

одной характерной величиной — амплитудой и предоставив законам природы выделить характерный масштаб скоплений галактик. Эти свойства теории адиабатических возмущений поучительно сравнить со свойствами вихревой теории.

Авторы вихревой теории утверждают, что эта теория содержит только один начальный параметр — характерную скорость u или безразмерное отношение вихревой скорости к скорости звука b в момент равенства плотности излучения и материи, $\beta = \frac{u}{b_{\text{зв}}} \approx 2 \frac{u}{c}$.

Предполагается, что эта скорость относится к масштабу, связанному с ней соотношением $R \approx ut$ на тот же момент.

Важнейший факт заключается в том, что в вихревой теории необходимо начальный спектр турбулентности (в начале РД-периода, при $z \approx 10^8$ или раньше) взять с выделенным масштабом R , с резким максимумом $\beta^2(r)$ при $r=R$, необходимая величина β , указанная выше, и есть этот максимум, обозначим ее β_{max} . Надо взять начальный спектр $\beta(r) < \beta_{\text{max}}$ при $r \ll R$ для того, чтобы начальная мелкомасштабная турбулентность при затухании не исказила реликтовое излучение. Но спектр возмущений вихревой теории нужно ограничить и со стороны больших масштабов, $r > R$. Это ограничение следует из отсутствия заметных угловых флуктуаций реликтового излучения.

Мы видим, что вихревая теория требует специального подбора начального спектра и в этом смысле невыгодно отличается от адиабатической теории. Авторы книги отдают предпочтение адиабатической теории происхождения галактик.

§ 11. Данные наблюдений галактик и скоплений галактик и средняя плотность материи во Вселенной

В этом параграфе мы в очень краткой и схематической форме приведем сводку некоторых наблюдательных данных об основных свойствах галактик и скоплений галактик. В качестве обзоров по внегалактической астрономии можно рекомендовать, например, книгу Воронцова-Вельяминова (1972), более ранние обзоры Эйбла (1962, 1965), а также популярную книгу Агеяна (1970). Обзор данных о межгалактическом газе дан Филдом (1973б), о средней плотности материи во Вселенной — Пиблсом (1971а). Необходимо предупредить читателя, что многие из приводимых ниже параметров определяются неуверенно и значения меняются от автора к автору. Оценки же ошибок очень субъективны. Важной характеристикой свойств галактик, которая относительно просто устанавливается из наблюдений, является функция светимости — число галактик с данной абсолютной величиной (точнее, между m и $m+dm$). Пиблс (1971а) приводит следующую аппроксимационную формулу для среднего числа галактик в единице объема, имеющих яркость

большую, чем абсолютная величина M (не смешивать с массой!):

$$\begin{aligned} n(<M) &= A \cdot 10^{\alpha M}, & \alpha &= 0,75, & M < M^*, \\ n(<M) &= B \cdot 10^{\beta M}, & \beta &= 0,25, & M > M^*, \end{aligned}$$

при $M=M^*$, очевидно, $A \cdot 10^{\alpha M^*} = B \cdot 10^{\beta M^*}$. Абсолютная визуальная величина M^* есть

$$M^* = -20,1 + 5 \lg \left(\frac{H}{75 \text{ км/сек} \cdot \text{Мпс}} \right).$$

Для теоретиков большое значение имеют параметры, связанные с определением масс галактик. Наиболее надежный путь определения масс заключается в измерении лучевых скоростей вращения галактик. Тогда при известных линейных размерах галактики можно по закону Ньютона вычислить массу. Но заметными вращениями обладают только спиральные и неправильные галактики. Для эллиптических галактик массы могут быть определены по дисперсии лучевых скоростей звезд. На рис. 52 приведена функция масс *) для галактик (и отдельно для спиральных галактик), полученная Холмбергом (1969). Массы наиболее массивных галактик около $10^{12} M_{\odot}$ и даже больше. Это гиганты типа E, а также Sb [см. Воронцов-Вельяминов

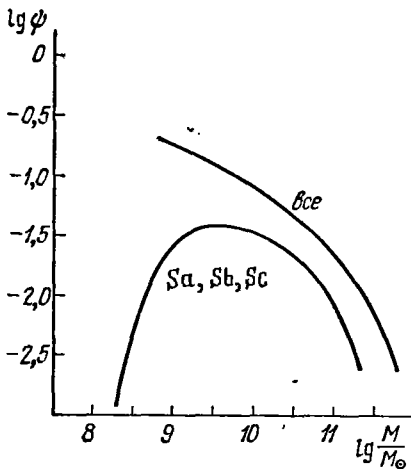


Рис. 52. Функция масс для галактик разных типов.

(1972)]. Наибольший вклад в суммарную массу всех галактик дают галактики с массой около $10^{11} M_{\odot}$. Минимальные массы $M \approx 10^5 M_{\odot}$ имеют карликовые сфероидальные галактики (табл. XII).

ТАБЛИЦА XII

Вклад в общую сумму масс галактик с разными массами

M/M_{\odot}	$>10^{11}$	$10^{10}-10^{11}$	10^9-10^{10}	$<10^9$
Вклад в сумму масс	46%	40%	11%	3%

*) Функция масс есть отношение числа галактик с массой между M и $M+dM$ к полному числу галактик в фиксированном объеме.

Отношение масса/светимость, M/L (M и L — в солнечных единицах), составляет для неправильных галактик (тип I) около 5, для спиральных (тип S) 7—20, для эллиптических (тип E) — около 40. Линейные диаметры ярких галактик составляют около $3 \cdot 10^4$ пс. Карликовые галактики имеют гораздо меньшие размеры. Угловые моменты вращения галактик известны плохо. Согласно одной из последних работ Нордсека (1973), удельный момент спиральных галактик в его модели обработки наблюдений связан с массой соотношением

$$\lg \frac{M}{M} = -0,4 + 0,67 \lg M; \quad (14.11.1)$$

M — момент в единицах $10^{12} M_{\odot} \text{ км/сек}$ (км/сек) = $6,2 \cdot 10^{71} \text{ г} \cdot \text{см}^2/\text{сек}$,
 M — масса галактики в $10^{10} M_{\odot}$. Распределение галактик по типам может быть иллюстрировано табл. XIII [Ван ден Берг (1960)] для 935 галактик ярче 13^m .

ТАБЛИЦА XIII

Распределение галактик по типам

Тип	E и S0	Sa	Sb	Sc	I	Разные
%	22,9	7,7	27,5	27,3	2,1	12,5

Разумеется, подобные таблицы не отражают прямо распределение галактик по типам в единице объема пространства. Было выяснено, что это распределение очень сильно зависит от типа скопления галактик.

Цвикки, Герцог, Вилд (1968) опубликовали каталог нескольких тысяч скоплений галактик. Эйбл (1958) разделил скопления на правильные и неправильные *). Правильные скопления состоят из большого количества галактик (иногда более 10^4 членов), обладают сферической симметрией, большой концентрацией к центру. Яркие члены этих скоплений относятся, вероятно, только к типам E и S0. Согласно Воронцову-Вельяминову, спирали могут только случайно проектироваться на такое скопление. В центре скопления часто находится одна или две ярчайшие эллиптические галактики. Типичный представитель правильных скоплений — скопление в Волосах Вероники (Coma). Неправильные (рассеянные) скопления имеют неправильную форму, в них часто встречаются отдельные сгущения. Состоят эти скопления из галактик всех типов. Они

*) Помимо этого важного деления скоплений на две группы, существуют классификации скоплений по разным параметрам, например по богатству (числу членов), наличию пекулярных галактик и т. п.

могут быть и богатыми (более чем тысяча членов), как, например, скопление Девы, и очень бедными. Согласно Воронцову-Вельяминову, общее поле галактики состоит из слабых внешних частей и многочисленных перекрывающихся рассеянных скоплений и мелких групп: см. Эйнасто и др. (1974 г).

Наиболее хорошо изучены правильные скопления. Приведем данные, относящиеся к скоплению Coma. Размер скопления Coma, согласно Голдсмиту и Силку (1972), около 4 *Mpc*. Общее число галактик в скоплении (включая слабые) оценивается в несколько десятков тысяч. Дисперсия лучевых скоростей галактик составляет около $\Delta v = 1000$ км/сек. Руд и др. (1972) подчеркивают, что Δv сильно зависит от расстояния от центра скопления, спадая от центра к краю, — на краю она составляет всего $\Delta v \approx 500$ км/сек. Если считать скопление стационарным, то, используя теорему вириала, по дисперсии скоростей и размерам можно найти массу скопления. Она оказывается неожиданно большой:

$$M \approx 3 \cdot 10^{15} M_{\odot} \left(\frac{H}{75 \text{ км/сек} \cdot \text{Mpc}} \right)^{-1}. \quad (14.11.2)$$

Действительно, по подсчетам галактик можно определить интегральную светимость скопления и вычислить затем отношение M/L . Это отношение, по Эйблу, составляет

$$\frac{M}{L} \approx 300 \left(\frac{H}{75 \text{ км/сек} \cdot \text{Mpc}} \right) \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}}, \quad (14.11.3)$$

что во много раз больше M/L даже для эллиптических галактик, у которых M/L наибольшее. Этот результат, по-видимому, означает, что либо 1) скопление нестационарно, хотя его правильный вид и концентрация к центру говорят за стационарность, либо 2) в скоплении имеется много невидимой массы между видимыми частями галактик, либо, наконец, 3) имеются сильные систематические погрешности наблюдений и их интерпретации. Краткое обсуждение ситуации дается в конце этого параграфа.

Примером неправильного скопления является скопление в Деве. Оно содержит тысячи членов: размер его, согласно Эйблу (1962), около 3 *Mpc*. По оценке того же Эйбла, отношение масса/светимость для скопления не менее 400. Для проверки теорий об образовании галактик большое значение имеет вопрос об ориентации осей вращения галактик в скоплениях. Надежных данных здесь нет, и мы ограничимся ссылками на литературу: Броун (1964, 1968), Рейнгардт (1972), Рейнгардт и Робертс (1972).

Долго обсуждался вопрос о том, существуют ли скопления скоплений галактик. Споры не прекратились и сейчас. Цвикки (1957) считает, что скоплений скоплений не существует. Того же мнения придерживается и Воронцов-Вельяминов (1972). Проти-

воположной точки зрения придерживается Эйбл (1961). Но, видимо, все согласны с тем, что значительных неоднородностей плотности в масштабах, в десятки раз превышающих размеры крупных скоплений, не существует. Сильнейшие аргументы в пользу этого дают косвенные соображения, основанные на наблюдении изотропии реликтового излучения, о чем мы уже упоминали выше и будем говорить еще в следующей главе. Согласно Цвикки, диаметры наибольших скоплений порядка $8 \cdot 10^8$ пс и скопления распределены в среднем однородно: размер наибольшей ячейки неоднородности во Вселенной порядка $40 \cdot 10^8$ пс, что составляет линейный размер, приходящийся на одно большое скопление.

Несмотря на подробные математические исследования вопроса о наблюдательных доказательствах существования сверхскоплений, проведенные Нейманом и Скотт (1962), задача нуждается в дальнейшем тщательном изучении.

Помимо крупных скоплений существует огромное количество небольших скоплений, групп и кратных галактик. Практически все исследованные группы галактик, если к ним применять теорему вириала, оказываются неустойчивыми: их кинетическая энергия, вычисленная на основе измерения дисперсии лучевых скоростей галактик, намного превышает потенциальную энергию, подсчитанную по массам видимых галактик. Очень впечатляющие примеры неустойчивых групп приведены в обзоре Э. М. Бэрбидж и Сэргента (1971).

Таким образом, при учете только материи, содержащейся в галактиках, все системы — от кратных галактик до скоплений и, возможно, существующих сверхскоплений — оказываются, согласно расчетам, неустойчивыми. Это иллюстрируется табл. XIV, составленной Караченцевым (1968). В столбцах: светимость, среднее число членов, радиус, дисперсия лучевых скоростей, плотность наблюдаемая, плотность вириальная, время разлета $R/\Delta v$.

Вопрос о том, устойчивы ли системы галактик, тесно связан с вопросом об определении средней плотности вещества во Вселен-

ТАБЛИЦА XIV

Средние характеристики систем галактик

Системы галактик	$\frac{L}{10^{40} M_{\odot}}$	N	$\frac{R}{10^4 \text{ пс}}$	Δv	$\frac{\rho_{\text{набл}}}{10^{-25} \text{ г/см}^3}$	$\frac{\rho_{\text{вир}}}{10^{-25} \text{ г/см}^3}$	t 10^8 лет
Триплеты	4,9	3	8,8	121	0,1	1,0	4,5
Группы	10,5	8	39	287	0,002	$9 \cdot 10^{-2}$	11
Бедные скопления	43	35	114	354	$4 \cdot 10^{-4}$	$2 \cdot 10^{-2}$	20
Богатые скопления	270	220	271	827	$2 \cdot 10^{-4}$	$2 \cdot 10^{-2}$	18
Сверхскопления	1500	1200	1640	1100	$4 \cdot 10^{-6}$	$6 \cdot 10^{-4}$	87

ной. Если учитывать только легко наблюдаемые формы материи, входящие в галактики, то системы галактик, как мы видели, называются неустойчивыми. При этом средняя плотность вещества во Вселенной $\bar{\rho}$ оказывается заметно меньше критической. Лучшее определение $\bar{\rho}$, учитывающее только материю в галактиках, принадлежит Оорту (1958), и последующие уточнения ничего существенного в этой оценке не изменили. Определение Оорта основано на нахождении средней светимости единицы объема Вселенной по подсчетам галактик и использовании среднего для галактик значения M/L . Если это среднее значение

$$\frac{M}{L} \approx 15 \left(\frac{H}{75 \text{ км/сек} \cdot \text{Мпс}} \right) \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}},$$

то

$$\bar{\rho} \approx 2 \cdot 10^{-31} \left(\frac{H}{75 \text{ км/сек} \cdot \text{Мпс}} \right)^2 \text{ и } \frac{\bar{\rho}}{\rho_c} \approx 0,02.$$

Парадокс с неустойчивостью скоплений галактик вызвал предположение о наличии большого количества невидимых масс материи в пространстве между галактиками. Если этой материи достаточно много, то скопления окажутся гравитационно связанными, а средняя плотность вещества во Вселенной — близкой к критической.

Первым кандидатом в такие «невидимые массы» является межгалактический ионизованный газ. Вопрос о возможном количестве такого газа подробно обсуждался нами в разделе II. Недавно ситуация была подытожена в обзоре Филда (1973б). Его выводы сводятся к следующему. Богатые скопления (например, Кома) являются рентгеновскими источниками. Предполагается, что если это излучение газа с $T \approx 10^8$ °К, то его количество слишком мало, чтобы сделать скопление гравитационно связанным. Предположение о том, что в скоплении имеется значительное количество более холодных облаков газа с $T \approx 10^6$ °К, исключается комбинацией наблюдений в ультрафиолете и наблюдений в мягком рентгене. Общая масса такого газа в скоплении Кома, по крайней мере, в несколько раз меньше, чем требуется для того, чтобы сделать скопление устойчивым. Теоретические соображения об аккреции газа, находящегося между скоплениями, на богатые скопления вместе с наблюдательными данными о скоплениях приводят к выводу о том, что для такого газа $\Omega \leq 0,05$.

Наблюдения пока не могут исключить присутствия значительного количества газа с T между 10^6 — 10^7 °К в так называемых группах галактик Вокулера. Современные данные не противоречат тому, что из-за этого газа в среднем во Вселенной $\Omega \approx 1$. Для проверки этого нужны наблюдения в мягком рентгеновском диапазоне. Напомним, что наличие или отсутствие этого газа не имеет никакого отношения к проблеме стабильности богатых скоплений.

В последнее время появляется все больше сторонников идеи о том, что галактики могут быть окружены огромными коронами из слабых звезд. Масса этих звезд не влияет заметно на динамику внутренних частей галактик, которые хорошо наблюдаются, и поэтому наблюдения этих внутренних частей дают только их массу и ничего не говорят о массах корон. Возможно, что учет этих корон существенно изменит оценку масс галактик в скоплениях и массу самих скоплений; об этой проблеме см. Вокулер (1969), Арп, Бертола (1971), Корменди, Бакалл (1973), Эйнасто и др. (1974а, б, в, г), Острайкер, Пиблс, Яхил (1974), Тартер, Силк (1974), Озерной (1974), Комберг, Новиков (1975). Наконец, другими формами невидимых масс могут быть объекты самой разной природы: карликовые или мертвые галактики или даже «черные дыры» в пространстве между галактиками [см. Пиблс (1971а)]. Вопрос о количестве невидимой материи остается пока открытым.

В § 6 гл. 15 приводятся аргументы в пользу $\Omega < 1$, основанные на том, что в группах галактик с плотностью, в несколько раз большей средней во Вселенной, хаббловский закон расширения не сильно отличается от общего хаббловского закона для Вселенной.