Статистика галактик в Глубоких Полях Хаббла

С.А. Климанов

Санкт-Петербургский государственный университет

1 Введение

Многие свойства галактик изменяются с z. В частности, было показано, что по своим морфологическим характеристикам галактики на больших красных смещениях сильно отличаются от тех, которые наблюдаются в близкой к нам области Вселенной. Например, при изучении выборок далеких галактик выяснилось, что доля пекулярных и неправильных среди них сильно возрастает с увеличением z. Другой интересный наблюдательный факт – уменьшение числа галактик с барами. Увеличение доли галактик, плохо вписывающихся в классификацию Хаббла, может являться следствием взаимодействия и слияний между ними. Как показывают данные наблюдений, темп этих взаимодействий растет $\propto (1+z)^{3-4}$. Эти особенности, в свою очередь, должны учитываться в предлагаемых моделях эволюции галактик. Например, увеличение темпа взаимодействий и слияний во времена, когда Вселенная была значительно моложе, находит естественное объяснение в модели формирования галактик Хаббловской последовательности в процессе иерархического слияния.

Для исследования галактик, находящихся на больших красных смещениях, требуется получение возможно более глубоких обзоров неба. Такие обзоры могут дать большое количество ценной информации, касающейся морфологии, структуры, кинематики, функции светимости, эволюции и других характеристик галактик. Они также могут использоваться для проверки космологических моделей Вселенной. На Земле создание таких обзоров стало возможным с применением CCD-приемников и введением в строй крупных телескопов. Однако, самые глубокие обзоры были получены при помощи Космического Телескопа Хаббла. Это Северное и Южное Глубокие Поля ([1] и [2]). Информация, которая содержится в них, может быть использована для решения большого числа задач. В частности, для анализа статистики далеких галактик, принадлежащих к разным морфологическим типам. Результаты такого анализа могут быть использованы для оценки эволюции их пространственной плотности к настоящему времени.

Интерес может представлять поиск и изучение галактик с ярко выраженной двухрукавной структурой (grand-design), галактик с барами и взаимодействующих галактик. В качестве представителей взаимодействующих галактик здесь будут рассматриваться галактики типа M 51 (прототипом которых служит двойная галактика M 51 “Водоворот”). Процедуры поиска, отбора и идентификации, а также метод, применяемый для оценки эволюции пространственной плотности, будут демонстрироваться на их примере. Однако, все рассматриваемые здесь процедуры могут быть использованы для изучения и других типов галактик.

2 Северное и Южное Глубокие Поля Хаббла

Глубокие Поля были получены в декабре 1995 г. (Северное) и октябре 1998 г. (Южное). Расположение площадок на небесной сфере было выбрано таким образом, чтобы избежать соседства с яркими звездами, близкими галактиками, скоплениями и радиоисточниками. Кроме того, они характеризуются небольшой величиной межзвездного поглощения ($E(B-V)=0.00$) и плотности нейтрального водорода в столбе сечением 1 см^2 ($N(\mathrm{HI}) \approx 2 \times 10^{20}$ см$^{-2}$) [1].

Снимки обоих Полей были получены при помощи Широкоугольной Планетарной Камеры (WFPC-2). Для Южного Поля параллельно использовались камера для регистрации излучения в близком ИК-диапазоне и мультиобъектный спектрограф (NICMOS), а также спектрограф Космического Телескопа (STIS). Наблюдения с использованием WFPC-2 проводились в очень небольшом телесном угле, который составлял 5.3 угл. мин^2 [3]

Изображения Полей были получены в 4-х широкополосных фильтрах F300W, F450W, F606W и F814W, где числа обозначают центральные длины волн в нанометрах. Таким образом, полная ширина спектрального диапазона составила 2500-9000Å [3]. Выбранная комбинация фильтров позволяет получить все самые важные спектральные характеристики галактик.

Краткая информация о Полях, полученных с использованием камеры WFPC-2, приводится в табл. 1. Приблизительные предельные звездные величины даны в системе AB, в которой $m(AB) = -2.5 \log f_\nu(nJy) + 31.4$ [4]. С величинами в стандартном фильтре B они связаны следующим образом: $m(AB) = B - 0.17$ [5].

Таблица 1. Характеристики Глубоких Полей.

Северное (R.A.(2000.0)= $12^h36^m49.4^s$ DEC(2000.0)=$62°12'58.0''$)				
Фильтр	F300W	F450W	F606W	F814W
Суммарное время эксп. (10^3 сек.)	154	121	109	124
Предельная m(AB)	27.0	27.9	28.2	27.6
Число кадров	95	66	123	58
Южное (R.A.(2000.0)= $22^h32^m56.22^s$ DEC(2000.0)=$-60°33'02.69''$)				
Фильтр	F300W	F450W	F606W	F814W
Суммарное время эксп. (10^3 сек.)	140	101	81	100
Предельная m(AB)	26.8	27.7	28.2	27.7
Число кадров	106	52	50	56

Во время съемок положение кадров относительно друга друга варьировалось в небольших пределах ($\lesssim 2$ угл. сек). Благодаря такой технике "дрожания" ("dithering"), элементы изображения объектов каждый раз соответствовали разным пикселам приемника, что позволило эффективно устранить влияние его дефектов при последующей обработке изображений. Кроме того, такой прием позволил получить разрешение большее, чем размеры пикселов. Процедура калибровки включала в себя использование superbias-, superdark- и flat-кадров вместе с вычитанием рассеяного земного свечения и удалением космических лучей. Окончательно изображения сводились воедино с использованием так называемого "drizzling"–алгоритма, который эффективно устраняет неизбежные смещения и геометрические искажения, сохраняя при этом неизменными исходные фотометрические свойства объектов и разрешение.

Полученные таким образом изображения были приведены к масштабу $0.04''$/пиксел, а размер каждого из Полей составил 4096 x 4096 пикселов ($164''$ x $164''$).

3 Факторы, затрудняющие исследования далеких галактик.

При рассмотрении далеких объектов следует принимать во внимание ряд обстоятельств, которые затрудняют их изучение и интерпретацию. Эти обстоятельства могут быть связаны как с космологическим расширением Вселенной, так и с эволюцией свойств самих галактик со временем. Рассмотрим здесь кратко эти проблемы (более полное их описание можно найти в [6], и ссылки там же).

Первое затрудняющее обстоятельство состоит в быстром падении поверхностной яркости источника с ростом z (из-за космологического расширения Вселенной):

$$I_{obs,\,z} = \frac{I_{true}}{(1+z)^4},$$

где $I_{obs,\,z}$ и I_{true} – наблюдаемая и истинная (т.е. в покоящейся, связанной с самим источником системе координат) поверхностные яркости объекта. Вследствие этого также уменьшается изофотный диаметр галактики (диаметр в пределах фиксированного значения поверхностной яркости).

Другой космологический эффект – K–поправка – заключается в том, что излучение движущейся галактики наблюдается в смещенном диапазоне длин волн по отношению к тому интервалу, в котором оно было испущено. Это приводит к значительным затруднениям, так как излучение далеких объектов, наблюдаемое в оптическом диапазоне (например, в фильтре B), было на самом деле испущено в более коротковолновой области спектра, где спектральные свойства различных типов галактик сильно отличаются друг от друга. Использование фильтра I позволяет значительно уменьшить влияние этого эффекта. Так, при $z \sim 0.5$ и $z \sim 0.9$ наблюдаемая цветовая полоса I (фильтр F814 в случае Глубоких Полей) примерно соответствует фильтрам V и B при $z = 0$, которые используются в большинстве локальных выборок [5].

В звездных величинах K–поправка равна:

$$K(z) = 2.5\,\lg\,(1+z) + 2.5\,\lg\frac{\int_0^\infty F(\lambda)S(\lambda)\,d\lambda}{\int_0^\infty F(\frac{\lambda}{1+z})S(\lambda)\,d\lambda},$$

где $F(\lambda)$ характеризует распределение энергии в спектре источника, а $S(\lambda)$ – кривая пропускания фильтра и детектора излучения. Так как распределения энергии в различных типах галактик отличаются друг от друга, величины K–поправок для них неодинаковы и изменяются немонотонным образом. Для спиральных галактик поздних типов поправка может достигать $\sim 1.5^m$, а для эллиптических $\sim 7^m$.

Наконец, третий эффект связан с эволюцией фотометрических свойств галактик с z. Характер этой зависимости отличается для объектов разных типов. Так, формирование эллиптических галактик в первом приближении можно представить как результат одиночной вспышки звездообразования, после окончания которой такие галактики развиваютя преимущественно пассивным путем. В спиральных же галактиках присутствует смесь звезд различных населений и возрастов, так как процесс звездообразования в них продолжается в течении всей эволюции, хотя и с разной скоростью. Детальные расчеты, выполненные при помощи численного моделирования, показывают, что поправка за эволюцию может достигать нескольких звездных величин.

4 Статистика далеких объектов и эволюция их пространственной плотности. Порядок работы.

Для выполнения этой задачи можно рекомендовать следующую последовательность шагов:

4.1 Копирование изображений Глубоких Полей

Файлы со снимками Полей формате fits могут быть скопированы с веб–страниц [7] и [8]. Названия файлов начинаются с обозначения фильтра, причем изображение Северного Поля в каждой цветовой полосе состоит из 4 файлов. В случае фильтра F814W следует копировать файлы f814_1_v2.fits (он имеет размеры $41'' \times 41''$ и занимает $\sim$ 4 Mb), f814_2_v2.fits, f814_3_v2.fits и f814_4_v2.fits (каждый из них имеет размеры $82'' \times 82''$ и занимает $\sim$ 16 Mb). Снимок Южного Поля представляет собой единое изображение. В случае использования фильтра F814W следует копировать файл f814_comb.fits, который имеет размер $164'' \times 164''$ и занимает $\sim$ 75 Mb.

4.2 Процедура отбора галактик

Отбор галактик можно осуществлять визуальным путем, используя для загрузки и просмотра изображений стандартные пакеты программ для их обработки. При использовании пакета программ ESO-MIDAS могут применяться следующие основные команды:

LOAD/IMAGE – для загрузки изображения в дисплейное окно (созданное командой CREATE/DISPLAY)

SCROLL/CHANNEL – для прокрутки изображения, не умещающегося полностью в дисплейном окне

VIEW/IMAGE – имеет различные опции для детального просмотра изображения: увеличение отдельных его участков, изменение на "лету" характеристик изображения, получение разрезов, статистики и т.д.

EXTRACT/IMAGE – вырезание из кадра в дисплейном окне изображения меньшего размера

EXTRACT/CURSOR – то же с применением курсора

GET/CURSOR – получение координат курсора

CREATE/GUI HELP – создание графического интерфейса с описанием команд

Для получения глобальных характеристик галактик их поиск следует производить в фильтре F814W (близкий к I), так как во–первых, для объектов, находящихся на $z \sim 0.9$, он примерно соответствует фильтру B для $z = 0$ и, во–вторых, изображения галактик в нем наиболее глубокие. При отборе и классификации взаимодействующих галактик следует обращать внимание на величины красного смещения компонентов. В случае физически связанных систем они должны иметь близкие значения. Однако, спектроскопические определения красных смещений в Глубоких Полях известны лишь для небольшого числа объектов.

Тем не менее, оценки красного смещения могут быть получены и другими методами, например, при изучении фотометрических свойств галактик. Эти оценки основаны на сравнении наблюдаемого распределения энергии в спектре источника и теоретического, полученного с использованием методов эволюционного моделирования [9]. Каталоги галактик с данными о фотометрических красных смещениях можно найти, например, в [10] (Северное Поле) и [11] (Южное Поле). Следует отметить, что точность определенных таким образом красных смещений не очень высока ($\sim 0.1z$), поэтому модуль их разности для компонентов взаимодействующих систем может быть порядка этой величины. При отборе могут применяться и другие критерии, известные для данного типа галактик. Например, в случае систем типа M 51 расстояние между компонентами не должно превышать 2-х оптических диаметров главной галактики.

4.3 Отождествление галактик

Отождествление отобранных галактик может производиться по их координатам и изображениям. В последнем случае удобно применять специальные карты Полей, чувствительные к нажатию "мыши" (для Северного Поля такая карта находится на веб-сайте [12], для Южного – на сайте [13]). Нажав на изображение соответсвующей галактики, можно получить информацию о ней, содержащуюся в каталоге: координаты объекта, звездную величину в системе AB, красное смещение (фотометрическое и/или спектроскопическое), спектральный тип, характеризующий распределение энергии в спектре галактики.

4.4 Получение характеристик галактик

Фотометрические расстояния и линейные размеры галактик могут быть получены по формулам, известным из космологии. Так, фотометрическое расстояние D_L (поток энергии от объекта обратно пропорционален квадрату расстояния) для модели Вселенной с космологической постоянной $\Omega_\Lambda = \Lambda/3H_0^2 = 0$ можно найти по формуле Маттига:

$$D_L = \frac{c}{H_0\, q_0^2}[q_0 z + (q_0 - 1)\,(\sqrt{2q_0 z + 1} - 1)]\,,$$

где c – скорость света, H_0 – постоянная Хаббла и q_0 – параметр замедления. В случае отличия Ω_Λ от нуля для космологической модели с нулевой "пространственной кривизной" ($\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$) можно воспользоваться следующеей аналитической аппроксимацией [14]:

$$D_L = \frac{c}{H_0}(1+z)\left[\eta(1, \Omega_m) - \eta\left(\frac{1}{1+z}, \Omega_m\right)\right]\,,$$

где

$$\eta(a,\Omega_m) = 2\sqrt{s^3+1}\left[\frac{1}{a^4} - 0.1540\,\frac{s}{a^3} + 0.4304\,\frac{s^2}{a^2} + 0.19097\,\frac{s^3}{a} + 0.066941\,s^4\right]^{-\frac{1}{8}},$$

$$s^3 = \frac{1-\Omega_m}{\Omega_m}$$

Линейный размер галактики d связан с ее наблюдаемым угловым размером θ следующим образом:

$$d = \frac{\theta\,D_L}{(1+z)^2}\,.$$

Абсолютная звездная величина объекта в фильтре B может быть вычислена по формуле из [5]:

$$M_B = I_{814} - 5\log(D_L/10\,pc) + 2.5\log(1+z) + (B-I_z) + 0.17$$

где последнее слагаемое характеризует переход от системы AB к полосе B, а $(B-I_z)$ – так называемую цветовую K–поправку (color K–term). Ее величины для различных типов галактик могут быть взяты из табл. 3.

Таблица 3. Цветовые K–поправки.

z	0.2	0.3	0.4	0.5	0.6	0.7	0.8	0.9	1.0	1.1	1.2	1.3	1.4
E	1.3	1.1	1.0	0.8	0.6	0.4	0.2	–0.1	–0.5	–0.8	–1.2	–1.5	–1.6
Sbc	0.8	0.7	0.6	0.4	0.3	0.2	0.1	–0.1	–0.2	–0.4	–0.7	–1.0	–1.1
Irr	0.4	0.3	0.2	0.2	0.2	0.2	0.1	–0.0	–0.1	–0.2	–0.3	–0.5	–0.6

4.5 Оценка локальной пространственной плотности

Пространственную плотность объектов в близкой к нам области Вселенной n_0 (т.е. их число в единице объема (Мпк^3)) можно оценить, зная их функцию светимости. Для галактик она обычно аппроксимируется аналитической формой – так называемой функцией Шехтера:

$$\phi_{sch}(M) = 0.4\ln 10\,\phi_*\,10^{0.4\,(\alpha+1)\,(M_*-M)}\exp\left(-10^{0.4\,(M_*-M)}\right),$$

где ϕ_*, α и M_* – параметры.

Для нахождения пространственной плотности галактик в диапазоне светимостей от M_1 до M_2 следует просто проинтегрировать эту функцию в выбранных пределах:

$$n_0 = \int_{M_1}^{M_2} \phi_{sch}(M)\, dM \, .$$

Например, параметры функции Шехтера для галактик поля можно взять из [15]: $\phi_* = 4.4 \times 10^{-3}$ Мпк$^{-3}$, $\alpha = -1.21$, $M_* = -20.60$ ($H_0 = 65$ км/с/Мпк), а для спиральных галактик поля из [16]: $\phi_* = 2.2{\times}10^{-3}$ Мпк$^{-3}$, $\alpha = -1.11$, $M_* = -20.37$ ($H_0 = 65$ км/с/Мпк). Интегрируя функцию Шехтера в промежутке $-22.0^m < M < -16.0^m$, получаем оценку локальной пространственной плотности галактик поля в этом интервале – 0.027 Мпк$^{-3}$ и спиральных галактик 0.010 Мпк$^{-3}$. Грубую оценку этой величины для разных типов галактик можно также произвести, если известна их доля среди галактик с известной функцией светимости.

4.6 Эволюция пространственной плотности

Темп эволюции пространственной плотности объектов можно представить в виде стандартной степенной формы:

$$n(z) = n_0\,(1+z)^m \, .$$

В этом случае ожидаемое число галактик в телесном угле Ω в интервале между красными смещениями $z1$ и $z2$ составит:

$$N = \Omega\, n_0 \, \left(\frac{c}{H_0}\right) \int\limits_{z1}^{z2} (1+z)^{m-2} \frac{D_L^2}{E(z)}\, dz \, ,$$

где

$$E(z) = \sqrt{\Omega_m (1+z)^3 + \Omega_k (1+z)^2 + \Omega_\Lambda}$$

и $\Omega_k = 1 - \Omega_m - \Omega_\Lambda$ – “кривизна пространства”.

Покажем, как можно интерпретировать результаты на примере галактик типа M 51. Оценка локальной плотности этих галактик составляет $n_0 = 5.1 \times 10^{-5}$ Мпк$^{-3}$. Число кандидатов, отобранных в Глубоких Полях по вышеприведенной методике, составляет $N = 7$ в диапазоне красного смещения $z = 0.2 - 1.1$. Суммарный телесный угол, который покрывают Глубокие Поля, равен $\Omega = 8.8 \times 10^{-7}$ стерадиан. Рассчитав D_L по одной из вышеприведенных формул и подставив его в интеграл, найдем ожидаемое число галактик этого типа в выбранном интервале красных смещений. Например, для космологической модели с $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ и $H_0 = 65$ км/с/Мпк при отсутствии эволюции плотности (т.е. для $m = 0$) это число составляет 0.8. В предположении пуассоновского распределения ошибок ($\sigma = \sqrt{N} = 2.7$), число кандидатов превышает ожидаемое в этом случае число галактик более чем на 2σ. Числу найденных кандидатов соответствует показатель степени $m = 3.6$. Формальную погрешность этого параметра можно оценить, найдя его значения для интервала изменения числа галактик от $N - \sigma$ до $N + \sigma$. В нашем случае это соответствует $m = 3.6^{+0.5}_{-0.8}$.

Отметим некоторые факторы, которые могут влиять на результаты. Формальная погрешность определения параметра m может быть выше из-за неточного знания других величин, например, n_0. Кроме того, полученная оценка может являтся лишь нижним пределом вследствие возможных селективных эффектов, приводящих к пропуску галактик данного типа. Возможная эволюция светимости галактик также вносит дополнительную неопределенность в полученные результаты. Наконец, оценки темпа эволюции пространственной плотности зависят, конечно, от принятой космологической модели Вселенной.

Список литературы

[1] http://www.stsci.edu/ftp/science/hdf/hdf.html

[2] http://www.stsci.edu/ftp/science/hdfsouth/hdfs.html

[3] *H.C. Ferguson, M. Dickinson, R. Williams*, Ann. Rev. Astron and Astrophys., V.38, P.667, 2000.

[4] *J.B. Oke*, Astrophys. J. Suppl., V.27, P.21, 1974.

[5] *S.J. Lilly, L. Tresse, F. Hammer, et al.*, Astrophys. J., V.455, P.108, 1995.

[6] *В.П. Решетников*, “Поверхностная фотометрия галактик”, СПбГУ, 2003.

[7] http://stdatu.stsci.edu/hst/hdf/v2/drizzled/

[8] ftp://archive.stsci.edu/pub/hdf_south/version2/wfpc2_version2/

[9] *A. Fernandez-Soto, K.M. Lanzetta, A. Yahil*, Astrophys. J., V.513, P.34, 1999.

[10] http://bat.phys.unsw.edu.au/~fsoto/hdfcat.html

[11] http://www.ess.sunysb.edu/astro/hdfs/home.html

[12] http://bat.phys.unsw.edu.au/~fsoto/hdf/hdf_fs.html

[13] http://www.ess.sunysb.edu/astro/hdfs/wfpc2/click.html

[14] *Pen U.-L.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., 1999, V.120, P.49.

[15] *P. Norberg, S. Cole, C.M. Baugh, et al.*, MNRAS, 2002, V.336, P.907.

[16] *R.O. Marzke, L.N. da Costa, P.S. Pellegrini, et al.*, Astrophys. J, 1998, V.503, P.617.