отметим, что недавние заатмосферные наблюдения практически не изменили калибровку). Получение всего наблюдательного материала, использованного в этом исследовании, растянулось на 19 лет(!), причем большая его часть была получена на 5-метровом рефлекторе и 40-дюймовой шмидтовской камере Паломарской обсерватории.

Прежде всего были отобраны разложенные на звезды спиральные и иррегулярные галактики с гигантскими областями $H II$ с резкими границами (в этом случае границы обусловлены тем, что за них не проникает возбуждающее излучение). Первоначальной целью было определение линейных размеров этих областей. Для отобранных галактик по цефеидам были определены расстояния r . Затем по угловым размерам были определены линейные размеры областей $H II$ (формула (4.3)). Измерение угловых размеров области проводилось независимо двумя наблюдателями, определявшими размеры ее центральной части и гало. В каждой галактике измерялись три ярчайшие области. Определение из наблюдений видимой величины галактики m и использование формулы (4.2) позволяет найти ее абсолютную величину M .

Среднее значение для трех ярчайших областей $\langle D_H, D_C \rangle_3$ сопоставлялось с абсолютной величиной M . Результаты сопоставления приведены на рис. 26. Видно, что размеры областей $H II$, действительно, зависят от светимости галактики. Нашей целью является

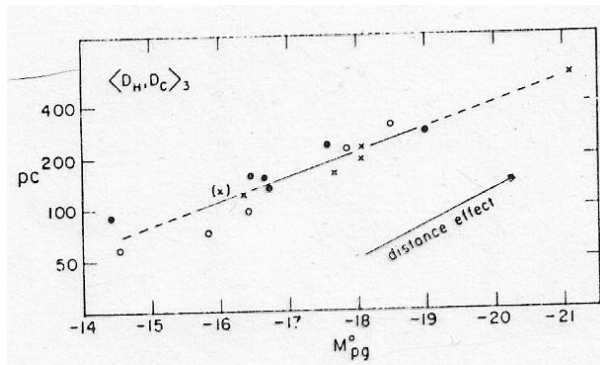


Рис. 26. Связь между размерами областей $H II$ и абсолютной величиной галактик.

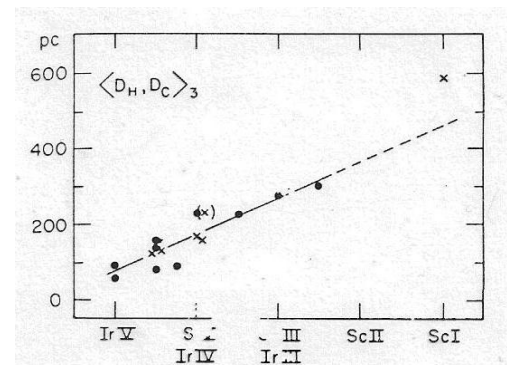


Рис. 27. Калибровка размеров областей $H II$.

определение абсолютной величины исследуемой галактики M по *линейному* размеру ее областей $H II$, но из наблюдений мы получаем *угловые*, что не позволяет напрямую воспользоваться зависимостью рис. 26. Однако наблюдения дают нам еще величину m , что позволяет в принципе определить M итерациями. Действительно, задавая некоторое начальное значение M_1 , по зависимости Рис. 26 находится соответствующий линейный размер $\langle D_H, D_C \rangle_3$, его сравнение с угловым дает по формуле (4.3) расстояние r , что позволяет, зная m , определить по формуле (4.1) M_2 и т.д. К сожалению, процесс, хотя и сходится, но крайне медленно.

Поэтому Сандейдж и Тамманн выполнили калибровку размеров областей $H II$ в зависимости от класса светимости галактик (от V до I), введенных Ван ден Бергом, который указал, что отнесение к тому или иному классу можно сделать по виду (структуре) галактики. Эта калибровка представлена на рис. 27. Если классу светимости сопоставить соответствующее число, то получается

$$\langle D_H, D_C \rangle_3 = -96.5(\pm 14.4) L_c + 557(\pm 60), \text{ где } L_c = 5.0, 4.5, 4.0, 3.5, 3.0, 2.5, 2.0, 1.5, 1.0.$$

Значение для $Sc I$ при построении прямой не учитывалось. Среди калибровочных галактик нет гигантских, поэтому правильность продолжения калибровки (пунктир) потребовало специального обсуждения. Ближайшая к нам $Sc I$ галактика $M101$ является членом группы из 6 галактик меньшего класса светимости. По этим галактикам было найдено расстояние для группы, то есть до галактики $M101$, и величина $\langle D_H, D_C \rangle_3$ для нее (крестик на рисунках 26 и 27).

Сандейдж и Тамманн использовали также в качестве индикаторов расстояния ярчайшие голубые сверхгиганты. Наличие зависимости их абсолютных величин от абсолютной величин галактик подозревалось и ранее, хотя точных данных не было. Для калибровки зависимости были использованы данные, полученные для близких галактик,

для которых были определены расстояния по цефеидам. Трудность состоит в том, чтобы не спутать звезды фона с ярчайшими звездами галактики. Выделение голубых звезд галактики осуществлялось путем сравнения поля галактики с контрольными полями вне ее на диаграмме «звездная величина – цвет», В направлениях галактик, наблюдающихся на больших галактических широтах, в нашей Галактике не должно быть очень красных и очень голубых звезд первого типа населения с $B - V < 0.4$ и $B - V > 2.0$. Пример такого сравнения приведен на рис.28.

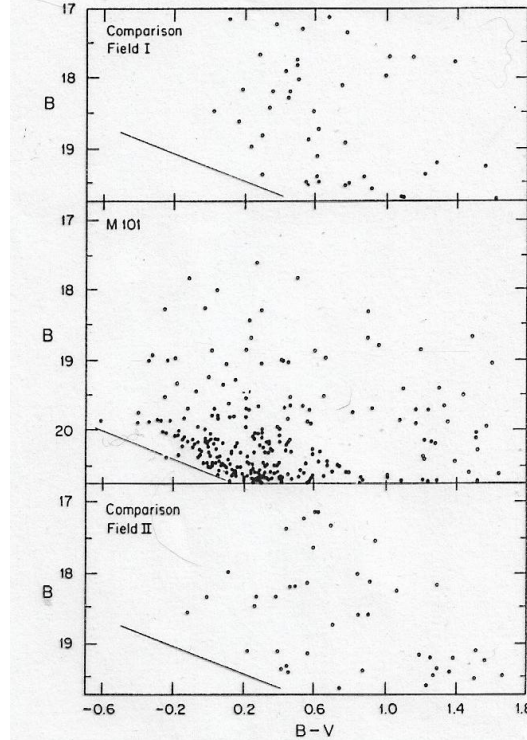


Рис. 28.К выбору ярчайших голубых звезд.

После выбора ярчайших голубых звезд в калибровочных галактиках (бралась самая яркая звезда и среднее для трех ярчайших звезд) звездные величины звезд сопоставлялись с абсолютной величиной галактики. Результаты приведены на рис. 29 (левая сторона). Видно, что зависимость определенно существует. Как и в случае с областями III, оказалось более удобным перейти к калибровке в зависимости от класса светимости галактики (правая сторона рисунка). Для случая трех ярчайших звезд получено

$$M_B^0(3) = (0.604 \pm 0.202)L_C - ((11.01 \pm 0.84)).$$

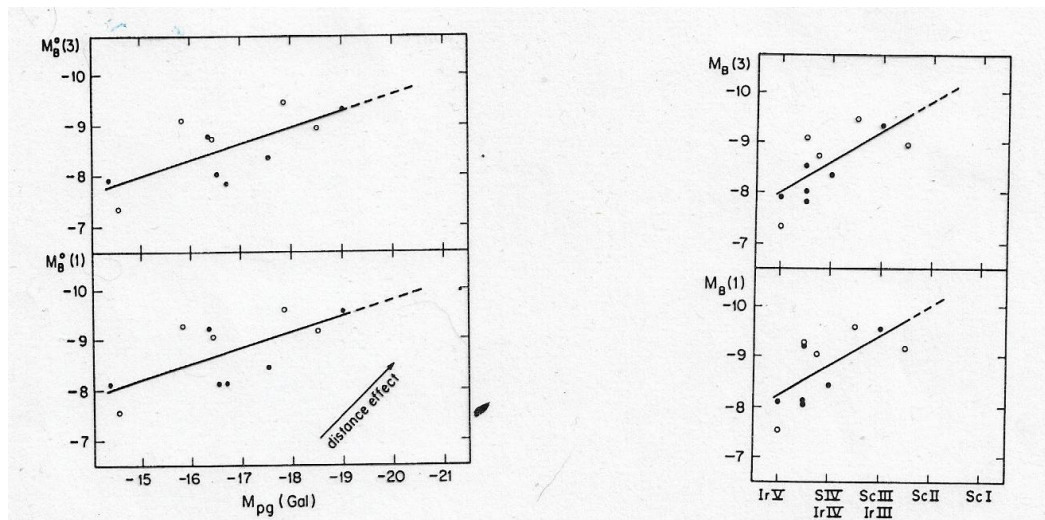


Рис. 29. Калибровка ярчайших голубых звезд.

Калибровка для ярчайших красных звезд представлена на рис. 30. Видно, что зависимости абсолютной величины ярчайших красных звезд от абсолютной величины галактики нет. $M_V(1) = -7.9$ (для самой яркой голубой звезды в *ScI* галактике получено $M_V(1) = -10.0 \pm 0.2$).

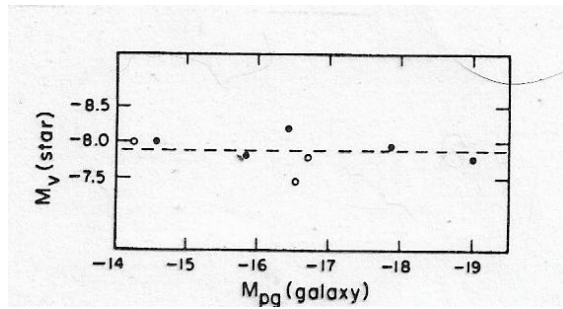


Рис. 30. Калибровка красных сверхгигантов.

Перейдем к четвертому шагу. Для 39 галактик поля, принадлежащих разным классам светимости, по калибровке рис 27 по классам светимости были найдены линейные размеры $\langle D_H, D_C \rangle$, затем по измерениям пластинок эта величина была найдена в угловой мере, и из их сопоставления определены расстояния до галактик r по формуле (4.3). Затем были измерены фотографические видимые величины m_{pg} всех 39 галактик и по формуле (4.1) найдены их абсолютные величины M_{pg} . Галактики были разобраны по классам светимости и найдены средние для класса светимости значения абсолютной величины и их ошибки. Результаты представлены на рис. 31 (в процессе работы в нужном месте были внесены поправки за межзвездное поглощение и за наклон галактики к лучу зрения) и собраны в таблице 1. Форма кривой подтверждается данными, полученными по галактикам скопления в Деве, для которых при определении ее формы можно использовать видимые величины галактик.

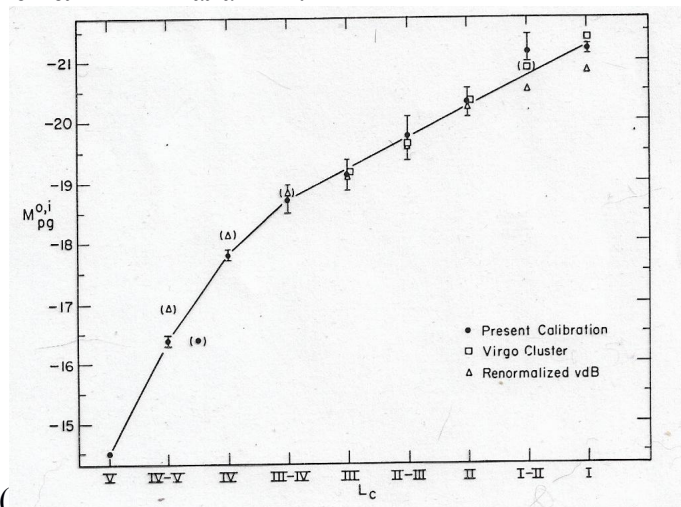


Рис. 31. Калибровка классов светимости галактик.

Таблица 1.

Класс светимости	<i>I</i>	<i>I-II</i>	<i>II</i>	<i>II-III</i>	<i>III</i>	<i>III-IV</i>	<i>IV</i>	<i>IV-V</i>	<i>V</i>
M_{pg}	-21.25	-20.74	-20.23	-19.72	-19.21	-18.70	-17.79	-16.35	-14.46

Для дальнейшей работы по определению постоянной Хаббла требуется знание лишь абсолютной величины ярчайших галактик *ScI*: $M_{pg} = -21.25$.

Следующий этап работы – отбор по картам Паломарского обзора неба галактик *ScI*. Это далеко не простая задача в связи с малыми угловыми размерам далеких галактик и отнесению галактики к классу *I* по ее внешнему виду. Из первоначального списка кандидатов (около 300) в результате детального изучения многие были отброшены, и в окончательном списке осталось около сотни объектов. Для 69 из них удалось определить

лучевые скорости. Найденное на предыдущем шаге значение абсолютной величины ScI галактик позволяет определить нужные нам для определения постоянной Хаббла расстояния r до них по формуле (4.2), если известны их видимые величины. Видимые величины галактик были взяты из каталога CGCG, расстояния до галактик были вычислены и была найдена постоянная $H = v/r$: $H = (55 \pm 5)$ км/сек/Мпс.

Принятое сейчас Международным Астрономическим Союзом значение постоянной Хаббла 70 км/сек/Мпс. Работы Сандейджа и Тамманна были опубликованы в середине 70-х годов прошлого века, когда общепринятым считалось значение 100 км/сек/Мпс. Таким образом, Сандейдж и Тамманн почти вдвое увеличили принятую тогда шкалу внегалактических расстояний. Многим это показалось чрезмерным. Рис 24 показывает, что было много попыток уточнить их результаты. Отметим в заключение, что постоянная, полученная Сандейджем и Тамманном, вдвое ближе к принятой сейчас, нежели принимавшаяся до их работ.

Фундаментальные параметры галактик.

Определение расстояний до галактик как по индикаторам для близких галактик, так и по красному смещению для далеких позволяет найти фундаментальные параметры галактик: линейные размеры по измеренным угловым, абсолютные величины по полным видимым величинам, массы по результатам тех или иных спектральных наблюдений. Надежность найденных фундаментальных параметров зависит от обоснованности предположений, использованных при выводе тех или иных формул и точности определения расстояний. Для далеких объектов критичным является знание постоянной Хаббла, определение которой, как мы видели, связано с большими трудностями.

Расстояния для ряда галактик, их некоторые физические характеристики и фундаментальные параметры приведены в нижеследующей таблице.

Название галактики	Тип	Диаметр		Расстояние, кпс	V	$B - V$	M_V	Лучевая скорость v_r , км/сек	$\lg \frac{M}{M_{\odot}}$	$\frac{M}{L}$ ($M : L$) _⊙
		d'	D , кпс							
Млечный Путь — Галактика	Sb		25	(10)		$0^m,8$	$-20^m,5$		11,2	8
Большое Магелланово Облако	Ir III	470	7	52	0,1	0,45	-18,7	+276	10,1	5
Малое Магелланово Облако	Ir IV	216	4	69	2,4	0,4	-16,9	+168	9,2	3
Туманность Андромеды М 31 = NGC 224	Sb	163	38	800	3,5	0,98	-21,0	-270	11,5	10
Спутник ее М 32 = NGC 221	E2	5	1,2	800	8,2	0,9	-16,3	-210	9,6	15
Спутник ее NGC 205	E5p	12	2,8	800	8,2	0,8	-16,3	-240	9,9	30
Туманность в Треугольнике М 33 = NGC 598	Sc	62	15	850	5,8	0,55	-18,7	-190	10,1	5
Система в Скульпторе	dE	45	1,3	110	7	0,8	-13		8,5	24
Система в Печи	dE	50	3	200	7	0,8	-15	+40	(9)	
NGC 6822	Ir IV	20	5	910	9,1	0,5	-16,3	-40	8,6	2
NGC 147	d E4	9	3	1200	9,6	0,9	-15,8		9	6
NGC 185	d E0	6	2	1200	9,5	0,9	-15,9	-340	9	6
IC 1613	Ir V	12	3	910	9,7	0,5	-15,2	-240	7,9	1
Система Вольфа — Лундмарка	E5	10	4	1300?	10,8	0,5	-14,8			
NGC 6946	Sc	22	10	1600	9	0,8	-17	+40		
NGC 2403	Sc	8	4	1900	8,4	0,6	-18	+190	9,7	4
М 81 = NGC 3031 в Б. Медведице	Sc	25	18	3800	6,9	1,02	-20,9	+80	11,1	4
М 82 = NGC 3034 в Б. Медведице	Ir II	10	11	3800	8,2	0,91	-19,6	+400	10,4	14
М 87 = NGC 4486 = Virgo A	E1	4	14	12000	8,9	0,97	-21,5	+1220	12,4	85

Таблица содержит и карликовые, и гигантские галактики разных типов, так что она содержит сведения о том, в каких интервалах заключены массы и светимости галактик. Особый интерес представляет последний столбец, дающий отношение массы к светимости M/L (в солнечных единицах). Поскольку интервал, в котором заключены массы звезд, невелик, а светимостей – огромен, объекты, в которых есть голубые звезды высокой светимости имеют гораздо меньшее значение M/L – это спиральные и иррегулярные (типа *Irr II*) галактики, в которых такие звезды присутствуют. В эллиптических галактиках таких звезд нет.

Хаббловская диаграмма.

Объединяя формулы (4.1) и (4.4), получаем

$$m = M - 5 + 5 \lg(cz/H) = 5 \lg(cz) + (M - 5 - 5 \lg H).$$

Зависимость $\lg(cz)$ от m определяет *Хаббловскую диаграмму*. Для объектов с одной и той же абсолютной величиной это будет, очевидно, прямая с наклоном 0.2. Разброс в абсолютных величинах вносит рассеяние точек относительно прямой. Построенная по наблюдениям для объектов одного типа Хаббловская диаграмма, как правило, представляется прямой с наклоном 0.2. Разброс точек относительно прямой характеризует разброс абсолютных величин этих объектов.

На самом деле все не так просто. При решении уравнений общей теории относительности в применении к Вселенной вводится масштабный множитель $R(t)$, согласно которому изменяются расстояния во Вселенной $r_2 = r_0 R(t_2)$, где r_2 и t_2 – расстояние и время в рассматриваемый момент, считаемое от нулевого (начального) момента, когда расстояние было r_0 . В применении к нестационарному миру имеет место равенство $1+z = \lambda_2/\lambda_1 = R(t_2)/R(t_1)$. Разложение в ряд $R(t_1) = R(t_2 - \Delta t)$ дает $cz = r_2 \cdot (\dot{R}_2 / R_2)$. Сопоставление с формулой (4.4) показывает, что $H = (\dot{R}_2 / R_2)$. Отсюда $1/H = R_2 / \dot{R}_2$ – возраст Вселенной.

При очень больших r надо учесть еще изменение скорости изменения масштаба. Вводится параметр замедления q_0 и выражение для Хаббловской диаграммы вместо вышеприведенной формулы будет:

$$m = 5 \lg(cz) + 1.086 (1 - q_0)z + (M - 5 - 5 \lg H).$$

(Здесь не учитывается еще возможное влияние эффекта эволюции светимости галактик.)

При $q_0 = 1$ на Хаббловской диаграмме будет прямая линия, если для ее построения используются объекты с одинаковой абсолютной величиной. По величине уклонений от прямой, если они есть, можно оценить величину q_0 . Критическим значением для нее является $1/2$. Если $q_0 > 1/2$ Вселенная замкнутая, если меньше – открытая. Таким образом, Хаббловская диаграмма является космологическим тестом.

В любом случае уклонения от прямой могут быть замечены лишь при больших z . Поэтому Хаббловскую диаграмму нужно строить по абсолютно ярким объектам, да еще с малым разбросом абсолютных величин. Подходящими объектами являются ярчайшие галактики скоплений, которые и использовал Сандейдж при попытке определения q_0 .

Наблюдения проводились фотоэлектрически с круглыми диафрагмами. Трудность состоит в том, что должна быть измерена одна и та же фотометрическая характеристика для всех галактик, тогда как измерительная диафрагма захватывает разные их области, так как угловые размеры галактик зависят от расстояния до них. Поэтому прежде всего была определена «кривая нарастания блеска», дающая изменение блеска в зависимости от размера диафрагмы и красного смещения галактик. Она изображена на рис. 32. и позволяет свести все данные к выбранному «стандартному метрическому диаметру».

Вторая трудность состоит в том, что из-за разных красных смещений галактик в диафрагму попадает излучение разных участков спектра и ширина этих участков различна. Соответствующая поправка, которая получила название «*K*-поправка»

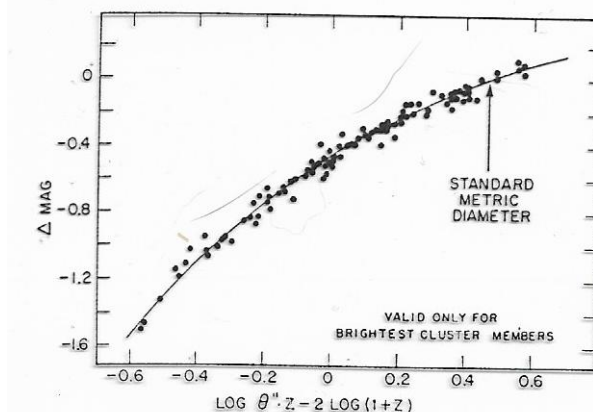


Рис. 32. Кривая нарастания блеска.

определяется выражением

$$K[mag] = 2.5 \lg \left\{ \int_0^{\infty} I(\lambda) s(\lambda) d\lambda / \int_0^{\infty} I(\lambda) / (1+z) s(\lambda) d\lambda \right\} + 2.5 \lg(1+z),$$

где $I(\lambda)$ – распределение энергии в спектре гигантских эллиптических галактик. Она была рассчитана и внесена в результаты фотометрии. Построенная Сандейджем Хаббловская диаграмма для ярчайших галактик скоплений приведена на рис. 33.

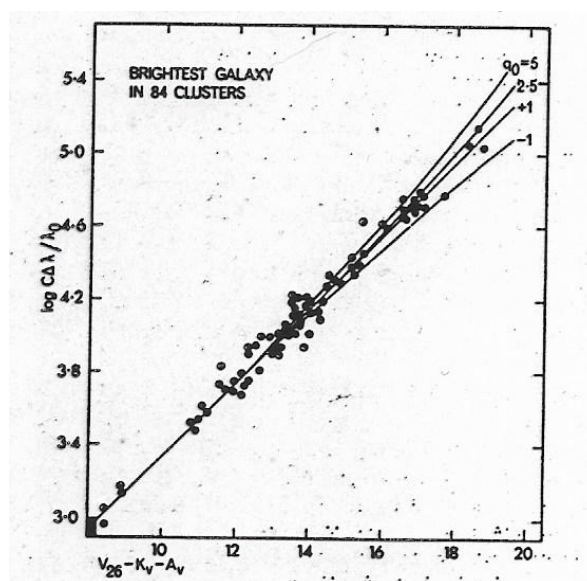


Рис. 33. Хаббловская диаграмма для ярчайших галактик скоплений (первоначальный вариант).

Рассмотрение рисунка 33 показывает, что разброс точек относительно прямой невелик. Каковы его возможные причины?

1. Ошибки в фотометрии (ошибки в определении z малы).
2. Некосмологический эффект в величинах z :

а) Собственные скорости галактик, если для z бралось значение именно ярчайшей галактики (хотя в большинстве случаев z определялось по нескольким галактикам скопления).

б) Собственные скорости центров скоплений относительно пространства.

в) Недопплеровские скорости.

- 3) Дисперсия абсолютных величин галактик.

4) Неравномерное (клочковатое) межгалактическое поглощение света.

Обсудим причину 2. Предположим, что весь разброс за счет ординаты. Видно, что $\Delta \lg z$ не зависит от z , то есть $\Delta \lg z = const$, откуда $\lg(z_1/z_2) = const$ или $z_1/z_2 = const$ и $z_1 = const \cdot z_2$, далее $\Delta z = z_2 - z_1 = z_2 - const \cdot z_2 = z_2 \cdot const$. Отсюда $\Delta z/z = const$, или $\Delta z \sim z$, то есть Δz пропорционально расстоянию. Если Δz присущ галактике, то почему Δz зависит от расстояния до нее? Это не находит объяснения, и остается принять, что причины разброса обусловлены неточностями в абсциссе. При построении диаграммы использовались не только данные Сандейджа, для которых оказалось, что $\sigma(\Delta V_c) = 0.252^m$, но и несколько менее точные данные других наблюдателей (ΔV_c – отклонение от прямой).

Величина разброса по абсциссе позволяет утверждать, что дисперсия в абсолютных величинах ярчайших галактик скоплений очень мала, ее оценка $\sigma(\Delta M_V) = 0.32^m$. Если считать, что разброс обусловлен клочковатостью межгалактического поглощения света, то $\sigma(A_V) \approx 0.25^m$ или $\sigma(E_{B-V}) \leq 0.05^m$.

Из рассмотрения рис. 33 видно, что из-за имеющегося разброса надежно определить значение q_0 не удастся. Формальное решение дает $q_0 = +0.96 \pm 0.4$ (вер. ошибка). С вероятностью 95% (2σ)

$$q_0 = 1 \pm 1.$$

Нельзя сказать, замкнута или нет Вселенная, но можно утверждать, что модель с $q_0 = -1$ (steady-state) можно отбросить.

В случае, когда $q_0 = 1$ требуемая средняя плотность Вселенной должна быть больше наблюдаемой. Расхождение в 50 раз, что можно убрать, если $q_0 = 0.02$.

Обратите внимание на черный прямоугольник вблизи начала координат. Это область, в которой работал Хаббл, когда он сформулировал свой закон на основании графика, представленного на рис. 22.

В попытках уменьшить разброс Сандейдж провел более точную фотометрию и учел зависимость абсолютной величины ярчайшей галактики скопления от типа скопления и его населенности. Уточненная Хаббловская диаграмма для ярчайших галактик скоплений приведена на рис. 34. Хотя на ней не нанесены кривые, имеющиеся на рис 33, ясно, что для успешного определения q_0 необходимы наблюдения гораздо более далеких галактик.

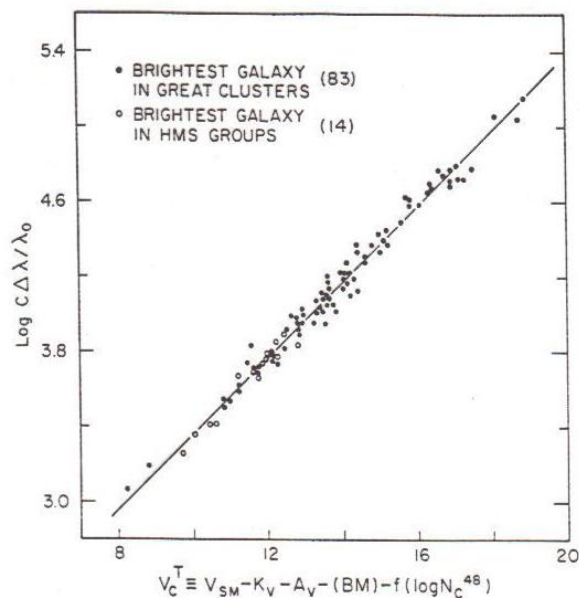


Рис. 34. Хаббловская диаграмма для ярчайших галактик скоплений.

На самом деле величину q_0 можно оценить, зная величину постоянной Хаббла. Для полученного Сандейджем значения (55 ± 5) км/сек/Мпс будет $H^{-1} = 17.7 (+18, -1.5) \times 10^9$ лет. Истинное время расширения Вселенной во фридмановских моделях, T_0 , дается

выражением $T_0 = f(q_0) H^{-1}$, где $f(q_0) \approx 1$ для $0 < q_0 < 2$. Если T_0 известно, то решением уравнения $f(q_0) = T_0 / H^{-1}$ относительно q_0 можно его найти (при этом нет неопределенности из-за эффектов эволюции). Но надо оценить T_0 .

Нижний предел возраста шаровых скоплений M15 и M92 в Галактике 14×10^9 лет. Имея $f(q_0) = 14/17.7 = 0.79$, получаем для q_0 *верхний* предел $q_0 = 0.17$ ($-0.10, +0.26$). Но есть еще время образование Галактики ($\approx 10^9$ лет), поэтому более реалистично $T_0 = (15 \pm 1) \times 10^9$ лет, что дает $q_0 = 0.10$. На уровне 2σ это означает, что $q_0 < 1/2$, то есть Вселенная незамкнута. Найденное ранее $q_0 = +0.96 \pm 0.4$ требует $f(q_0) = 0.571$ и $T_0 = (10 \div 11) \times 10^9$ лет, что нереалистично. Это означает, что пренебрежение эффектом эволюции светимости галактик при использовании Хаббловской диаграммы недопустимо.