

ԱՍՏՐՈՓԻԶԻԿԱ

ТОМ 56

АВГУСТ, 2013

ВЫПУСК 3

Н α -ОБЗОР МАЛОМАССИВНЫХ СПУТНИКОВ СОСЕДНИХ
ГАЛАКТИК M 31 И M 81

С.С.Кайсин, И.Д.Караченцев 331

ИССЛЕДОВАНИЕ ОРИЕНТАЦИЙ ГАЛАКТИК В СТРУКТУРАХ

*Е.Панько, П.Пивоварска, И.Годловска, В.Годловский,
П.Флин* 349

ДИНАМИЧЕСКИЕ ОСОБЕННОСТИ СПИРАЛЬНЫХ ГАЛАКТИК
В МЕСТНОЙ СИСТЕМЕ, СКОПЛЕНИИ СОМА И ЕГО
ОКРЕСТНОСТЯХ

Н.Г.Когошвили, Т.М.Борчхадзе, А.Т.Каллоглян 361

BVRI CCD-ФОТОМЕТРИЯ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ В ОКРЕСТ-
НОСТЯХ ГАЛАКТИК С АКТИВНЫМИ ЯДРАМИ. V

*В.Т.Дорошенко, С.Г.Сергеев, Ю.С.Ефимов, Г.А.Борман,
Д.Н.Охмат, Н.Г.Пулатова, С.В.Назаров* 373

СВЯЗЬ КИНЕМАТИЧЕСКИХ СВОЙСТВ ϵ D СКОПЛЕНИЙ
ГАЛАКТИК С ИХ ИЗЛУЧАТЕЛЬНЫМИ ХАРАКТЕРИСТИКАМИ

Г.А.Арутюнян, В.С.Арутюнян 389

НОВЫЕ СПЕКТРАЛЬНЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ ДЛЯ ПЕРЕМЕННОЙ
ГАЛАКТИКИ Kaz163 И АНАЛИЗ ДАННЫХ. I

М.А.Казарян, Э.Л.Карапетян 401

(Продолжение на 4-й стр. обложки)

ЕРЕВАН

Խմբագրական կոլեգիա

Գլխավոր խմբագիր՝ Դ.Մ.Սեդրակյան (Հայաստան)
Գլխավոր խմբագրի տեղակալներ՝ Վ.Վ.Իվանով (Ռուսաստան), Է.Ե.Խաչիկյան (Հայաստան)
Պատասխանատու քարտուղար՝ Ա.Տ.Քալոդյան (Հայաստան)
Գ.Ս.Բիսնովատի-Կոզան (Ռուսաստան), Ա.Ա.Բոյարչուկ (Ռուսաստան), Յու.Ն.Գնեդին (Ռուսաստան), Վ.Պ.Գրինին (Ռուսաստան-Ուկրաինա), Ե.Թերզյան (ԱՄՆ), Ի.Դ.Կարաչենցև (Ռուսաստան), Դ.Կուևտ (Ֆրանսիա), Հ.Ա.Հարությունյան (Հայաստան), Ա.Գ.Նիկողոսյան (Հայաստան), Ա.Մ.Չերեպաշչուկ (Ռուսաստան), Է. Ս.Պարսամյան (Հայաստան), Գ.Ն.Սալուկվաձե (Վրաստան):

Редакционная коллегия

Главный редактор: Д.М.Седракян (Армения)
Заместители главного редактора: В.В.Иванов (Россия), Э.Е.Хачикян (Армения)
Ответственный секретарь: А.Т.Каллоглян (Армения)
Г.А.Арутюнян (Армения), Г.С.Бисноватый-Коган (Россия), А.А.Боярчук (Россия),
Ю.Н.Гнедин (Россия), В.П.Гринин (Россия-Украина), И.Д.Караченцев (Россия),
Д.Кунт (Франция), А.Г.Никогосян (Армения), Э.С.Парсамян (Армения),
Г.Н.Салуквадзе (Грузия), Е.Терзян (США), А.М.Черепашук (Россия)

"АСТРОФИЗИКА" - научный журнал, издаваемый Национальной академией наук Республики Армения. Журнал печатает оригинальные статьи по физике звезд, физике туманностей и межзвездной среды, по звездной и внегалактической астрономии, а также статьи по областям науки, сопредельным с астрофизикой. Журнал предназначен для научных работников, аспирантов и студентов старших курсов.

"ԱՍՏՐՎԻԶԻԿԱ"-ն գիտական հանդես է, որը հրատարակում է Հայաստանի Հանրապետության Գիտությունների Ազգային Ակադեմիան: Հանդեսը տպագրում է ինքնատիպ հոդվածներ աստղերի ֆիզիկայի, միգամածությունների և միջաստղային միջավայրի ֆիզիկայի, աստղաբաշխության և արտագաղակտիկական աստղագիտության, ինչպես նաև աստղաֆիզիկային սահմանակից բնագավառների գծով: Հանդեսը նախատեսված է գիտական աշխատակիցների, ասպիրանտների և քարձր կուրսերի ուսանողների համար:

Адрес редакции: Республика Армения, Ереван 19, пр. Маршала Баграмяна 24'
Редакция ж. "Астрофизика", тел. 56 81 38
e-mail: astrofiz@sci.am

Н α -ОБЗОР МАЛОМАССИВНЫХ СПУТНИКОВ СОСЕДНИХ ГАЛАКТИК М 31 И М 81

С.С.КАЙСИН, И.Д.КАРАЧЕНЦЕВ

Поступила 15 мая 2013

На 6-м телескопе CAO РАН получены снимки в линии Н α и в континууме для 20 карликовых сфероидальных спутников М 31: And XI - And XXX и удаленного шарового скопления Vol 520. Сделаны оценки темпа звездообразования (SFR) для них по Н α -поток и ультрафиолетовому FUV-поток, измеренному на орбитальном телескопе GALEX. Большинство dSph-спутников М 31 имеют экстремально малые темпы звездообразования с характерным верхним пределом SFR $\sim 5 \times 10^{-7}$. Аналогичные оценки SFR по Н α - и FUV-потокам мы приводим для 13 галактик низкой поверхностной яркости, недавно обнаруженных в окрестностях М 81. Одиннадцать из них являются физическими спутниками М 81 с типичным значением SFR $< 1 \times 10^{-8}$. Медианная звездная масса у рассматриваемых спутников М 31 и М 81 составляет, соответственно, 0,9 и 1,9 млн солнечных масс. Проведенные нами наблюдения в линии Н α дают в 2-3 раза более строгое ограничение на величину SFR, чем данные со спутника GALEX, при значительно более высоком (в 3-5 раз) угловом разрешении.

Ключевые слова: *галактики - карликовые галактики: звездообразование*

1. *Введение.* В течение последних лет на 6-м телескопе CAO РАН выполняется программа систематического обзора в линии Н α близких галактик с целью изучения особенностей звездообразования в них. К настоящему времени были получены Н α -изображения более 300 галактик с расстояниями в пределах 10 Мпк. Результаты опубликованы в серии статей [1-6]. Популяция галактик Местного объема ($D < 10$ Мпк) постоянно пополняется благодаря массовым обзорам неба в оптическом диапазоне и в радиолинии НI (21 см) и уже насчитывает более 800 галактик [7,8]. Изучение близких галактик обладает тем очевидным преимуществом, что ему доступны объекты очень малой массы и светимости, которые лежат ниже порога обнаружения на больших расстояниях.

В работе [2] мы представили результаты Н α -обзора 10 слабых спутников ближайшей спиральной галактики М 31. Самые недавние поиски новых спутников у М 31 на 2,5-м телескопе INT (Isaac Newton Telescope) выявили еще около 20 объектов низкой светимости, сводка данных о которых представлена в [9,10]. Аналогичные поиски карликовых галактик, разрешаемых на звезды, были предприняты в окрестностях другой близкой спирали М 81, используя высокое качество оптики 3,5-м телескопа на Гавайях CFHT (Canada France Hawaii Telescope). В результате было обнаружено 16 новых спутников М 81 [11], членство которых в этой группе было затем

подтверждено измерением расстояний на орбитальном телескопе Хаббла [12]. Первичный анализ особенностей звездообразования в маломассивных спутниках M 31 и M 81 является предметом настоящей статьи.

Следует отметить, что большинство недавно обнаруженных спутников M 31 и M 81 очень низкой поверхностной яркости являются карликовыми сфероидальными системами (dSph) со старым звездным населением, где исчерпан или выметен газ, т.е. отсутствуют условия для образования новых звезд. Тем не менее, у некоторых близких сфероидальных карликов: DDO44, KKR25 были найдены мелкие очаги звездообразования и эмиссионные объекты [3,5], что явилось полной неожиданностью. Обнаружение таких эмиссионных деталей дает возможность последующего измерения лучевой скорости dSph-галактики, что было бы трудно сделать при отсутствии в ней излучающего газа. Кроме того, стали известны случаи, когда бесструктурные dE- и dSph-спутники: M 32 у M 31 и KDG61 у M 81, оказались удобными экранами, на которых стали заметны слабые эмиссионные узлы, проектирующиеся с протяженных краин гигантских спиралей [13].

2. Наблюдения и обработка данных. Мы получили CCD изображения в линии $H\alpha$ и в континууме для 33 галактик низкой поверхностной яркости и одного шарового скопления Vol520 в группах M 31 и M 81. Наблюдения проводились в период с марта 2008г. по декабрь 2012г. со средним качеством изображения $1''.0-2''.5$, только несколько объектов наблюдались при изображениях хуже $2''.5$.

Все наблюдения были выполнены на 6-м телескопе САО РАН на приборе SCORPIO [14] с матрицей 2048×2048 пикселей в режиме бининга 2×2 и масштабом изображения $0.18''/\text{пиксель}$, что дает полное поле зрения $6'.1 \times 6'.1$. Изображения в $H\alpha$ + [NII] и в континууме были получены путем наблюдения галактик через узкополосный интерференционный фильтр $H\alpha$ ($\Delta\lambda = 75 \text{ \AA}$) с эффективной длиной волны $\lambda = 6555 \text{ \AA}$ и среднеполосные фильтры для континуума SED607 с $\Delta\lambda = 167 \text{ \AA}$, $\lambda = 6063 \text{ \AA}$, и SED707 с $\Delta\lambda = 207 \text{ \AA}$, $\lambda = 7036 \text{ \AA}$, соответственно. Типичные времена экспозиции для большинства галактик были 2×300 с в континууме и 2×600 с в $H\alpha$. Так как диапазон радиальных скоростей в нашей выборке небольшой, то мы использовали один и тот же $H\alpha$ фильтр для всех наблюдавшихся объектов.

Процедура обработки данных была стандартная для прямых снимков, полученных с CCD. Для всех данных вначале были вычтены bias, а затем все изображения были поделены на плоское поле flat, после чего были удалены космические частицы и вычтен фон неба для полученных изображений. Следующей операцией было совмещение всех изображений данного объекта. Затем все изображения в континууме были нормированы к $H\alpha$ -изображениям с использованием 7-19 звезд поля и вычтены.

Для $H\alpha$ -изображений с вычтенным континуумом были получены

потоки, используя спектрофотометрические изображения стандартных звезд [15], которые наблюдались в те же ночи, что и объекты. Исследование ошибок измерения потоков показало, что они имеют типичные значения ~10-15%.

2.1. Результаты наблюдений.

Спутники Андромеды (M 31). Рис.1 воспроизводит мозаику изображений 20 спутников M 31 и одного шарового скопления Bol520, удаленного от Андромеды на проекционное расстояние 110 кпк, типичное для сфероидальных спутников. Левые изображения в каждой паре представляют собой сумму экспозиций в H α и в континууме, а правые изображения - в линии H α после вычитания континуума. Масштаб снимков и ориентация север - восток указаны отрезком и стрелками. Объекты расположены не по прямому восхождению, а по порядковому номеру их имени. При качестве изображения около 1" некоторые карликовые системы: And XIV, And XV, And XVI, And XXVIII, And XXIX отчетливо разрешаются на звезды. У наиболее протяженных объектов: And XIX, And XXI, And XXII, And XXIII их угловые диаметры несколько превышают рамку снимков.

Почти на каждом снимке в линии H α после вычитания континуума остаются пеньки звезд, вызванные различиями в качестве изображения, эффектом насыщения у ярких звезд или же аномальным показателем цвета некоторых звезд. По этой причине оценки интегрального H α потока у диффузных карликов, разрешающихся на звезды, могут содержать значительную погрешность. Тем не менее, в оптических границах галактик: And I, And XIV, And XVII, And XXII, And XXIII и And XXIX мы заподозрили наличие компактных эмиссионных деталей, которые обведены на правых снимках кружками. Некоторые из них, как в случае KKR9 [16], могут оказаться планетарными туманностями. Заметим, что на изображение And XIX проектируется эмиссионное волокно, вероятно, Галактического происхождения. Итак, для большинства карликовых dSph спутников Андромеды мы можем указать по нашим наблюдениям лишь верхний предел потока в линии H α .

Спутники M 81. Сводка значений H α -потока у всех известных на тот момент спутников M 81 была представлена нами в [3]. Кроме того, особенности звездообразования у трех позднее обнаруженных голубых компактных карликов (BCD) обсуждались нами в [17] с привлечением данных о распределении нейтрального водорода в них по наблюдениям с высоким угловым разрешением на индийском радиотелескопе GMRT (Giant Metrewave Radio Telescope). Здесь мы приводим новые данные еще 13 более слабых карликовых систем в окрестностях M 81.

Рис.2 представляет мозаику изображений в линии H α и в континууме для 11 физических спутников M 81 и двух карликовых галактик: d1009+70

и d1019+69, оказавшихся объектами дальнего фона. Как и для спутников М 31, левые изображения в каждой паре соответствуют сумме снимков в $H\alpha$ и в континууме, а правые показывают снимок в $H\alpha$ после вычитания континуума. Обозначения масштаба и ориентации снимков аналогичны предыдущим.

Как следует из этих данных, среди 11 физических спутников М 81 только у одного, d0959+68, видны компактные HII-области. Этот объект иррегулярной структуры был независимо обнаружен в [18] и получил название Clump II, как узел в водородной переемычке, которая соединяет М 81 с соседней галактикой NGC 3077. У остальных 10 карликовых спутников низкой поверхностной яркости мы не обнаружили признаков $H\alpha$ -эмиссии.

Карликовая система d1019+69 показывает наличие одной HII-области на северной окраине. Мы получили на 6-м телескопе БТА САО РАН спектр этой детали и определили для нее лучевую скорость $V_h = (557 \pm 38)$ км/с, по которой оценили расстояние $D = 9.6$ Мпк.

3. Темпы звездообразования у маломассивных спутников близких спиралей. Для каждой галактики, представленной на мозаиках рис.1 и рис.2, мы определили интегральный поток в линии $H\alpha$ или его наблюдаемый верхний предел $F_c(H\alpha)$ в единицах [эрг/см²с], исправленный за поглощение света в Галактике, согласно данным [19]. Внутренним поглощением в самой карликовой галактике, а также вкладом соседнего с $H\alpha$ эмиссионного дублета [NII] мы пренебрегали, поскольку оба эффекта малы для карликовых систем. Следуя [20], мы определяли интегральный темп звездообразования в галактике по линейному соотношению

$$\log[SFR] = \log F_c(H\alpha) + 2 \log D - 8.98, \quad (1)$$

где D - расстояние до галактики в Мпк.

Другая и независимая возможность оценить темп звездообразования в галактике основывается на величине ее потока в далеком ультрафиолете - $F(FUV)$, на длине волны $\lambda_{eff} = 1539 \text{ \AA}$ в полосе FWHM = 269 \AA . Для большинства рассматриваемых нами галактик эти потоки были измерены на орбитальном телескопе GALEX [21,22] и представлены в базе данных NED (<http://nedwww.ipav.caltech.edu>). С учетом поправки FUV-потока за Галактическое поглощение, темп звездообразования выражается согласно [23] как

$$\log[SFR] = \log F_c(FUV) + 2 \log D - 6.78, \quad (2)$$

где UV-поток измерен в [мЯн], а расстояние D - в Мпк.

Сводки данных о наблюдавшихся нами спутниках М 31 и М 81 представлены, соответственно, в табл.1 и 2. В столбцах обеих таблиц содержатся: (1) - имя галактики; (2) - ее расстояние в Мпк; (3) - морфологический тип по схеме, которая описана в UNGC-каталоге [8], где карликовые системы различались по их виду Sph - сфероидальные, Ir - иррегулярные, Ir -

Таблица 1

ИНТЕГРАЛЬНЫЕ ПАРАМЕТРЫ НАБЛЮДАВШИХСЯ
СПУТНИКОВ М 31

Спутник	D, Мпк	Тип	M_B	$\log M_*$	$\log M_{HI}$	$\log SFR_{H\alpha}$	$\log SFR_{FUV}$	P(H α)	P(FUV)
AndXI	0.73	Sph-X	-6.2	5.42	<5.53	-5.75	-5.71	-1.04	-1.00
AndXII	0.83	Sph-X	-6.4	5.51	<5.64	<-6.43	<-6.20	<-1.81	<-1.58
AndXIII	0.84	Sph-X	-6.8	5.66	<5.65	<-6.42	<-6.30	<-1.95	<-1.83
AndXIV	0.73	Sph-X	-7.7	6.03	<5.53	-5.82	<-6.49	-1.71	<-2.38
AndXV	0.76	Sph-L	-8.7	6.43	<5.56	<-6.59	-	<-2.89	-
AndXVI	0.52	Sph-L	-8.2	6.23	<5.24	<-6.76	-5.81	<-2.86	-1.91
AndXVII	0.74	Sph-X	-7.0	5.74	<5.54	-5.57	-5.71	-1.18	-1.32
AndXVIII	1.36	Sph-L	-9.1	6.60	-	<-5.94	<-5.81	<-2.40	<-2.27
AndXIX	0.93	Sph-X	-8.3	6.28	-	<-6.24	<-6.27	<-2.39	<-2.42
AndXX	0.80	Sph-X	-5.8	5.26	-	<-6.34	-5.96	<-1.47	-1.09
AndXXI	0.86	Sph-X	-9.3	6.66	-	<-6.31	<-6.24	<-2.83	<-2.76
AndXXII	0.79	Sph-X	-6.0	5.36	-	-6.12	-6.14	-1.36	-1.38
AndXXIII	0.73	Sph-X	-9.5	6.75	-	-6.05	-	-2.67	-
AndXXIV	0.60	Sph-X	-7.0	5.77	-	<-6.60	-	<-2.23	-
AndXXV	0.81	Sph-X	-9.1	6.58	-	<-6.38	<-6.28	<-2.83	<-2.73
AndXXVI	0.76	Sph-X	-6.5	5.54	-	<-6.36	<-6.30	<-1.77	<-1.71
AndXXVII	0.83	Sph-X	-7.3	5.88	-	<-6.42	<-6.32	<-2.18	<-2.08
AndXXVIII	0.65	Tr-L	-7.7	6.04	-	<-6.60	-	<-2.51	-
AndXXIX	0.73	Sph-X	-7.5	5.96	-	-6.54	<-6.54	-2.36	<-2.36
AndXXX	0.68	-	-	-	-	-	-	-	-
BoI520	0.63	dE-H	-8.1	5.60	-	<-6.77	-6.09	<-2.24	-1.56
Медиана	0.76	-	-7.5	5.96	<5.54	<-6.38	<-6.24	<-2.36	<-1.87

Таблица 2

ИНТЕГРАЛЬНЫЕ ПАРАМЕТРЫ НАБЛЮДАВШИХСЯ
СПУТНИКОВ М 81

Спутник	D, Мпк	Тип	M_B	$\log M_*$	$\log M_{HI}$	$\log SFR_{H\alpha}$	$\log SFR_{FUV}$	P(H α)	P(FUV)
d0926+70	3.93	Tr-L	-10.0	6.24	<5.64	<-5.12	-4.18	<-1.23	-0.29
d0934+70	3.66	Sph-X	-9.6	6.80	-	<-4.91	-4.16	<-1.59	-0.84
d0939+71	3.63	Tr-L	-8.4	5.60	-	<-5.48	-5.79	<-0.95	-1.26
d0944+69	3.98	Sph-X	-7.4	5.92	-	<-5.15	<-4.90	<-0.84	<-0.59
d0944+71	3.39	Tr-L	-11.1	7.39	<5.49	<-5.15	-5.74	<-2.41	-3.00
d0955+70	3.93	Sph-X	-9.1	6.60	-	<-5.12	<-4.74	<-1.59	<-1.21
d0959+68	3.60	Ir-L	-10.1	6.29	-	-3.83	-3.80	0.01	0.04
d1006+67	3.87	Sph-X	-8.6	6.37	-	<-5.27	<-5.01	<-1.51	<-1.25
d1009+70	9.00	Sph-L	-12.4	7.90	-	<-4.36	-3.29	<-2.12	-1.05
d1014+68	4.57	Tr-X	-8.3	6.27	<5.84	<-4.93	-4.58	<-1.07	-0.72
d1015+69	4.07	Tr-X	-7.8	6.06	-	<-5.19	-5.39	<-1.11	-1.31
d1019+69	9.60	Ir-L	-12.1	7.07	-	-3.51	-3.31	-0.44	-0.24
d1041+70	3.91	Ir-X	-8.6	5.71	<5.28	<-5.03	<-5.01	<-0.61	<-0.59
Медиана	3.93	-	-8.6	6.27	<5.56	<-5.12	<-4.90	<-1.11	<-0.84

промежуточные, а также по классу средней поверхностной яркости: H - высокая, N - нормальная, L - низкая и X - экстремально низкая; (4) - абсолютная величина галактики в B -полосе; (5) - логарифм звездной массы галактики в солнечных единицах, оцененной по ее светимости в K -полосе; (6) - логарифм водородной массы в солнечных массах; (7,8) - логарифм интегрального темпа звездообразования, определенного, соответственно, по $H\alpha$ -поток и FUV-поток; (9,10) - логарифм удельного темпа звездообразования, отнесенного к единичной звездной массе и нормированного на космологическую шкалу времени $T_0 = 13.7 \times 10^9$ лет:

$$P = \log(\text{SFR} \cdot T_0 / M_*). \quad (3)$$

Ссылки на источники данных содержатся в Базе данных галактик Местного объема [7], доступной по адресу <http://www.sao.ru/lv/lvqdb>. Как видим, абсолютные величины всех рассматриваемых спутников Андромеды и почти всех спутников М 81 заключены в интервале $[-10^m > M_B > -5^m]$. Для сравнения мы собрали из литературы данные о спутниках Млечного Пути (=MW), имеющих тот же диапазон светимости. Сводка параметров 11 таких спутников нашей Галактики приведена в табл.3, структура которой аналогична предыдущим таблицам. К сожалению, измерения $H\alpha$ -потока представлены в ней только для одного спутника, Leo T. Попытки определить $F(H\alpha)$ у остальных спутников MW не предпринимались в основном из-за больших угловых размеров этих объектов.

Таблица 3

ИНТЕГРАЛЬНЫЕ ПАРАМЕТРЫ СПУТНИКОВ MW

Спутник	D, Мпк	Тип	M_B	$\log M_*$	$\log M_H$	$\log \text{SFR}_{H\alpha}$	$\log \text{SFR}_{FUV}$	$P(H\alpha)$	$P(FUV)$
Phoenix	0.44	Tr-L	-9.6	6.08	<5.22	-	-4.43	-	-0.37
Carina	0.10	Sph-X	-9.0	6.54	<2.32	-	-7.58	-	-3.98
Leo T	0.42	Ir-L	-6.7	4.94	5.63	<-5.92	-5.69	<-0.73	-0.50
Sex Sph	0.09	Sph-X	-8.7	6.42	<2.30	-	-7.77	-	-4.06
CVn I	0.22	Sph-X	-7.9	6.10	<4.50	-	<-7.67	-	<-3.63
Boo III	0.05	Sph-X	-5.8	5.29	-	-	<-9.00	-	<-4.16
Boo I	0.07	Sph-X	-5.5	5.15	<2.01	-	<-8.73	-	<-3.74
UMin	0.06	Sph-X	-7.1	5.80	<4.52	-	<-8.76	-	<-4.43
Herc	0.15	Sph-X	-6.1	5.39	<2.72	-	<-7.88	-	<-3.14
Draco	0.08	Sph-X	-8.7	6.45	<2.19	-	<-8.52	-	<-4.83
Tucana	0.88	Tr-L	-9.2	6.62	<4.18	-	-6.04	-	-2.52
Медиана	0.10	-	-7.9	6.08	<2.72	-	<-7.77	-	<-3.74

Необходимо отметить, что вблизи предельно низких значений FUV-потоков имеет место значительная неопределенность в их величине, вызванная проектированием в контур диффузной галактики слабых голубых звезд нашей Галактики. В ряде приведенных случаев указанные значения

FUV-потоков могут быть в действительности лишь их верхним пределом.

4. *Обсуждение и выводы.* Последняя строка в табл.1-3 характеризует медианные значения различных параметров для спутников трех ближайших массивных спиральных галактик. При сравнении выборок объектов с большим различием их морфологии и потоков, медианы являются более подходящими характеристиками, чем средние значения. Сопоставляя эти данные, мы можем сделать следующие заключения:

A. Все три выборки слабых спутников вокруг: M 81 ($n=11$), M 31 ($n=21$) и MW ($n=11$) имеют близкие друг к другу медианные значения абсолютных величин: $-8^m.6$, $-7^m.5$, $-7^m.9$, а также логарифма звездных масс: 6.27, 5.96, 6.08, несмотря на неизбежные эффекты селекции, вызванные различием средних расстояний в 40 раз.

B. Медианы верхнего предела логарифма водородной массы: <5.56 (M 81), <5.54 (M 31) и <2.72 (MW) показывают, что низкое содержание нейтрального водорода у сфероидальных спутников M 81 и M 31 может быть в действительности еще на 2-3 порядка ниже наблюдаемого предела по аналогии со спутниками нашей Галактики. Пропорция водородной и звездной массы, $\log(M_{HII}/M_*)$, у спутников M 81 (<-0.71) и спутников M 31 (<-0.42) очевидно должна быть ближе к той, что характеризует более исследованные спутники Млечного Пути (<-3.36). Проходя через плотные области соседних гигантских спиралей, сфероидальные карлики теряют практически все свои запасы газа, необходимые для звездообразования.

C. Сравнивая верхние пределы SFR, полученные по H α - и FUV-потокам, мы видим, что проведенные наблюдения в линии H α дают в 2-3 раза более строгое ограничение на величину SFR, чем данные об UV-потоках со спутника GALEX. При этом, наблюдения в эмиссионной линии H α обладают в 3-5 раз более высоким угловым разрешением.

D. Из-за очевидного эффекта селекции, медиана верхнего предела для удельного темпа звездообразования, $P(FUV)$, уменьшается от далеких подсистем к близким: <-0.84 (M 81), <-1.87 (M 31) и <-3.74 (MW). Тем не менее, однако, у трех не сфероидальных спутников Млечного Пути наблюдаются довольно высокие удельные темпы звездообразования: -0.37 (Phoenix), -0.50 (Leo T) и -2.52 (Tucana). Эти наиболее удаленные от MW карлики еще не успели лишиться своих газовых компонент.

E. С учетом отмеченного тренда с расстоянием, обусловленного пределом измерения H α - и FUV-потоков, реальный удельный темп звездообразования у сфероидальных спутников массивных спиральных галактик характеризуется величиной $P < [-3, -4]$. Другими словами, чтобы воспроизвести за космологическое время наблюдаемую массу сфероидальных карликов, их темпы звездообразования в прошлом должны были быть в 10^{13-14} раз больше современных темпов. Поскольку основная масса звезд у них имеет

возраст более 10 млрд лет, то фаза формирования звезд у сферондальных карликов в раннюю эпоху ($z > 10$) была чрезвычайно бурной.

Ф. У большинства маломассивных спутников M 31 и M 81 имеются лишь верхние оценки потоков в $H\alpha$ и FUV. Только у четырех карликовых галактик: d0959+68, And XI, And XVII и And XXII отмечены значения SFR на уровне $10^{-4} - 10^{-6} [M_{\odot}/\text{год}]$, которые были получены обоими методами. Согласие этих независимых оценок (с разбросом всего 25%) выглядит явно неожиданным и нуждается в дополнительном анализе. По данным [24,25] оценки SFR по $H\alpha$ - и FUV-потокам могут систематически различаться в десятки и сотни раз при экстремально низких светимостях карликов.

В заключение отметим любопытный факт, что удаленное шаровое скопление Андромеды Bol520 имеет малый, но вполне определенный FUV поток, которому соответствует $\log[\text{SFR}] = -6.09$. Возможно, что вялотекущее звездообразование у таких объектов вызвано медленным натеканием межгалактической среды, в которой пребывает по современным представлениям основная часть барийонной компоненты Вселенной.

Эта работа поддержана грантами РФФИ 13-02-90407, 12-02-91338 и 13-02-00780.

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: sskaisin@gmail.com ikar@sao.ru

$H\alpha$ -SURVEY OF LOW-MASS SATELLITES AROUND NEIGHBORING GALAXIES M 31 AND M 81

S.S.KAISIN, I.D.KARACHENTSEV

Images of 20 dwarf spheroidal satellites of M 31: And XI - And XXX and one remote globular cluster Bol 520 were obtained in the $H\alpha$ line and continuum using the 6-meter telescope of SAO RAS. Estimates of star formation rate (SFR) for them are derived via $H\alpha$ -fluxes as well via FUV-fluxes measured with the GALEX space telescope. Most of the M 31 satellites have extremely low star formation rates with a characteristic upper limit of $\text{SFR} \sim 5 \times 10^{-7}$. Similar SFR estimates were derived by us also for 13 galaxies of low surface brightness recently discovered in the M 81 neighborhood. Eleven of them are physical M 81 satellites having a typical $\text{SFR} < 1 \times 10^{-5}$. The median stellar masses for the considered companions to M 31 and M 81 are 0.9 and 1.9 millions of solar mass, respectively. The $H\alpha$ observations performed by us yield

2-3 times more severe limit on the SFR than that of the GALEX data, providing also 3-5 times higher angular resolution.

Key words: *galaxies - dwarf galaxies: star formation rate*

ЛИТЕРАТУРА

1. *I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin, Z.Tsvetanov, H.Ford*, *Astron. Astrophys.*, **434**, 935, 2005.
2. *C.C.Каусин, И.Д.Караченцев*, *Астрофизика*, **49**, 337, 2006.
3. *I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin*, *Astron. J.*, **133**, 1883, 2007.
4. *S.S.Kaisin, I.D.Karachentsev*, *Astron. Astrophys.*, **479**, 603, 2008.
5. *I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin*, *Astron. J.*, **140**, 1241, 2010.
6. *C.C.Каусин, И.Д.Караченцев, И.Д.Каусина*, *Астрофизика*, **54**, 353, 2011.
7. *E.I.Kaisina, D.I.Makarov, I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin*, *AstBul*, **67**, 115, 2012.
8. *I.D.Karachentsev, D.I.Makarov, E.I.Kaisina*, *Astron. J.*, **145**, 101, 2013.
9. *A.W.McConnachie*, *Astron. J.*, **144**, 4, 2012.
10. *A.W.McConnachie, M.Irwin*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **365**, 1263, 2006.
11. *K.Chiboucas, I.D.Karachentsev, R.B.Tully*, *Astron. J.*, **137**, 3009, 2009.
12. *K.Chiboucas, B.A.Jacobs, R.B.Tully, I.D.Karachentsev*, *Astron. J.*, accepted, 2013.
13. *I.D.Karachentsev, E.I.Kaisina, S.S.Kaisin, L.N.Makarova*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **415L**, 31, 2011.
14. *V.L.Afanasiev, E.B.Gazhur, S.R.Zhelenkov, A.V.Moiseev*, *Bull. SAO*, **58**, 90, 2005.
15. *J.B.Oke*, *Astron. J.*, **99**, 1621, 1990.
16. *D.I.Makarov, L.Makarova, M.Sharina et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **425**, 709, 2012.
17. *S.Roychowdhury, J.N.Chengalur, K.Chiboucas, I.D.Karachentsev et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **426**, 665, 2012.
18. *D.F. de Mello et al.*, *Astron. J.*, **135**, 548, 2008.
19. *D.J.Schlegel, D.P.Finkbeiner, M.Davis*, *Astrophys. J.*, **500**, 525, 1998.
20. *R.C.Kennicutt, ARA&A*, **36**, 189, 1998.
21. *A.Gil de Paz, B.F.Madore, O.Pevunova*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **147**, 29, 2003.
22. *A.Gil de Paz, S.Boissier, B.F.Madore et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **173**, 185, 2007.
23. *J.C.Lee, A.Gil de Paz, R.C.Kennicutt et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **192**, 6, 2011.
24. *J.Pflamm-Altenburg, C.Weidner, P.Kroupa*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **395**, 394, 2009.
25. *J.Pflamm-Altenburg, C.Weidner, P.Kroupa*, *Astrophys. J.*, **671**, 1550, 2007.

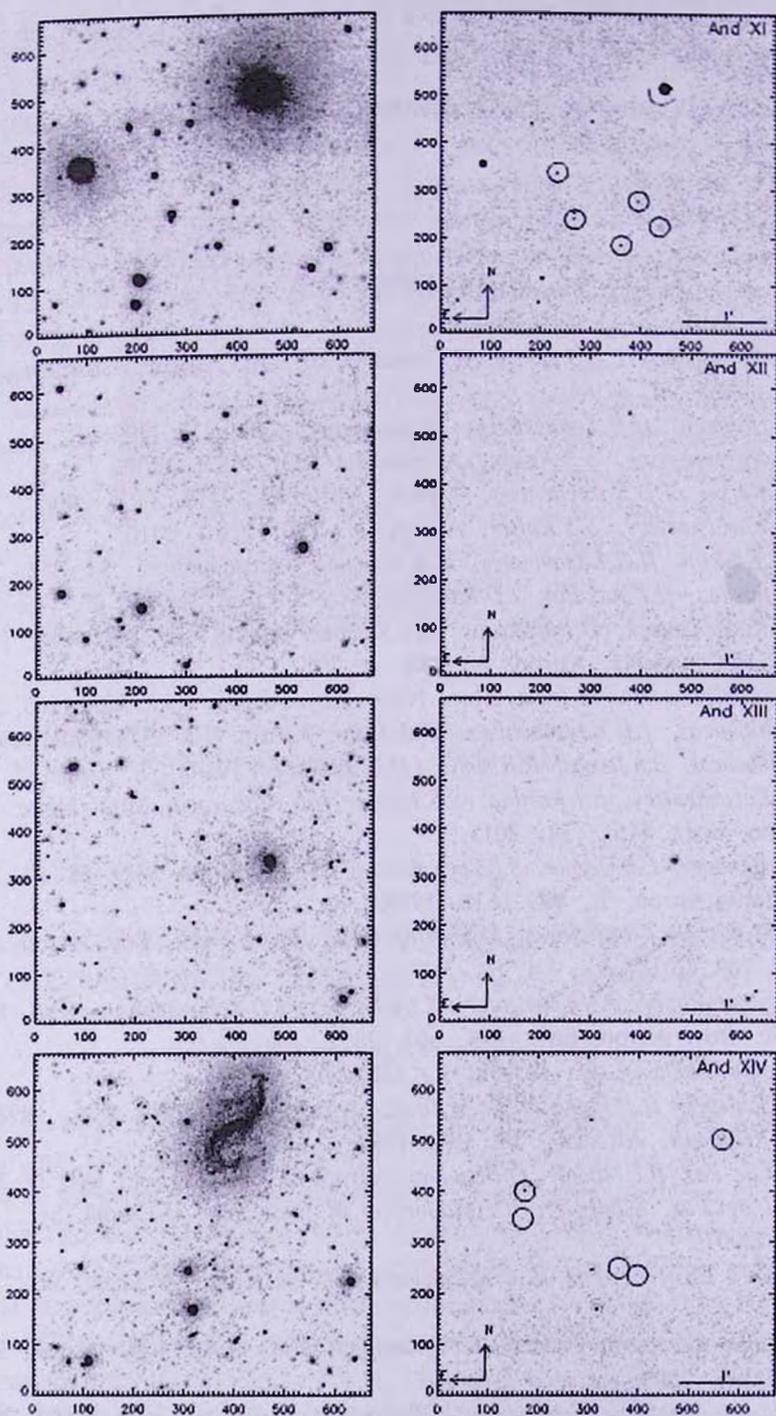


Рис.1. Атлас изображений спутников М 31.

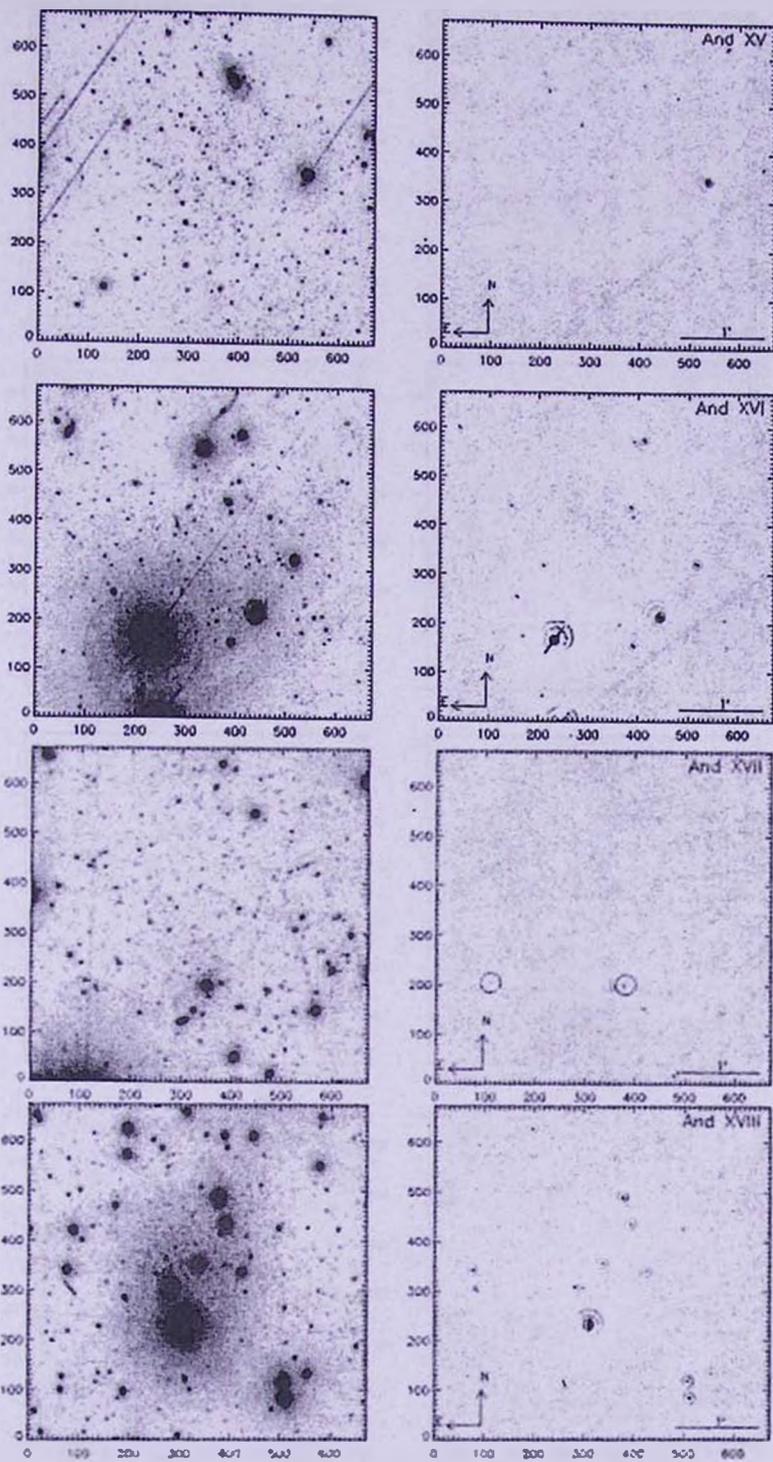


Рис.1. (Продолжение).

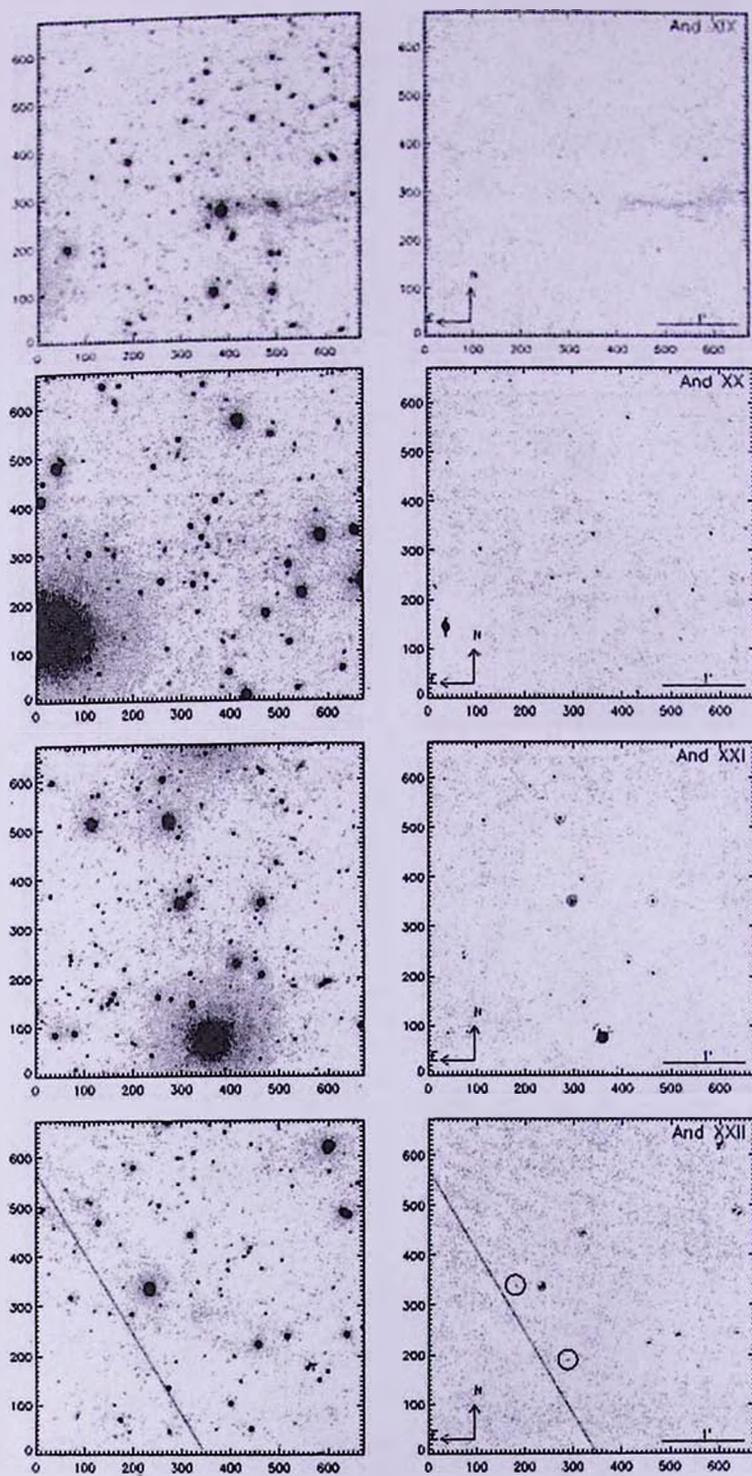


Рис.1. (Продолжение).

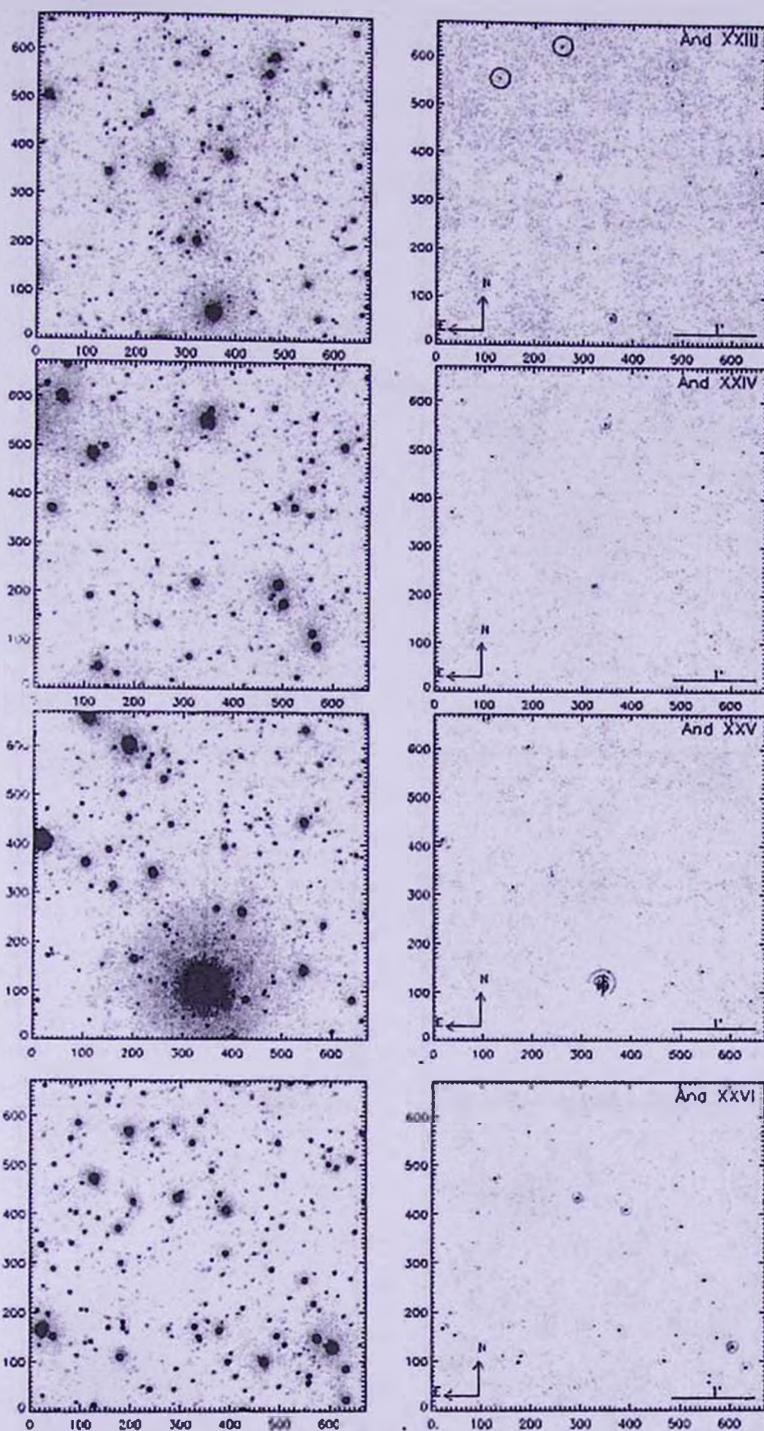


Рис.1. (Продолжение).

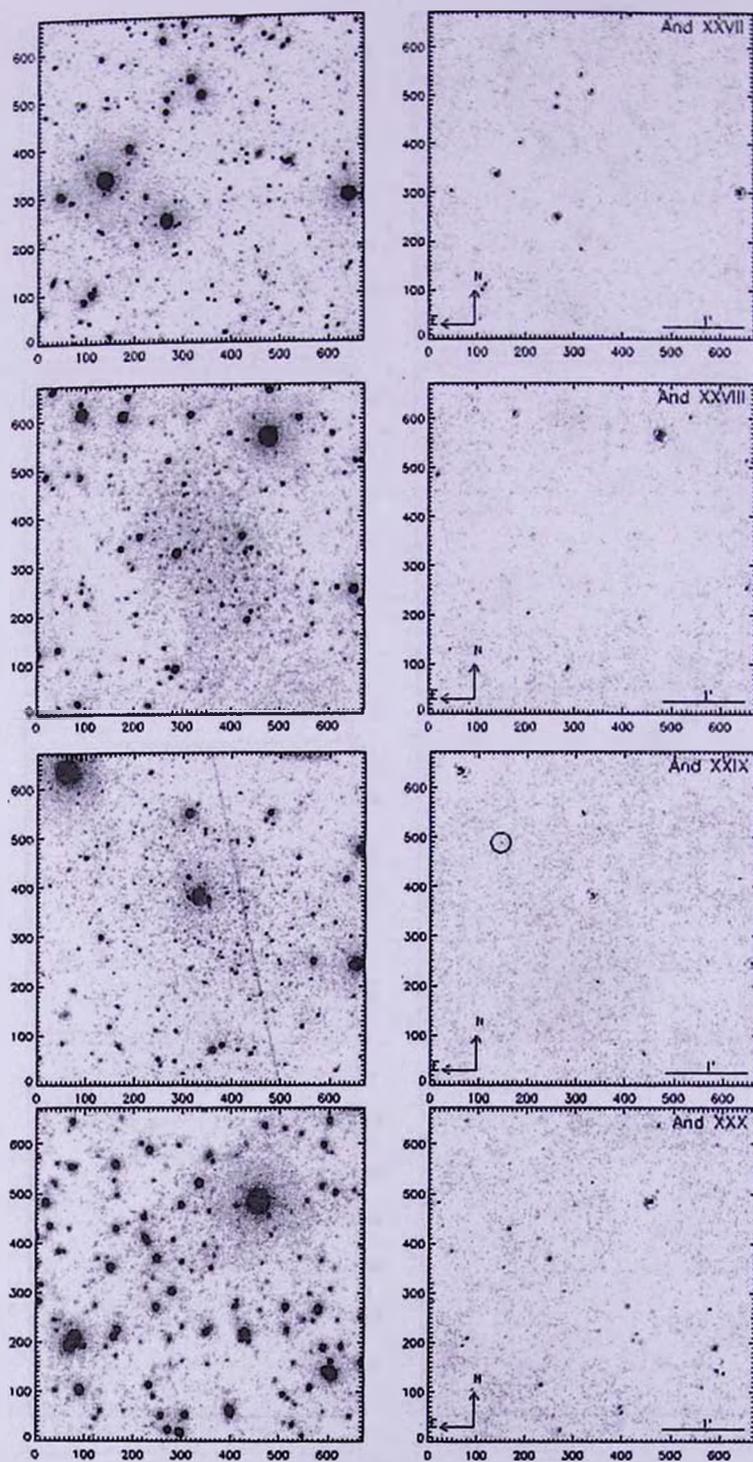


Рис.1. (Продолжение).

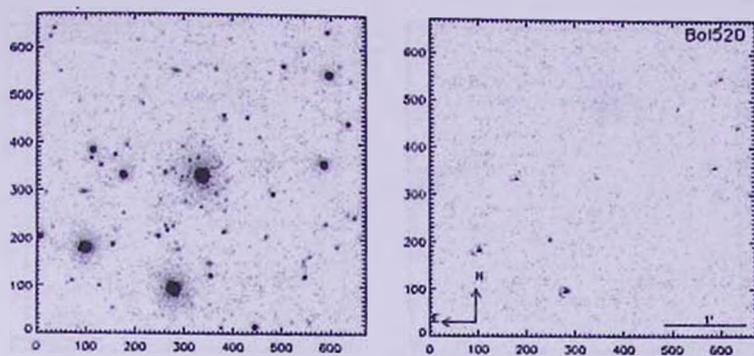


Рис.1. (Окончание).

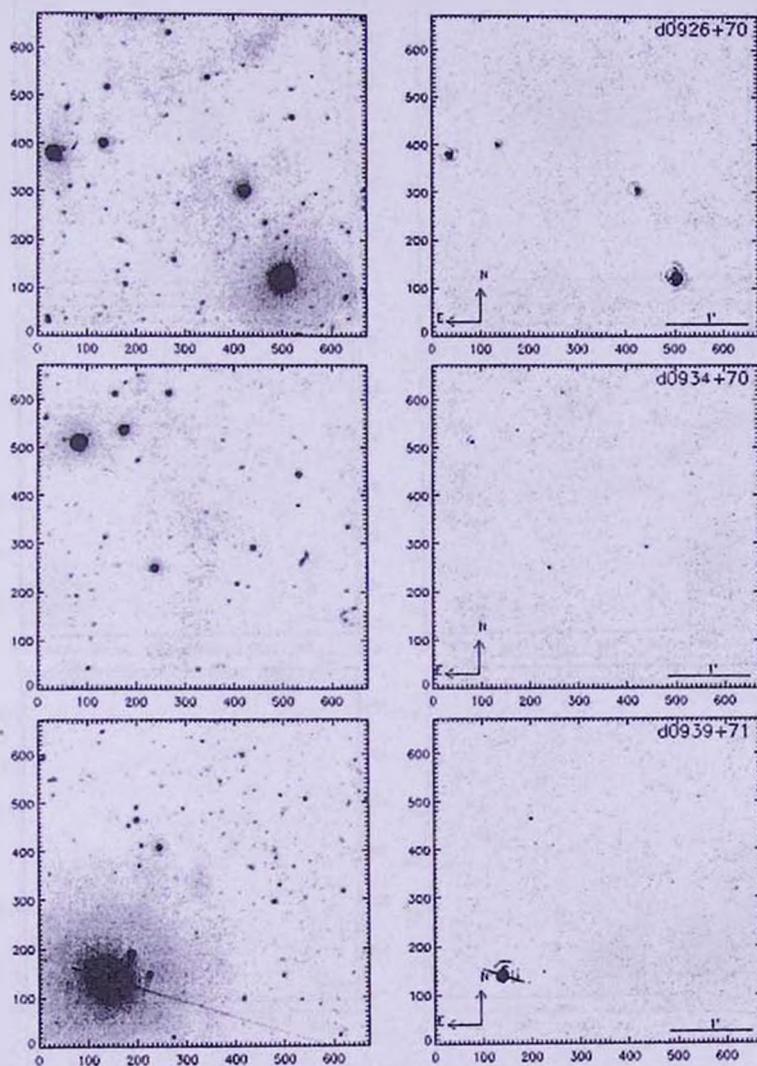


Рис.2. Атлас изображений спутников М 81.

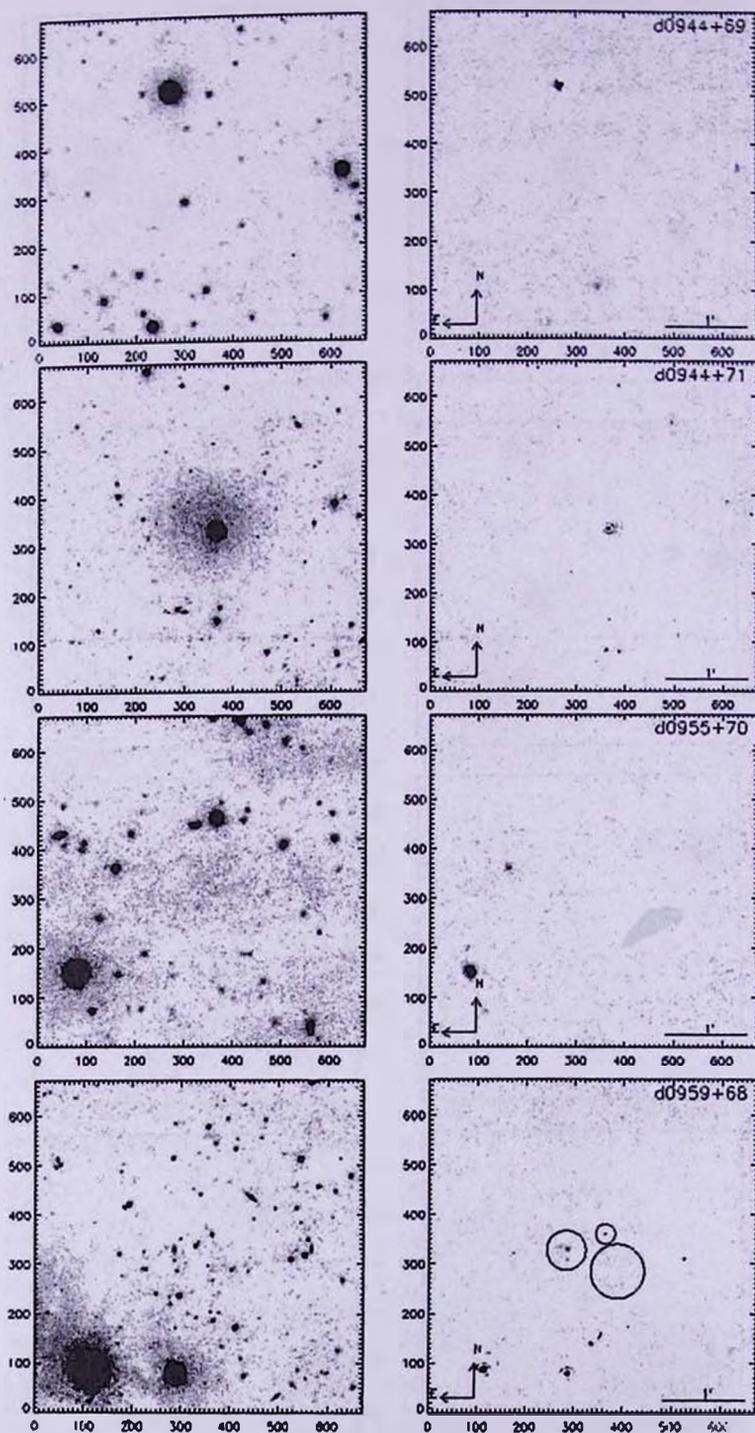


Рис.2. (Продолжение).

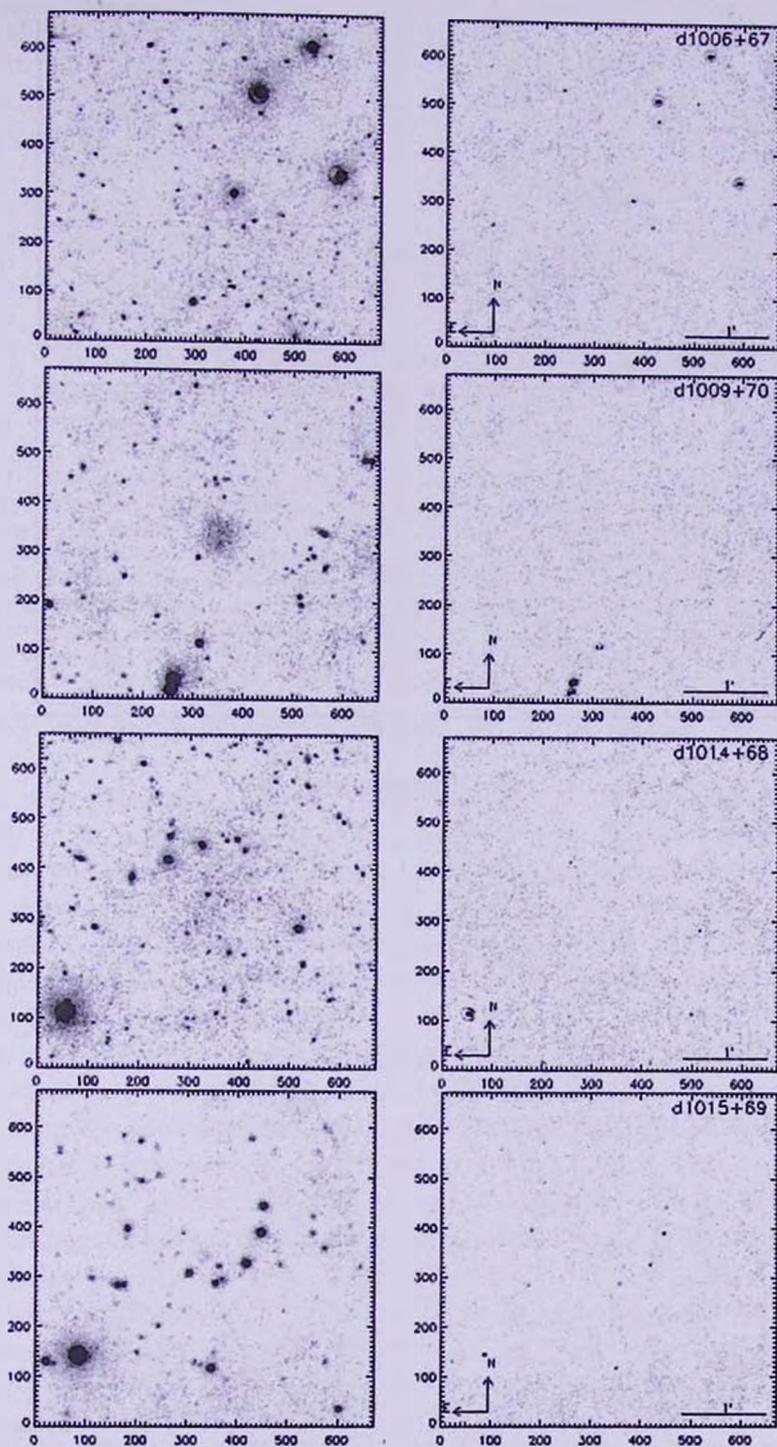


Рис.2. (Продолжение).

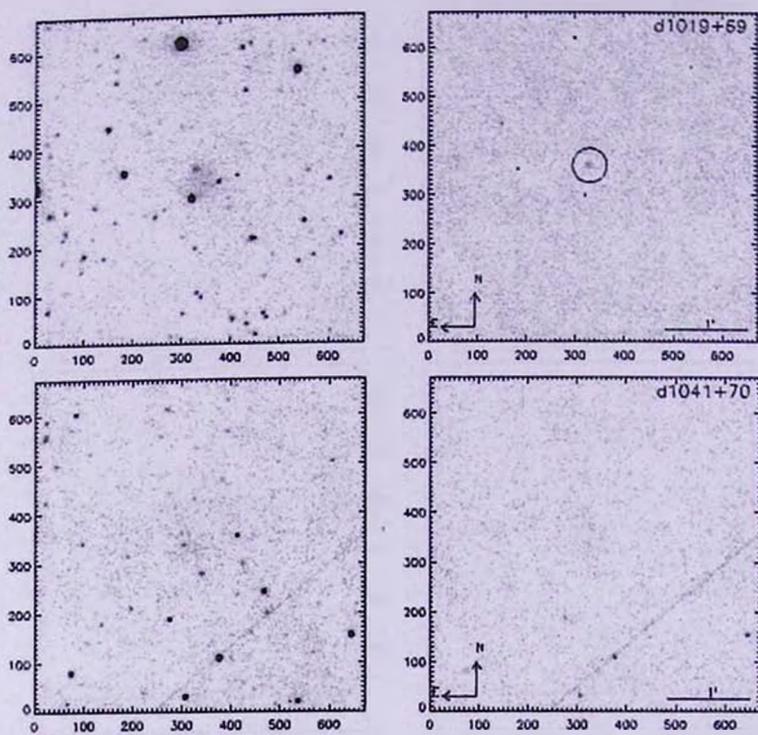


Рис.2. (Окончание).

THE INVESTIGATION OF THE ORIENTATION OF GALAXIES IN STRUCTURES

E.PANKO¹, P.PIWOWARSKA², J.GODLOWSKA³,
W.GODLOWSKI⁴, P.FLIN⁵

Received 19 March 2013

Accepted 12 June 2013

The investigation of the orientation of galaxies is a standard test concerning to scenarios of galaxy formation, because different theories of galaxy formation make various predictions regarding to the angular momentum of galaxies. The new method of analysis of the alignment of galaxies in clusters was proposed in the paper Godlowski [1] and now is improved. We analyzed the distribution of the position angles of the galaxy major axes, as well as the distribution of two angles describing the spatial orientation of galaxy plane, which gives the information about galaxy angular momenta. We discuss the orientation of galaxies in groups and clusters of galaxies. The results show the dependence of the alignment with respect to clusters richness. The implications of the results for theories of galaxy formation are discussed as well.

Key words: *galaxies: angular momenta*

1. *Introduction.* Different theories of galaxy formation (for example, [2-10]) make different predictions regarding to the angular momentum of galaxies. These classical theories of formation of galaxies and its structures were then revised and improved by many researchers (for example, [11-23]), however the statement remains valid. More generally, the observed variations in angular momentum represent simple but fundamental constraints for any model of galaxy formation [24].

In the commonly accepted Λ CDM model, the Universe deems to be spatially flat, as well as homogeneous and isotropic at the same appropriate scale. In this model the structures were formed from the primordial adiabatic, nearly scale invariant Gaussian random fluctuations [25-27]. This picture is in agreement with both the numerous numerical simulations [28-30, 22] and the observations. Unfortunately the angular momenta of galaxies are known only for very few galaxies. Therefore instead of the angular momenta, the orientation of galaxies is investigated. In order to this either the orientation of position angles of major galaxy axis Hawley & Peebles [31], or spatial orientation of galaxy planes Oepik [32], Jaaniste & Saar [33], Flin & Godlowski [34] was investigated.

Godlowski et al. [35] suggest that the alignment should increase with richness of the cluster. It also should be noticed that it is commonly agree

that for groups and clusters of galaxies there is no evidence of rotation and groups and clusters of galaxies do not rotate (for example [36-39] - see however [40] for opposite opinion). Moreover recently Hwang and Lee [41] examined dispersions and velocity gradient of 899 Abell clusters and found a possible rotation in only six of them. Thus, any non-zero angular momentum of groups and clusters of galaxies would just come from possible alignment of galaxy spins.

The idea that richer clusters we can expect more strong alignments is results both from analysis of implications of theoretical relations between the angular momentum and the mass of the structure and from analysis of the observational results of alignment of galaxies in different scales. It is of course true that presently it is commonly believed that galaxies are formed before clusters but our idea is not in conflict with this. It can be explained both in the tidal-torque scenario [42-44] and in the Li model [45].

The prediction that the alignment should increase with richness of the cluster was confirmed by Aryal [46], but both Godlowski et al. [35] and Aryal [46] analysis was qualitative only. Therefore this problem was analyzed in details in later papers Godlowski et al. [47] and Godlowski [48,49,1]. In these works it was found that degree of the alignment of galaxies orientations in clusters depend on theirs number of members and increase with the amount of the galaxies members. It is equivalent to the existence of a relation between anisotropy and the number of galaxies in a cluster. Moreover it was found that orientations of galaxies analyzed sample of rich Abell galaxy clusters are not random, i.e., that there exists an alignment of galaxies in rich Abell galaxy clusters. In the present paper we would like to investigate this problem deeper, improving new method of analysis of the alignment of galaxies in clusters proposed in the paper [1].

2. *Overview.* The orientation of galaxies is usually investigated either by analysing the distribution of the position angle of the galactic major axes or by the analysis of the spatial orientation of the normal line to the galaxy main plane in the investigated coordinate system. To obtain the spatial orientation of galaxies for each galaxy, two angles are determined: δ_D - the angle between the normal to the galaxy plane and the main plane of the coordinate system, and η - the angle between the projection of the normal onto the main plane and the direction towards to the zero initial meridian.

In our previous papers it was shown that analysis of the spatial orientation of galaxies planes can be used as a general, standard test of galaxies forming scenario [1,34,47,50-53]. Any study of galactic orientation based on the projection of galaxies on the celestial sphere gives a four-fold ambiguity in the solution for angular momentum. By the reason of none information connected with the direction of the galaxy spin our analysis is reduced to only two

solutions. Using the Supergalactic coordinate system [34], based on Sandage & Tammann paper [54] the following relations between angles (L , B , P) and (δ_D , η) are held:

$$\sin \delta_D = -\cos i \sin B \pm \sin i \cos q \cos B, \quad (1)$$

$$\sin \eta = \frac{-\cos i \cos B \sin L + \sin i (\mp \cos r \sin B \sin L \pm \sin r \cos L)}{\cos \delta_D}, \quad (2)$$

$$\cos \eta = \frac{-\cos i \cos B \cos L + \sin i (\mp \cos r \sin B \cos L \mp \sin r \sin L)}{\cos \delta_D}, \quad (3)$$

where $r = p - \pi/2$.

As a result of the reduction of our analysis into two solutions it is necessary to consider the sign of the expression: $S = -\cos i \cos B \mp \sin i \sin B \cos r$ and for $S \geq 0$ reverse sign of δ_D respectively [47].

Significant progress in the investigation of galaxy plane orientation was made by Hawley & Peebles [31]. They discussed in detailed manner the method of investigating the galaxies orientation through analysing distribution of position angles as well as the influence of possible errors and observational effects. Hawley & Peebles [31] analysed the distributions of position angles using the χ^2 -test, Fourier test and the autocorrelation test. Since Hawley & Peebles [31] this method was accepted as standard method for investigation of a galactic alignment. There are several modification of the original Hawley & Peebles [31] method by several authors: Flin & Godlowski [34], Kindl [55], Godlowski [50,51,1], Godlowski & Ostrowski [52], Aryal & Saurer [56], Godlowski et al. [47].

In order to detect non-random effects in the distribution of the investigated angles: δ_D , η and P we divided the entire range of the analyzed angles into n bins and carried out three different statistical tests. These tests were: the χ^2 test, the autocorrelation test and the Fourier test according to Hawley & Peebles [31], Godlowski et al. [47], Godlowski [48,1]. We analyzed two samples of galaxy clusters. We computed the value of analyzed statistics for each cluster and later the mean value of the analyzed statistics. It was compared with theoretical predictions and results of numerical simulations obtained with using RANLUX generator [57,58]. We used 6 statistics discussed in detail in [1].

At first we analyzed the sample of 18 Tully's clusters (see also [48]). The results are presented in the Tables 1 and 2. One should note, that there are insignificant differences with results in Table 2 and results in Table 5 of paper [48] because of a small differences in method of computing the inclination angle with taking into account "true" axial ratio q_0 which depends on morphological type and converting axial ratio q to standard photometrical axial ratio (see Fouque & Paturel [59]). From our results it is clearly seen that for samples of 18 groups of galaxies we do not found any significant alignments.

Table 1

THE RESULTS OF NUMERICAL SIMULATIONS FOR POSITIONS
ANGLES P , TULLYS' GROUPS

Test	\bar{x}	$\sigma(x)$	$\sigma(\bar{x})$	$\sigma(\sigma(x))$
χ^2	16.9524	1.4592	0.0461	0.0326
$\Delta_1/\sigma\Delta_1$	1.2513	0.1543	0.0048	0.0034
$\Delta/\sigma\Delta$	1.8772	0.1581	0.0050	0.0035
C	-1.0256	0.9295	0.0294	0.0208
λ	0.7317	0.0615	0.0019	0.0014
$\Delta_{11}/\sigma\Delta_{11}$	0.0065	0.2346	0.0074	0.0052

Table 2

THE STATISTICS OF THE OBSERVED DISTRIBUTIONS FOR REAL
TULLYS' GROUPS

Test	P		δ_D		η	
	\bar{x}	$\sigma(x)$	\bar{x}	$\sigma(x)$	\bar{x}	$\sigma(x)$
χ^2	16.800	1.152	17.983	1.601	17.267	1.579
$\Delta_1/\sigma\Delta_1$	1.218	0.176	1.356	0.116	1.509	0.208
$\Delta/\sigma\Delta$	2.081	0.218	2.040	0.172	2.343	0.205
C	0.026	0.932	0.044	0.992	1.268	0.984
λ	0.834	0.072	0.740	0.055	1.829	0.064
$\Delta_{11}/\sigma\Delta_{11}$	-0.283	0.182	0.292	0.237	0.773	0.267

The next step was the analysis of the distribution of the position angles in the sample of rich Abell clusters [47,1]. This sample was taken from PF catalog [60]. The catalog contains the galaxy cluster and groups created on the base of the Muenster Red Sky Survey [61]. Our sample contains 247 Abell clusters with richness at least 100 galaxies each being identified with one of ACO clusters [62]. The results of our investigation are presented in the Tables 3 and 4. Now,

Table 3

THE RESULTS OF NUMERICAL SIMULATION - SAMPLE OF 247
CLUSTER EACH WITH NUMBER OF MEMBER GALAXIES THE
SAME AS IN THE REAL CLUSTER

Test	P		δ_D		η	
	\bar{x}	$\sigma(x)$	\bar{x}	$\sigma(x)$	\bar{x}	$\sigma(x)$
χ^2	34.9798	0.5364	35.5824	0.5461	36.3663	0.5332
$\Delta_1/\sigma\Delta_1$	1.2550	0.0419	1.2523	0.0428	1.3756	0.0473
$\Delta/\sigma\Delta$	1.8788	0.0436	1.8844	0.0492	2.0208	0.0518
C	-1.0195	0.3749	-0.5226	0.3807	-0.1667	0.4043
λ	0.7720	0.0168	0.8099	0.0201	0.8193	0.0188
$\Delta_{11}/\sigma\Delta_{11}$	0.0014	0.0645	0.0039	0.0151	0.0083	0.0705

Table 4

THE STATISTICS OF THE DISTRIBUTIONS FOR POSITION ANGLES FOR SAMPLE OF 247 ABELL CLUSTERS

Test	\bar{x}	$\sigma(x)$	$\sigma(\bar{x})$	$\sigma(\sigma(x))$
χ^2	36.8591	0.5924	36.7899	0.6315
$\Delta_1/\sigma\Delta_1$	1.7046	0.0622	1.7021	0.0626
$\Delta/\sigma\Delta$	2.2663	0.0594	2.2746	0.0591
C	1.1940	0.4530	1.1220	0.4237
λ	0.9177	0.0240	0.9138	0.0220
$\Delta_{11}/\sigma\Delta_{11}$	-0.0005	0.0855	0.0940	0.0924

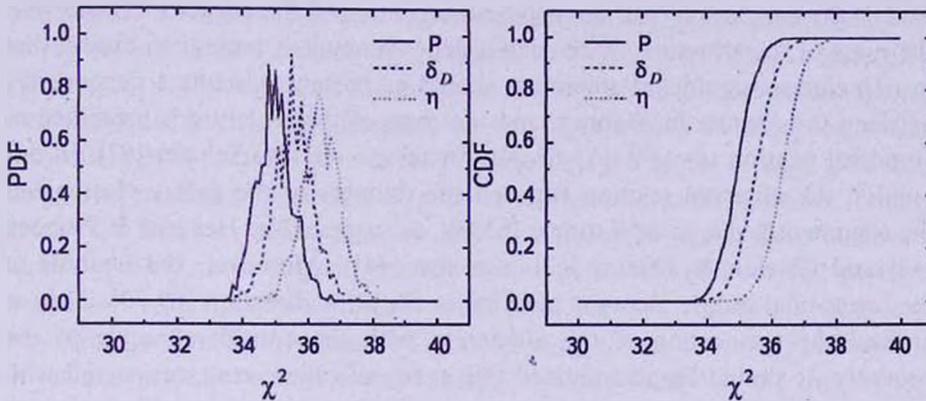


Fig.1. Differences in Probability Distribution Function (left panel) and Cumulative Distribution Function (right panel) for angles P , δ_D and η (χ^2 statistics). The figure was obtained from 1000 simulations of sample of 247 clusters each with number of member galaxies the same as in the real cluster.

on the contrary to the previous investigated samples of Tully groups, we found significant deviation of mean values of the statistics from expected values obtained from numerical simulations. From the Fig.1 and Table 3 we could find that results of the expected value of analyzed statistics for angles δ_D and η are larger than that obtained for position angles P . It is mostly caused of the fact that during the process of deprojection of the spatial orientation of galaxies from its optical images we obtain two possible orientations (see equations 1-3). From analysis of these equations it is easy to see that both solutions are not independent and as a result the distribution of analyzed statistics is modified and must be obtained from numerical simulations. Such differences have not changed our conclusion obtained from analysis of Tully's groups of galaxies, because we have not found significant deviation even if we took smaller values obtained from simulations of position angles, but it should be taken into account during future analysis of the spatial orientation of galaxies in our sample of rich Abell clusters.

3. *Discussion and conclusions.* In the present paper we confirmed the predictions from the previous analysis [47,48,1] which showed the dependency of the alignment of galaxies in clusters on richness of the cluster. Moreover, we found that for the sample of Tully's groups of galaxies we do not find any significant alignment while it is observed for the sample of 247 Abells' clusters, with richness at least 100 galaxies each. In the present paper we extended our analysis by showing that expected values of analyzed statistics for angles giving spatial orientation of galaxies, δ_D and η are greater than that obtained for position angles of major axis of galaxies. It is mostly because during the analysis of the spatial orientation of galaxies we have two possible orientations of galaxies which are not independent to each other. Our results lead to the conclusion that the angular momentum of the cluster increases with the mass of the structure. With such a dependency it is natural to expect that in rich clusters significant alignment should be present. Usually a dependency between the angular momentum and the mass of the structure is presented as empirical relation $J-M^{5/3}$ [63-66,24], for review see also Schäfer [67]. In our opinion the observed relation between the richness of the galaxy cluster and the alignment is due to tidal torque [63,68], as suggested by Heavens & Peacock [42] and Catelan & Theuns [43] (see also [44]). Moreover, the analysis of the linear tidal torque theory is pointing in the same direction [69,70]. They've noticed the connection of the alignment with the considered scale of the structure. It should be also noticed that many of other result connected with galaxy alignment is interpreted in the light of tidal torque theory. For example Gonzalez and Teodoro [71] interpreted the alignment of just the brightest galaxies within a cluster as an effect of action of gravitational tidal forces. However one should note that our result, increase of alignment with cluster richness is also compatible with the prediction of the Li model in which galaxies are formed in the rotating universe [45,72,35].

We should keep in mind that Li's model [45] remains valid only provided rotation occurs on a sufficiently large scale. Thus in this model considerations concerning angular momenta of galaxy structures will be also valid in the case of large scale, but not necessarily global, rotation of the Universe. It is important because observed the amplitude of quadrupole fluctuations value provided by both COBE and WMAP measurements is only $DT^2 = 249 \mu K^2$ [73]. More generally the large scale anisotropy linked with the rotation of the Universe, homogeneous magnetic field, anisotropy of curvature and other similar factors is strongly restricted by WMAP observations of quadrupole anisotropy of relic radiation (see for review Demianski & Doroshkevich [74]). One should note however that most serious problem of Li's model [45] is consists in the fact that the observed amount of rotation of spiral galaxies cannot arise from the Universe's rotation alone, since the required amount of

rotation of the Universe on the order obtained earlier by Birch [75,76] which is too large in comparison with the detected anisotropies of cosmic background radiation (for review see [49]).

Recently, there have been also some attempts to investigate galaxy angular momenta on a large scale Paz et al. [66] analysing galaxies from the Sloan Digital Sky Survey catalogue found that the galaxy angular momenta are aligned perpendicularly to the planes of large-scale structures, while there is no such effect for the low-mass structures. They interpret this as consistent with their simulations based on the mechanism of tidal interactions. The change of alignment with the surrounding neighbourhood was observed also in alignment study in void vicinity [23] being continuation of earlier study of galaxy orientation in regions surrounding bubble-like voids being continuation of earlier study of galaxy orientation in regions surrounding bubble-like voids [21]. Jones et al. [77] found that the spins of spiral galaxies located within cosmic web filaments tend to be aligned along the larger axis of the filament, which they interpreted as "fossil" evidence indicating that the action of large scale tidal torques effected the alignments of galaxies located in cosmic filaments. Tempel et al [78] found evidence that the spin axes of bright spiral galaxies have a weak tendency to be aligned parallel to filaments. For elliptical/S0 galaxies, they have a statistically significant result that the spin axes of elliptical ones are aligned preferentially perpendicular to the host filaments. Lee [79] comparing of his observational results with the analytic model based on the tidal torque theory reveals that the spin correlation function for the late-type spiral galaxies follow the quadratic scaling of the linear density correlation and that the intrinsic correlations of the galaxy spin axes are stronger than that of the underlying dark halos. The intrinsic correlations between galaxy spins and intermediate principal axes of the tidal shears was also found by Lee and Erdogdu [80].

Possible relation between filament and orientation of galaxies was noticed also by Godlowski & Flin [81]. In this paper the orientation of galaxy groups in the Local Supercluster was studied, and it was found a strong alignment of the major axis of the groups with directions towards the supercluster center (Virgo cluster) as well as with the line joining the two brightest galaxies in the group. The interpretation of these observational results was following. The brightest galaxies of the group, believed to be the most massive ones, originated first. Afterward, the hierarchical clustering leads to aggregation of galaxies around these two galaxies. The groups are formed on the same or similarly oriented filaments. It should be also noticed that galaxy cluster intrinsic alignments to very large scales of $100 h^{-1}$ Mpc, representing a tendency of clusters to point preferentially towards other clusters was found by Smargon et al. [82].

Possible significance of the evolution of the alignment with redshift is suggest by the results of the paper of Song & Lee [83], which found that the alignment profile of cluster galaxies drops faster at higher redshifts and on smaller mass scales. Moreover, one should note that the largest scale alignment was found in the series of paper by Hutsemekers [84], Hutsemekers & Lamy [85], Hutsemekers et al. [86] during analyzis of the alignment of quasar polarization vectors. The polarization vectors appear to be coherently oriented or aligned over huge (about 1 Gpc) regions at the sky. Furthermore, the mean polarization angle θ appears to rotate with redshift at the rate of about 30° per Gpc. These results usually are not questioned, (with exception of Joshi et al. [87] which not found any effects during analysis of theirs sample [88]), however the origin of this effect is still discussed. While interpretations like a global rotation of the Universe can potentially explain the effect the properties they observed qualitatively correspond to the dichroism and birefringence predicted by the photon-pseudoscalar oscillation within a magnetic field. The possible interpretation was discussed many times for example by Hutsemekers [85,86,89] and recently by Agarwal, Kamal and Jain [90].

In our further paper we would like to extend our consideration to more detailed analysis of the distribution of two angles δ_D and η , describing the spatial orientation of the galaxy plane. Moreover, we would like to investigate does the effect found in the present paper depends on the cluster BM type and velocity dispersion of member galaxies.

Acknowledgments. This research has made use of NASA's Astrophysics Data System. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

¹ Kalinenkov Astronomical Observatory, Nikolaev National University, Nikolskaya, Ukraine, e mail: panko.elena@gmail.com

² Uniwersytet Opolski, Institute of Physics, Poland, e-mail: paoletta@interia.pl

³ Department of Monitoring and Modelling Air Pollution, Institute of Meteorology and Water Management, Poland, e-mail: jolanta.godlowska@imgw.pl

⁴ Uniwersytet Opolski, Institute of Physics, Poland, e-mail: godlowski@uni.opole.pl

⁵ Institute of Physics, Jan Kochanowski University, Poland, e-mail: sfflin@cyf-kr.edu.pl

ИССЛЕДОВАНИЕ ОРИЕНТАЦИЙ ГАЛАКТИК В СТРУКТУРАХ

Е.ПАНЬКО¹, П.ПИВОВАРСКА², И.ГОДЛОВСКА³,
В.ГОДЛОВСКИЙ⁴, П.ФЛИН⁵

Изучение ориентаций галактик является стандартным тестом для проверки сценариев формирования галактик, поскольку в разных теориях даются различные прогнозы для их угловых моментов. Для исследования ориентаций галактик мы применили усовершенствованный метод анализа выравнивания галактик в скоплениях, предложенный Годловским [1]. Мы проанализировали распределения как позиционных углов больших осей изображений галактик в проекции на картинную плоскость, так и двух углов, определяющих пространственную ориентацию плоскостей галактик. Результат анализа позволил выявить особенности ориентации угловых моментов галактик в группах и богатых скоплениях. Мы обнаружили связь выравнивания галактик с богатством родительского скопления. Мы также обсуждаем применение полученных результатов в теориях формирования галактик.

Ключевые слова: *галактики; угловые моменты*

REFERENCES

1. *W.Godlowski*, *Astrophys. J.*, 747, 7, 2012.
2. *P.J.E.Peebles*, *Astrophys. J.*, 155, 393, 1969.
3. *B.Ya.Zeldovich*, *Astron. Astrophys.*, 5, 84, 1970.
4. *A.R.Sunyaev*, *Ya.B.Zeldovich*, *Astron. Astrophys.*, 20, 189, 1972.
5. *A.G.Doroshkevich*, *Astrophys. Lett.*, 14, 11, 1973.
6. *S.F.Shandarin*, *Sov. Astr.*, 18, 392, 1974.
7. *A.Dekel*, *Astrophys. J.*, 298, 461, 1985.
8. *P.S.Wesson*, *Vistas Astr.*, 26, 225, 1982.
9. *J.Silk*, *G.A.Efstathiou*, *Fundamentals of Cosm. Phys.*, 9, 1, 1983.
10. *R.G.Bower*, *A.J.Benson*, *R.Malbon et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 370, 645, 2006.
11. *J.Lee*, *U.Penn*, *Astrophys. J.*, 532, L5, 2000.
12. *J.Lee*, *U.Penn*, *Astrophys. J.*, 555, 106, 2001.
13. *J.Lee*, *U.Penn*, *Astrophys. J.*, 567, L111, 2002.
14. *J.F.Navarro*, *M.G.Abadi*, *M.Steinmetz*, *Astrophys. J.*, 613, L41, 2004.
15. *H.J.Mo*, *X.Yang*, *F.C. van den Bosch*, *N.Katz*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 363, 1155, 2005.
16. *C.B.Brook*, *F.Governato*, *T.Quinn et al.*, *Astrophys. J.*, 689, 678, 2008.

17. *C.A.Vera-Ciro, L.V.Sales, A.Helmi et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 416, 1377, 2011.
18. *D.J.Paz, M.A.Sgró, M.Merchán, N.Padilla*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 414, 2029, 2011.
19. *S.F.Shandarin, S.Habib, K.Heitmann*, Phys. Rev. D, 85, id. 083005, 2012.
20. *A.Giahi-Saravani, B.M.Schäfer*, arXiv: 1302.2607, 2013.
21. *I.Trujillo, C.Carretro, S.G.Patiri*, Astrophys. J., 640, L111, 2006.
22. *S.Codis, C.Pichon, J.Devriendt et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 427, 3320, 2012.
23. *J.Varela, J.Betancort-Rijo, I.Trujillo, E.Ricciardelli*, Astrophys. J., 744, 82, 2012.
24. *A.J.Romanowsky, S.M.Fall*, Astrophys. J. Suppl., 203, 17, 2012.
25. *J.Silk*, Astrophys. J., 151, 459, 1968.
26. *P.J.E.Peebles, J.T.Yu*, Astrophys. J., 162, 815, 1970.
27. *A.R.Sunyaev, Ya.B.Zeldovich*, Astrophys. Space. Sci., 7, 3, 1970.
28. *V.Springel, S.D.M.White, A.Jenkins et al.*, Nature, 435, 629, 2005.
29. *R. van de Weygaert, J.R.Bond*, in: "A Pan-Chromatic View of Clusters of Galaxies and the Large-Scale Structures, eds. M.Plionis, O.Lopez-Cruz, D.Hughes, Springer: Dordrecht, The Netherlands, 335, 2008.
30. *R. van de Weygaert, J.R.Bond*, in: "A Pan-Chromatic View of Clusters of Galaxies and the Large-Scale Structures, eds. M.Plionis, O.Lopez-Cruz, D.Hughes, Springer: Dordrecht, The Netherlands, 409, 2008.
31. *D.I.Hawley, P.J.E.Peebles*, Astron. J., 80, 477, 1975.
32. *X.Oepik*, Irish Astron. J., 9, 211, 1970.
33. *J.Jaaniste, E.Saar*, in: "The large scale structures of the Universe" IAU Symp. 79, eds. M.S.Longair, J.Einasto, D.Reidel, Dordrecht, 488, 1978.
34. *P.Flin, W.Godlowski*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 222, 525, 1986.
35. *W.Godlowski, M.Szydlowski, P.Flin*, Gen. Rel. Grav., 37, 3, 615, 2005.
36. *E.Regos, M.J.Geller*, Astron. J., 98, 755, 1989.
37. *A.Diaferio, M.J.Geller*, Astrophys. J., 481, 633, 1997.
38. *A.Diaferio*, Astrophys. J., 309, 610, 1999.
39. *K.Rines, M.J.Geller, M.J.Kurtz, A.Diaferio*, Astron. J., 126, 2152, 2003.
40. *M.Kalinkov, T.Valchanov, I.Valtchanov, I.Kuneva, M.Dissanska*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 359, 1491, 2005.
41. *H.S.Hwang, M.G.Lee*, Astrophys. J., 662, 236, 2007.
42. *A.Heavens, J.Peacock*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 232, 339, 1988.
43. *P.Catelan, T.Theuns*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 282, 436, 1996.
44. *C.Fedeli*, arXiv:1301.5196, 2013.
45. *Li, Li-Xin*, Gen. Rel. Grav., 30, 497, 1998.
46. *B.Aryal, S.Paudel, W.Saurer*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 379, 1011, 2007.
47. *W.Godlowski, P.Piwowarska, E.Panko, P.Flin*, Astrophys. J., 723, 985, 2010.
48. *W.Godlowski*, Acta Physica Polonica B, 42, 2323, 2011.
49. *W.Godlowski*, International Journal of Modern Physics D, 20, 1643, 2011.
50. *W.Godlowski*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 265, 874, 1993.
51. *W.Godlowski*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 271, 19, 1994.
52. *W.Godlowski, M.Ostrowski*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 303, 50, 1999.
53. *P.Flin, M.Biernacka, E.Panko, W.Godlowski, P.Piwowarska*, Balt. Astron.,

20, 251, 2011.

54. *A.Sandage, G.A.Tammann*, *Astrophys. J.*, 207, L1, 1976.
55. *A.Kindl*, *Astron. J.*, 93, 1024, 1987.
56. *B.Aryal, W.Saurer*, *Astron. Astrophys.*, 364, L97, 2000.
57. *M.Luescher*, *Computer Physics Communications*, 79, 100, 1994.
58. *M.Luescher*, <http://luscher.web.cern.ch/luscher/ranlux/>, 2010.
59. *P.Fouque, G.Paturel*, *Astron. Astrophys.*, 150, 192, 1985.
60. *E.Panko, P.Flin*, *Journal of Astron. Data*, 12, 1, 2006.
61. *R.Ungruhe, W.C.Saitter, H.W.Durbeck*, *Journal of Astron. Data*, 9, 1, 2003.
62. *G.Abell, H.Corwin, R.Olowin*, *Astrophys. J. Suppl.*, 70, 1, 1989.
63. *P.S.Wesson*, *Astron. Astrophys.*, 80, 269, 1979.
64. *L.Carrasco, M.Roth, A.Serrano*, *Astron. Astrophys.*, 106, 89, 1982.
65. *P.Brosche*, *Comm. Astrophys.*, 11, 213, 1986.
66. *D.J.Paz, F.Stasyszyn, N.D.Padilla*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 389, 1127, 2008.
67. *B.M.Schafer*, *International J. Modern Phys., D*, 18, 173, 2009.
68. *S.D.M.White*, *Astrophys. J.*, 286, 38, 1984.
69. *Y.Noh, J.Lee*, *astro-ph/0602575*, 2006.
70. *Y.Noh, J.Lee*, *Astrophys. J.*, 652, L71, 2006.
71. *Gonzalez-Sanchez, L.F.A.Teodoro*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 404, L11, 2010.
72. *W.Godlowski, M.Szydlowski, P.Flin, M.Biernacka*, *Gen. Rel. Grav.*, 35, 5, 907, 2003.
73. *G.Hinshaw, M.R.Nolta, C.L.Bennett et al.*, *Astrophys. J. Suppl.*, 170, 288, 2007.
74. *M.Demianski, A.G.Doroshkevich*, *Phys. Rev. D.*, 75, id.13517, 2007.
75. *P.Birch*, *Nature*, 298, 451, 1982.
76. *P.Birch*, *Nature*, 301, 736, 1983.
77. *B.Jones, R. van der Waygaert, M.Aragon-Calvo*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 408, 897, 2010.
78. *E.Tempel, R.S.Stoica, E.Saar*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 428, 1827, 2013.
79. *J.Lee*, *Astrophys. J.*, 732, 99, 2011.
80. *J.Lee, P.Erdogdu*, *Astrophys. J.*, 641, 1248, 2007.
81. *W.Godlowski, P.Flin*, *Astrophys. J.*, 708, 902, 2010.
82. *A.Smargon, R.Mandelbaum, N.Bahcall, M.Niederste-Ostholt*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 423, 856, 2012.
83. *H.Song, J.Lee*, *Astrophys. J.*, 748, 98, 2012.
84. *D.Hutsemekers*, *Astron. Astrophys.*, 332, 410, 1998.
85. *D.Hutsemekers, H.Lamy*, *Astron. Astrophys.*, 367, 381, 2001.
86. *D.Hutsemekers, R.Cabanac, H.Lamy, D.Sluse*, *Astron. Astrophys.*, 441, 915, 2005.
87. *S.A.Joshi, R.A.Batye, I.W.A.Browne et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 380, 162, 2007.
88. *N.Jackson, R.A.Batye, I.W.A.Browne et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 376, 371, 2007.
89. *D.Hutsemekers, B.Borguet, D.Sluse, R.Cabanac, H.Lamy*, *Astron. Astrophys.*, 520, L7, 2010.
90. *N.Agarwal, A.Kamal, P.Jain*, *Phys. Rev. D.*, 83, id. 065014, 2011.

ДИНАМИЧЕСКИЕ ОСОБЕННОСТИ СПИРАЛЬНЫХ ГАЛАКТИК В МЕСТНОЙ СИСТЕМЕ, СКОПЛЕНИИ СОМА И ЕГО ОКРЕСТНОСТЯХ

Н.Г.КОГОШВИЛИ¹, Т.М.БОРЧХАДЗЕ¹, А.Т.КАЛЛОГЛЯН²

Поступила 7 марта 2013

Основываясь на данных Сводного каталога галактик MERCG изучены динамические особенности спиральных галактик с абсолютной величиной $M \geq -20^m.6$ в Местной Системе галактик, в скоплении Сомы и его окрестностях. По измеренным значениям диаметров определялся радиус R_D , рассматриваемый как область, где возможна максимальная концентрация темной материи. Используя условие центробежного равновесия, вычислены динамические параметры M_{Dm} и M_{Dm}/L_D для спиральных галактик, а выводы теории передачи углового момента позволили оценить центральную поверхностную плотность μ_0 и угловой момент K звезд в этих галактиках. Сравнение динамических параметров спиральных галактик с абсолютной величиной $M \leq -20^m.6$ и $M \geq -20^m.6$ выявило статистически значимое превышение оценки фракции темной материи в галактиках с $M \geq -20^m.6$, их меньший размер и большее число в скоплении Сомы и его окрестностях.

Ключевые слова: *галактики: динамические особенности*

1. *Введение.* Несмотря на то, что темная материя не может быть обнаружена привычными средствами наблюдений: излучением, поглощением или рассеянием света, тем не менее ее присутствие проявляется путем гравитационного воздействия на окружение. Давно уже было замечено, что профиль кривых вращения спиральных галактик зависит от их светимости, отмеченный еще Рубин и др. [1]. Персик и Салукси [2] связали возрастание скорости к краю слабых спиральных галактик с существованием в них темной материи. Изучение кривых вращения спиральных галактик привело Персик и Салукси [3] к выводу об определяющей роли светимости спиральных галактик в распределении в них темной материи.

Целью нашей работы является изучение динамических особенностей спиральных галактик в Местной Системе галактик, а также в скоплении Сомы и его окружении с использованием данных о галактиках, собранных в Сводном Каталоге Галактик (MERCG) [4] и отобранных из каталогов: МКГ, Воронцов-Вельминов и др. [5], RCBG, Вокулер и др. [6], и различных списков. MERCG в настоящее время доступен на сайте <http://library.iliauni.edu.ge/galaxies.html> и приводит около 70 параметров для примерно 34000 галактик ярче, чем $m = 15.5$ по данным каталога Цвикки [7].

2. *Выборки галактик.* Основываясь на наблюдениях кривых вращения 58 спиральных галактик в широком диапазоне светимостей, Персик и Салукси [3] нашли корреляцию между светимостью этих галактик и формой их кривых вращения на основе B_T величин из RCBG каталога Вокулера и др. [6].

Как и в случае изучения распределения спиральных галактик в ряде скоплений [8] в качестве предельного значения светимости для спиральных галактик низкой светимости мы принимаем условно значение $M \geq -20^m.6$, которое соответствует абсолютной величине спиральной галактики N4321, характеризуемой крутым возрастанием скорости в кривой вращения, типичной для спиральных галактик низкой светимости, в которых предполагается больше фракции темной материи в сравнении с яркими спиральными галактиками (см. рис.4. в [2]).

В качестве значения постоянной Хаббла мы используем значение $H_0 = 75$ км/с/Мпк, близкое к значению 74.2 км/с/Мпк и измеренное Рисом и др. [9] на основе наблюдений, выполненных на Хаббловском Космическом Телескопе.

Абсолютная величина рассматриваемых галактик определялась с использованием видимой величины B_T^0 , исправленной за галактическое и внутреннее поглощение в [6].

В настоящей работе изучается распределение спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ в Местной Системе галактик, а также в скоплении Coma, его окружении в пределах 5-15 Мпк и в протяженной структуре (Grate Filament) [10].

3. *Распределение спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ в местной системе галактик.* Краан-Кортевег и Тамман [11] предложили рассматривать пространство, окружающее Местную Группу галактик и заполненное галактиками с лучевыми скоростями $V < 500$ км/с, как Местный Объем, который в этой работе мы рассматриваем как Местную Систему галактик. По данным MERCG каталога эта область содержит 199 галактик, включая 36 галактик в Местной Группе с отрицательными пекулярными скоростями. Абсолютные величины галактик в Местной Группе нами определялись на основе расстояний этих галактик, приведенных в [12], а также с использованием видимых B_T^0 звездных величин этих галактик по данным [6]. Распределение 199 галактик в Местной Системе вокруг галактики M31 в пределах 8 Мпк приведено на диаграмме Хаббла (рис.1) и отмечено открытыми кружками, а распределение 44 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ - заполненными кружками. Построение диаграммы Хаббла осуществлялось по формуле (1), приведенной нами в [13], по которой вычислялся V_n - объем усеченной пирамиды для определения расстояния каждой галактики от M31 и который затем пересчитывался в диаметр вписанного в усеченную

пирамиду шара:

$$V_n = \frac{4}{3H^3} (V_1^3 - V_2^3) \operatorname{tg} \frac{\delta_1 - \delta_2}{2} \operatorname{tg} \frac{(\alpha_1 - \alpha_2) \cos(\delta_1 + \delta_2)}{2} \quad (1)$$

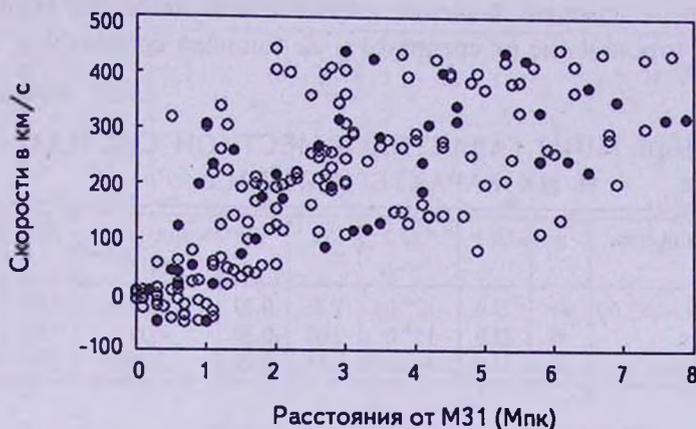


Рис.1. Диаграмма Хаббла для 199 галактик Местной Системы, которые отмечены открытыми кружками, из которых 44 спиральные галактики с $M \geq -20^m.6$ - заполненными.

На рис.2 представлено распределение 199 галактик Местной Системы (открытые кружки) и 44 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ (заполненные кружки) в экваториальных координатах.

Спиральные галактики с $M \geq -20^m.6$ составили в Местной Системе 22%, как и в скоплении Virgo [8]. Основным населением Местной системы являются слабые галактики: иррегулярные галактики типа Im и Ig, которые вместе со спиральными галактиками с $M \geq -20^m.6$ составляют по данным

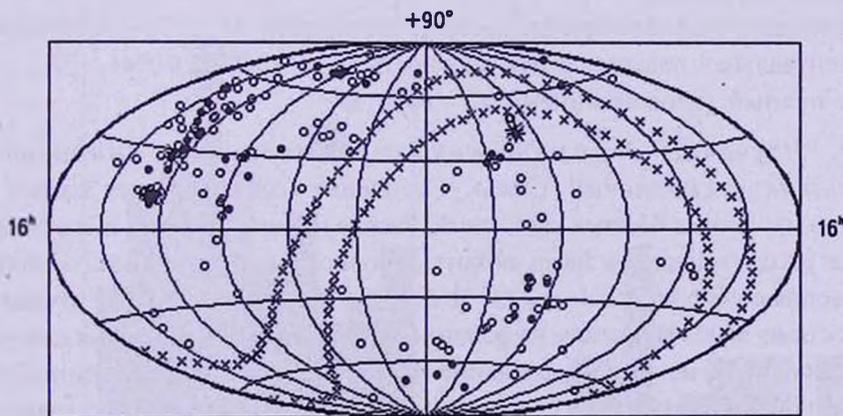


Рис.2. Распределение 199 галактик Местной Системы. Крестиками отмечена зона избегания галактик. Положение Галактики отмечено большой черной звездой с координатами $\alpha = 12^h 49^m$ и $\delta = 27^o 6'$, а положение Андромеды - черной звездой с координатами $\alpha = 00^h 42^m$ и $\delta = 41^o 16'$. Местный Мини-Вакуум находится в пределах $\alpha = 0^h - 6^h$.

MERC3 каталога 67%. Остальные 33% галактик - это, в основном, карликовые E и L галактики и только 3 яркие спиральные галактики с $M \leq -20^m.6$. Табл.1 приводит характеристики основных типов галактик в Местной Системе: среднее значение светимости и диаметра вместе с ошибками: Sd (отклонение от среднего) и Se (ошибка среднего).

Таблица 1

ОСНОВНЫЕ ТИПЫ ГАЛАКТИК В МЕСТНОЙ СИСТЕМЕ И ИХ ХАРАКТЕРИСТИКИ

Морфол. тип галактик	n	(%)	$\langle M \rangle$	Sd	Se	$\langle \text{диаметр} \rangle$ кпк	Sd	Se
Спир. гал. ($M \geq -20^m.6$)	44	22.0	$-17^m.04$	1.76	0.29	9.50	7.56	1.25
Иррегул. гал. Im	46	23.0	$-15^m.0$	2.02	0.30	4.39	3.88	0.57
Иррегул. гал. Igt	44	22.0	$-14^m.37$	1.51	0.22	3.20	2.56	0.39

Используя условие центробежного равновесия Персик и Салукси [3] выразили динамическую массу M_{dyn} и отношение M_{dyn}/L_B спиральной галактики в функции ее светимости L_B в единицах массы Солнца M_\odot , а область R_d галактики с радиусом $R_{opt} = 3.2 R_d$ рассматривали как область, где возможна максимальная концентрация темной и светлой материи. Значения M_{dyn} и M_{dyn}/L_B позволили нам вычислить значения центральной поверхностной плотности μ_0 и полного углового момента K , основываясь на теории переноса углового момента, рассмотренных Когошвили, Маласидзе и Борчхадзе в [14].

Для 44 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ были вычислены динамические параметры:

отношение динамической массы к светимости $M_{dyn}/L_B = \langle 4.50 \rangle \pm 0.49$,

центральная поверхностная плотность $\mu_0 = \langle 0.0139 \rangle \pm 0.0041$,

и полный угловой момент $K = \langle 86 \rangle \pm 183$.

4. *Изучение динамических характеристик спиральных галактик в скоплении Coma.* Скопление Coma является одним из хорошо изученных богатых скоплений. Распределение галактик в скоплении Coma рассматривалось нами вокруг условного геометрического центра скопления с координатами $\alpha = 13^h$ и $\delta = 28^\circ.5$ в пределах 5 Мпк с лучевыми скоростями 5000 ± 8000 км/с, на основе использования B_T^0 видимых величин галактик в [6], из-за чего реальное число галактик в скоплении Coma занижено. Было отобрано 115 галактик, из которых 26 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$, 23 спиральные галактики - с $M \leq -20^m.6$, 40E+L (эллиптических и линзообразных) галактик, а остальные 26 галактик по данным [6] - неопределенной классификации. На рис.3 приводится диаграмма Хаббла для галактик скопления Coma, на которой спиральные галактики с

$M \geq -20^m$.6 отмечены заполненными кружками, а остальные галактики скопления - открытыми кружками. Построение диаграммы Хаббла осуществлялось по формуле (1) аналогично построению диаграммы Хаббла для Местной Системы галактик.



Рис.3 Диаграмма Хаббла для 115 галактик скопления Сомма с лучевыми скоростями 5000+8000 км/с в пределах 5 Мпк от центра Сомма. 26 спиральных галактик с $M \geq -20^m$.6 отмечены заполненными кружками.

Одновременно на рис.4 приведены гистограммы распределения 115 галактик в скоплении Сомма (левая гистограмма) и отдельно 26 спиральных галактик с $M \geq -20^m$.6 (правая гистограмма), которые показывают концентрацию галактик, в том числе, и спиральных галактик с $M \geq -20^m$.6, вокруг

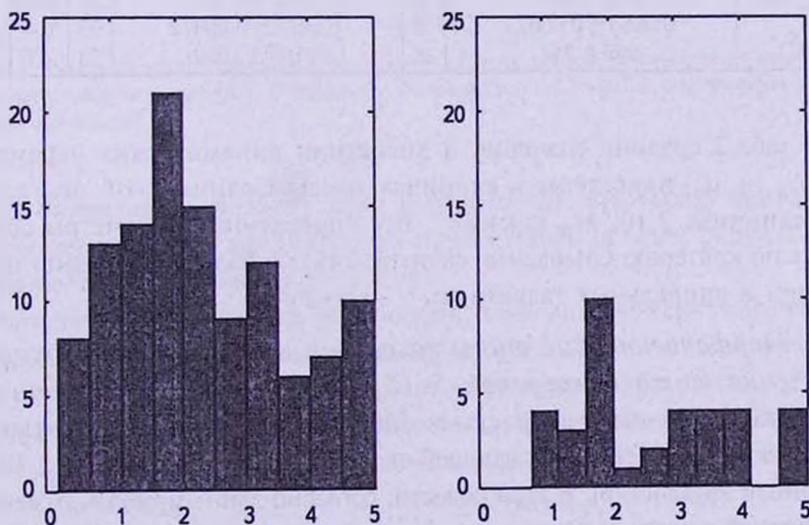


Рис.4. Гистограммы распределения 115 галактик (левая) и 26 спиральных галактик с $M \geq -20^m$.6 (правая) в скоплении Сомма.

центральной пары ярчайших галактик NGC 4889 и NGC 4874 и в SW сгущении галактик, изученное нами ранее в [13].

В табл.2 приводятся средние значения абсолютных величин и диаметров спиральных галактик ярче и слабее $-20^m.6$, а также эллиптических галактик вместе с их стандартными отклонениями и ошибками в скоплении Coma.

В табл.3 приведены значения динамических параметров: $M_{дин}/L_B$, μ_0 и K для 26 галактик с $M \geq -20^m.6$ и 22 галактик с $M \leq -20^m.6$ в скоплении Coma.

Таблица 2

ОСНОВНЫЕ ТИПЫ ГАЛАКТИК В СКОПЛЕНИИ СОМА И ИХ ХАРАКТЕРИСТИКИ

Морфол. тип галактик	n	(%)	$\langle M \rangle$	Sd	Se	$\langle \text{диаметр} \rangle$ кпк	Sd	Se
Спир. гал. ($M \geq -20^m.6$)	26	22.6	-20.13	0.26	0.05	23.3	4.1	0.8
Спир. гал. ($M \leq -20^m.6$)	23	20.0	-21.08	0.35	0.07	39.7	9.2	1.9
E и L галактики	40	34.8	-20.61	0.73	0.11	35.5	17.1	2.7

Таблица 3

ДИНАМИЧЕСКИЕ ПАРАМЕТРЫ СПИРАЛЬНЫХ ГАЛАКТИКИ В СКОПЛЕНИИ СОМА

Параметр	Спир. гал. с $M \geq -20^m.6$	n	Спир. гал. с $M \leq -20^m.6$	n	t	$1 - P(t)$
M	-20.13 ± 0.26	26	-21.08 ± 0.35	23	11.6	$<10^{-7}$
$M_{дин}/L_B$	3.64 ± 0.07	26	3.37 ± 0.10	23	10.7	$<10^{-7}$
μ_0	0.0083 ± 0.00023	26	0.0077 ± 0.00012	23	6.4	$<10^{-7}$
K	699 ± 241	26	3198 ± 1869	23	7.1	$<10^{-7}$

В табл.3 средние значения и дисперсии динамических параметров: $M_{дин}/L_B$ и μ_0 приведены в единицах массы Солнца $2 \cdot 10^{11} M_{\odot}/\text{кпк}^2$, а K - в единицах $2 \cdot 10^{11} M_{\odot} \text{кпк км с}^{-1}$. Все приведенные параметры сравнивались по критерию Стьюдента, свидетельствуя о большей фракции темной материи в спиральных галактиках с $M \geq -20^m.6$.

5. *Морфологические типы галактик в области, окружающей скопление Coma в пределах 5-15 Мпк.* Изучено распределение 141 галактики с лучевыми скоростями $5000 \leq V \leq 8000 \text{ км/с}$ и V_T^0 звездными величинами в области, окружающей скопление Coma в пределах 5-15 Мпк по данным каталога [6]. В этой области, согласно данным табл.4, отмечается увеличение числа спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ до $n = 49$ при незначительном увеличении их средних размеров.

В табл.4 приводятся средние значения абсолютных величин и диаметров

Таблица 4

ОСНОВНЫЕ ПАРАМЕТРЫ ГАЛАКТИК В ОБЪЕМЕ,
ОКРУЖАЮЩЕМ СКОПЛЕНИЕ СОМА 5-15 Мпк

Морфол. тип галактик	<i>n</i>	(%)	$\langle M \rangle$	<i>Sd</i>	<i>Se</i>	$\langle \text{диаметр} \rangle$ кпк	<i>Sd</i>	<i>Se</i>
Спир.гал. ($M \geq -20^m.6$)	49	34.8	-20.19	0.25	0.04	26.7	5.2	0.7
Спир.гал. ($M \leq -20^m.6$)	36	24.0	-21.00	0.32	0.05	39.0	10.1	1.7
Е и L галактики	20	14.0	-20.67	0.50	0.11	31.2	7.1	1.6

спиральных галактик ярче и слабее $-20^m.6$, а также эллиптических галактик в области, окружающей скоплению Сомы в пределах 5-15 Мпк.

Рис.5 приводит распределение галактик в экваториальных координатах в объеме 5-15 Мпк вокруг скопления Сомы.

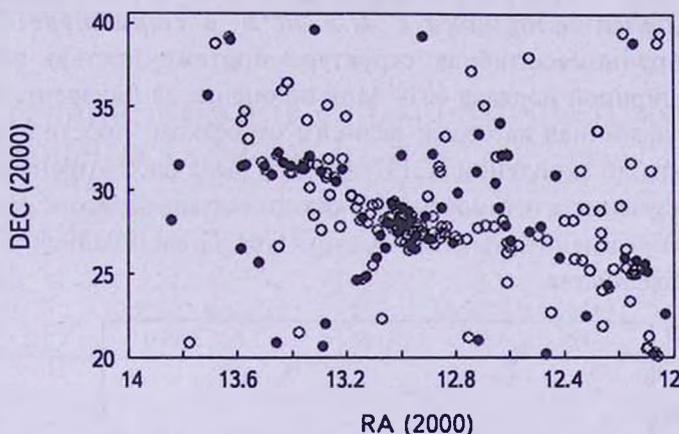


Рис.5. Распределение галактик в пределах 5-15 Мпк вокруг центра скопления Сомы в экваториальных координатах. Спиральные галактики с $M \geq -20^m.6$ изображены заполненными кружками.

Для спиральных галактик ярче и слабее $-20^m.6$ в табл.5 приведены вычисления значений динамических параметров в объеме, окружающем скопление Кома в пределах 5-15 Мпк.

Статистическая значимость различия значений динамических параметров, вычисленных для 49 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ и 36 спиральных галактик с $M \leq -20^m.6$ оценивалась по *t*-критерию Стьюдента.

В табл.5 средние значения и дисперсии вычисленных значений $M_{\text{дин}}/L_B$, μ_0 выражены в единицах массы Солнца $2 \cdot 10^{11} M_{\odot} / \text{кпк}^2$, а K - в $2 \cdot 10^{11} M_{\odot} \text{кпк км с}^{-1}$.

Результаты сравнения динамических параметров спиральных галактик, различающихся по светимости ($M \geq -20^m.6$) и ($M \leq -20^m.6$) в объеме, окружающем скопление Сомы в пределах 5-15 Мпк с использованием

СРЕДНИЕ ЗНАЧЕНИЯ ДИНАМИЧЕСКИХ ПАРАМЕТРОВ
СПИРАЛЬНЫХ ГАЛАКТИК В ОБЪЕМЕ, ОКРУЖАЮЩЕМ
СКОПЛЕНИЕ СОМА В ПРЕДЕЛАХ 5-15 Мпк

Параметр	Спир. гал. с $M \geq -20^m.6$	n	Спир. гал. с $M \leq -20^m.6$	n	t	$1 - P(t)$
M	-20.19 ± 0.24	49	-21.00 ± 0.32	36	12.8	$< 10^{-7}$
M_{dyn}/L_B	3.62 ± 0.07	49	3.40 ± 0.08	36	15.1	$< 10^{-7}$
μ_0	0.0082 ± 0.00022	49	0.0077 ± 0.0001	36	13.2	$< 10^{-7}$
K	749 ± 259	49	2809 ± 2055	36	6.0	$< 10^{-7}$

критерия Стьюдента показывают наибольшие оценки этих параметров, подтверждая предположение о присутствии большей фракции темной материи в слабых спиральных галактиках в сравнении с яркими.

6. *Спиральные галактики с $M \geq -20^m.6$ в структуре "Great Filament"*. Крупномасштабная структура протяженностью порядка $150 h^{-1}$ Мпк и шириной порядка $60 h^{-1}$ Мпк по оценке де Лапарент, Геллер и Хухра [10], названная авторами великим отростком, простирается от скопления Сомы до скоплений A2197/A2199 и была рассмотрена нами с точки зрения изучения в ней морфологического состава галактик. На рис.6 приведено распределение галактик в структуре Great Filament в экваториальных координатах.

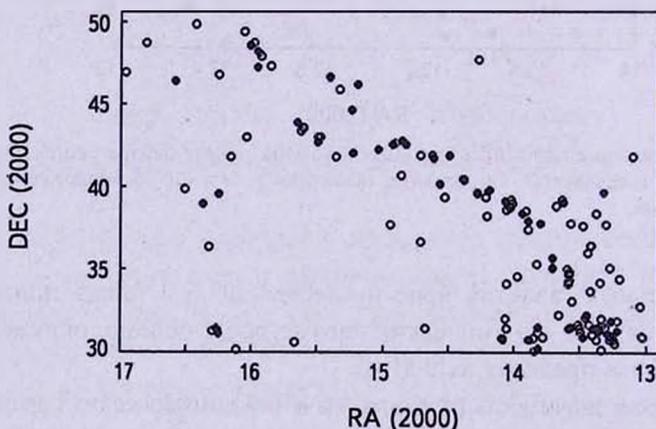


Рис.6. Распределение 151 галактики в структуре "Great Filament" в экваториальных координатах представлено открытыми кружками, в то время как 48 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ - заполненными.

Основываясь на данных MERCG, была отобрана 151 галактика в структуре галактик "Great Filament". В табл.6 приводятся средние значения абсолютных величин и диаметров рассмотренных типов галактик. Привлекает

внимание близость размеров средних диаметров галактик рассмотренных типов в скоплении Coma, его окружении 5-15 Мпк, а также в структуре "Great Filament", что проявляется как в вычислениях значений динамических параметров так и в их оценках на основе t -критерия Стьюдента, приведенных в табл.7.

Таблица 6

ОСНОВНЫЕ ПАРАМЕТРЫ ГАЛАКТИК В СТРУКТУРЕ
"GREAT FILAMENT"

Морфол. тип галактик	n	(%)	$\langle M \rangle$	Sd	Se	$\langle \text{диаметр} \rangle$ кпк	Sd	Se
Спир.гал. ($M \geq -20^m.6$)	48	22.2	-20.11	0.33	0.05	29.4	3.7	0.5
Спир.гал. ($M \leq -20^m.6$)	42	19.5	-21.08	0.35	0.05	39.6	4.4	0.7
Е и L галактики	19	8.8	-20.65	0.50	0.11	30.8	4.5	1.0

Таблица 7

СРЕДНИЕ ЗНАЧЕНИЯ ДИНАМИЧЕСКИХ ПАРАМЕТРОВ
СПИРАЛЬНЫХ ГАЛАКТИК В СТРУКТУРЕ "GREAT FILAMENT"

Параметр	Спир. гал. с $M \geq -20^m.6$	n	Спир. гал. с $M \leq -20^m.6$	n	t	$1 - P(t)$
M	-20.11 ± 0.33	48	-21.08 ± 0.35	42		
$M_{дин} / L_B$	3.64 ± 0.09	48	3.37 ± 0.10	42	13.7	$<10^{-7}$
μ_0	0.0083 ± 0.0003	48	0.0077 ± 0.00013	42	12.8	$<10^{-7}$
K	699 ± 303	48	3299 ± 2368	42	7.1	$<10^{-7}$

В табл.7 средние значения и дисперсии вычисленных значений $M_{дин}/L_B$, μ_0 выражены в единицах массы Солнца $2 \cdot 10^{11} M_{\odot} / \text{кпк}^2$, а K - в $2 \cdot 10^{11} M_{\odot} \text{кпк км с}^{-1}$.

Значения критерия Стьюдента свидетельствуют о статистически значимом различии динамических параметров, оцененных для спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ и $M \leq -20^m.6$ в структуре "Great Filament".

7. *Обсуждение результатов.* Несмотря на то, что общее число галактик в каталоге MERCG составляет 33526 галактик до $m = 15.5$ по данным Цвикки [7], галактики отбирались в Местную Систему и скопление Coma вместе с его окружением на основе включенных в каталог исправленных лучевых скоростей и исправленной за наклон и галактическое поглощение V_T^0 величины по данным [6]. Таких галактик в каталоге 3823. Этим объясняется заниженное число галактик в рассмотренных нами Местной Системе и скоплении Coma вместе с его окружением.

Известно, что в Местной Системе основным населением являются слабые галактики типа Im и Ig, а спиральные галактики низкой светимости

с $M \geq -20^m.6$ составляют в ней 22%. Привлекают внимание малые размеры диаметров спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ в Местной Системе, по которым определялся радиус $R_D = R_{opt}/3.2$ в табл.1 и соответственно высокие значения динамических параметров, что обусловлено близостью этих галактик к нам в сравнении с оценками средних диаметров спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ в скоплении Coma и его окружении. Это может свидетельствовать о зависимости оценки фракции темной материи в спиральных галактиках от их размеров, что означает, что в каталоги, содержащие галактики до 16^m не могли попасть слабые галактики удаленных групп и скоплений, аналогичные галактикам Местной Системы.

Изучение распределения 115 галактик в скоплении Coma в пределах 5 Мпк выявило 26 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ со средним размером 23.3 кпк, а также 23 спиральные галактики с $M \leq -20^m.6$ и размером 39.7 кпк. Вычисление динамических параметров для спиральных галактик ярче и слабее $-20^m.6$ и их сравнение на основе использования t -критерия Стьюдента, показало статистически значимое превышение фракции темной материи в спиральных галактиках с $M \geq -20^m.6$ в скоплении Coma, что составило 22.6% в оценке числа галактик с темной материей в скоплении.

В то же время распределение 141 галактики в области, окружающей скопление Coma в пределах 5-15 Мпк, выявило 49 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ и 36 галактик с $M \leq -20^m.6$, а сравнения их динамических параметров по светимости с использованием критерия Стьюдента показало большее различие. Оценка числа галактик с темной материей в области, окружающей скопление Coma в пределах 5-15 Мпк, составила 36%.

Изучение динамических параметров спиральных галактик, различающихся по светимости в протяженной крупномасштабной структуре "Great Filament" с общим числом галактик $n = 151$, также свидетельствует о статистически значимом превышении фракции темной материи в 48 спиральных галактиках с $M \geq -20^m.6$, что составило 32%.

8. Выводы. По измеренным значениям диаметров спиральных галактик R_{opt} в MERCG каталоге определялся радиус $R_d = R_{opt}/3.2$, в пределах которого возможна максимальная концентрация темной и светлой материи. Используя условие центробежного равновесия, динамическая масса спиральных галактик выражена в функции их светимости и вычислены значения M_{dyn} и M_{dyn}/L_B , а основываясь на теории переноса углового момента, определены значения центральной поверхностной плотности μ_0 и полного углового момента K звезд в спиральных галактиках.

Изучение динамических параметров 44 спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ (22%) в Местной Системе выявило наиболее высокие значения этих параметров, что обусловлено малыми размерами спиральных галактик, объяснимое большей близостью этих галактик.

Аналогично, в скоплении Coma, его окружении в пределах 5-15 Мпк и в структуре "Great Filament" отмечается превалирование числа спиральных галактик с $M \geq -20^m.6$ по числу и меньшим размерам галактик, а также по высоким оценкам динамических параметров, что может свидетельствовать о большей фракции темной материи в спиральных галактиках с $M \geq -20^m.6$.

¹ Абастуманская астрофизическая обсерватория им. Е.К.Харадзе,
Государственный университет им. Или,
Грузия, e-mail: nmnt@yahoo.com

² Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна,
Армения, e-mail: astrofiz@sci.am

DYNAMICAL PECULARITIES OF SPIRAL GALAXIES IN THE LOCAL SYSTEM, THE COMA CLUSTER AND ITS SURROUNDING AREA

N.KOGOSHVILI¹, T.BORCHKHADZE¹, A.T.KALLOGHLIAN²

On the basis of data in the Merged Catalogue of Galaxies (MERC G) we have studied the dynamical properties of spiral galaxies with $M \geq -20^m.6$ in the Local System of galaxies, the Coma cluster and its surrounding areas. Measured values of diameters of galaxies were used for defining the radius R_D , which was considered as the place where the maximum concentration of dark matter is possible. Based on the condition of centrifugal equilibrium the dynamical parameters M_{dyn} and $M_{d,m}/L_B$ of spiral galaxies were determined. The theory of angular momentum transfer allowed us to estimate the central surface density μ_0 and full angular momentum K of stars in these galaxies. The comparison of dynamical parameters of spiral galaxies with the absolute magnitude $M \leq -20^m.6$ and $M \geq -20^m.6$ revealed a statistically significant exceeding in the estimation of dark matter fraction in galaxies with $M \geq -20^m.6$, their smaller sizes and more number in the Coma cluster and its surrounding regions.

Key words: *galaxies: dynamical properties*

ЛИТЕРАТУРА

1. *V.C.Rubin, W.K.Jr.Ford, N.Thonnard*, *Astrophys. J.*, 238, 41, 1980.
2. *M.Persic, P.Salucci*, *Astrophys. J.*, 355, 44, 1990.
3. *M.Persic, P.Salucci*, *Astrophys. J.*, 368, 60, 1991.
4. *Н.Г.Когошвили, Т.М.Борчхадзе*, *Абастум. астрофиз. обсерв. Бюлл.*, 77, 2004. (Сводный Каталог MERCG доступен на сайте <http://library.iliauni.edu.ge/galaxies.html>).
5. *Б.А.Воронцов-Вельяминов, А.А.Красногорская, В.П.Архипова*, МКГ, I-V, 1962-1974.
6. *G. de Vaucouleurs, A. de Vaucouleurs, H.G.Corwin et al.*, RCBG, Springer-Verlag, 1991.
7. *F.Zwicky*, CGCG I-VI vv, CIT, Pasadena, 1961-1968.
8. *Н.Г.Когошвили, Т.М.Борчхадзе*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 2012.
9. *A.Riess et al.*, *Astrophys. J.*, 699, 539, 2009.
10. *V. de Lapparent, M.J.Geller, J.P.Huchra*, *Astrophys. J.*, 302, L1, 1986.
11. *R.C.Kraan-Korteweg, G.A.Tammann*, *Astron. Nachr.*, 300, 181, 1979.
12. *I.D.Karachentsev, W.E.Huchtmeier et al.*, *Astron. J.*, 127, 2031, 2004.
13. *Н.Г.Когошвили, Т.М.Борчхадзе, А.Т.Каллогли*, *Астрофизика*, 48, 515, 2005.
14. *Н.Г.Когошвили, Г.А.Маласидзе, Т.М.Борчхадзе*, *Астрофизика*, 52, 75, 2009.

BVRI CCD-ФОТОМЕТРИЯ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ В ОКРЕСТНОСТЯХ ГАЛАКТИК С АКТИВНЫМИ ЯДРАМИ. V

В.Т.ДОРОШЕНКО¹, С.Г.СЕРГЕЕВ², Ю.С.ЕФИМОВ², Г.А.БОРМАН²,
Д.Н.ОХМАТ², Н.Г.ПУЛАТОВА^{2,3}, С.В.НАЗАРОВ²

Поступила 17 мая 2013

Принята к печати 12 июня 2013

Представлены результаты наблюдений 79 звезд сравнения в окрестностях семи сейфертовских галактик (Аkn 79, Mrk 374, Mrk 382, Mrk 478, Mrk 493, Mrk 618 и Mrk 1513) и одного квазара (СТА 102). Наблюдения проводились с матричным фотометром в полосах *B, V, R, I*. Диапазон звездных величин исследуемых звезд в полосе *V* от 12^m.9 до 18^m.4. Типичная фотометрическая ошибка для звезд 15-й звездной величины составляет 0^m.008, 0^m.011, 0^m.009 и 0^m.015 в полосах *BVRI*, соответственно. Для большинства звезд *B, V, R, I* величины ранее не были известны. В поле галактики Mrk 478 обнаружена переменная звезда, меняющая свой блеск с периодом $P=0.1705$ суток, а в окрестности галактики Mrk 1513 среди выбранных звезд оказалась переменная с периодом $P=0.2211$ суток. Возможно, эти звезды относятся к контактными двойным системам типа *W UMa* с орбитальным периодом 0.341 и 0.4422 суток, соответственно. Карты для отождествления звезд прилагаются. Результаты исследования могут быть использованы для дифференциальной фотометрии ядер.

Ключевые слова: *внегалактическая астрономия: звезды сравнения: фотометрия*

1. *Введение.* Данные о звездах сравнения необходимы для исследования переменности небесных объектов и, в частности, для изучения фотометрического поведения ядер активных галактик (AGN), а также для сравнения наших данных об исследуемых AGN с данными из литературы для того, чтобы получить наиболее полную кривую блеска переменного ядра во времени. Некоторые из исследуемых объектов имеют большую амплитуду переменности (больше одной звездной величины). Поэтому для более точных оценок блеска переменного ядра нужны стандартные звезды разной яркости. Кроме того, для анализа цветовой переменности нужны наблюдения в разных спектральных полосах. Однако для большинства изучаемых нами объектов недостаточно литературных данных об абсолютной калибровке звезд сравнения: либо звезды, используемые ранее другими авторами, были слишком яркие, либо они расположены на небе далеко от исследуемого объекта, либо имелись измерения в довольно ограниченном спектральном интервале (всего в 1-3 спектральных участках). Поэтому, занимаясь иссле-

дованием переменности активных ядер галактик, мы продолжили систематическую работу по калибровке звезд в полях AGN. Четыре работы по фотометрии звезд сравнения в окрестностях AGN были опубликованы нами ранее [1-4]. В течение 2009-2012гг. наш список пополнился несколькими новыми объектами: сейфертовскими галактиками Akn 79, Mrk 374, Mrk 382, Mrk 478, Mrk 493, Mrk 618, Mrk 1513 и квазаром - СТА 102. Для них мы получили оценки звезд, выбрав для каждой галактики от 8 до 12 звезд разной яркости и исследовав эти звезды на переменность в полосах *B*, *V*, *R*, *R1*, *I*. Всего нами исследованы 79 звезд в указанных полях.

2. *Наблюдения и измерения.* Все наблюдения выполнены в прямом фокусе 70-см телескопа Крымской астрофизической обсерватории с помощью CCD-камеры Ap7p. Масштаб кадров 1.755"/пиксел. Все оборудование, процесс наблюдений, редукция данных и способ оценки ошибок не менялись с начала наших наблюдений в 2001г. Подробное описание процесса обработки дано в первой части работы [1]. Все фотометрические редукции выполнялись с помощью пакета программ для апертурной фотометрии CCDPROC и CCDPHOT, разработанных С.Г.Сергеевым. Здесь напомним только, что упомянутый выше фильтр *R1* больше соответствует фильтру *I* в системе Кузинса, в то время как другие фильтры больше соответствуют фильтрам в стандартной системе Джонсона. Все кадры с изображением исследуемого объекта после вычитания из него изображений байеса и темнового тока, очищенных от "выбросов", а также после учета чистого изображения плоского поля, измерялись методом апертурной фотометрии с диаметром апертуры 13"-15", а фон неба определялся в кольцевой апертуре вокруг каждого объекта.

Для калибровки звезд использовались только хорошие в фотометрическом отношении ночи, когда среднеквадратичные отклонения потока от звезды во время нескольких (от 4-х до 6-ти) наблюдений в течение ночи составляли 2-4% и когда было приличное качество изображения, что при масштабе наших кадров (1.755"/пиксел) было бы не хуже 5".

Обычно в поле каждого исследуемого объекта выбиралась одна основная звезда, которая, как правило, была более яркая и близкая к исследуемой галактике, находящейся в центре кадра. Это делалось для того, чтобы измерения блеска основной звезды имели бы достаточно малую ошибку. Для калибровки основной звезды использовались вторичные стандарты в полях тех галактик, которые наблюдались в ту же ночь, что и исследуемый нами объект в интервале $\pm(1-2)$ часа от времени наблюдения исследуемой галактики. В каждом фильтре мы использовали от 3-х до 7-ми хороших ночей для калибровки основной звезды, а затем вычисляли средневзвешенную величину по всем калибровкам и ошибку среднего. Атмосферная экстинкция измерялась в каждую из выбранных ночей по звездам с известными звездными величинами в тех полях, которые служили вторичными стандартами.

Таблица 1

СПИСОК ГАЛАКТИК, ДЛЯ КОТОРЫХ ПОЛУЧЕНЫ *BVRl* ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ

Название	Координаты (2000)		Тип
	α	δ	
Akn 79	02:17:23.1	+38:24:49.9	Sy2
Mrk 618	04:36:22.2	-10:22:34.7	NLS1 ¹
Mrk 374	06:59:38.1	+54:11:47.3	Sy1
Mrk 382	07:55:25.3	+39:11:09.8	NLS1 ¹
Mrk 478	14:42:07.4	+35:26:23.1	NLS1 ¹
Mrk 493	15:59:09.7	+35:01:47.3	NLS1 ¹
Mrk 1513 ²	21:32:27.8	+10:08:19.2	Sy1
CTA 102	22:32:36.4	+11:43:50.8	QSO

¹ [5]² = II Zw 136.

Итак, основная звезда с учетом атмосферной экстинкции калибровалась относительно нескольких стандартных полей, полученных в ту же самую ночь во всех пяти фильтрах. Таких оценок набиралось несколько десятков. Типичная неопределенность метода составила $0^m.008$ для звезды 15-й звездной величины. Эта ошибка включает в себя как ошибку в оценке экстинкции, так и ошибку в звездных величинах основных звезд в полях, используемых нами в качестве вторичных стандартов.

В качестве кандидатов в звезды сравнения в поле каждой галактики выбирались 8-12 звезд, среди которых были звезды несколько более яркие и более слабые, чем ядро галактики. Далее дифференциальная фотометрия всех кандидатов в звезды сравнения проводилась относительно звезды, принятой в качестве основной для данной галактики. При этом, используя все наблюдения данного объекта, мы получали кривые блеска всех выделенных звезд относительно основной звезды и далее по критерию χ^2 могли оценить, переменна звезда или нет. Это позволило выявлять среди них явно переменные звезды, которые можно было исследовать далее.

Затем, учитывая уравнения преобразования инструментальной системы в стандартную систему Джонсона-Кузинса, которые обсуждались в работе [1], мы вычисляли звездные величины в интернациональной системе *B, V, R, I*. Поскольку наш фильтр *R1* близок к фильтру *I* системы Кузинса, то мы получили две системы звездных величин в полосе *I*, которые в таблице обозначены как *Ic1* и *Ic2*. Легко убедиться, что колонки *Ic1* и *Ic2* дают близкие (в пределах ошибок) значения, что является свидетельством правильности уравнений трансформации инструментальной системы в международную Джонсона-Кузинса. Координаты исследованных полей AGN - в табл.1.

3. *Результаты.* Средневзвешенные *BVRl* звездные величины звезд

сравнения вместе с ошибками среднего можно найти в табл.2. Оценка ошибок сделана так, как описано в [1] и включает ошибку калибровки основной звезды в поле галактики. Координаты, приведенные в таблице, взяты из интерактивной программы ALADIN. Звездочкой вблизи номера звезды в первой колонке отмечены основные звезды, калибровка которых проводилась только в хорошие фотометрические ночи. Полей с уже известными величинами звезд, используемых как вторичные стандарты, в

Таблица 2

BVRI ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ В ОКРЕСТНОСТЯХ AGN

Объект	Координаты (2000)		B		V		R		Ic1		Ic2		
	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
Акн 79	02:17:23.1	+38:24:49.9											
01	02:17:15.7	+38:25:18.4	16.200	0.014	15.113	0.004	14.549	0.008	14.036	0.007	14.043	0.005	
02	02:17:10.0	+38:27:51.6	15.404	0.008	14.619	0.008	14.203	0.005	13.824	0.008	13.840	0.008	
03*	02:17:12.2	+38:22:59.9	14.492	0.017	13.366	0.009	12.740	0.012	12.209	0.010	12.219	0.009	
04	02:17:34.4	+38:23:26.2	16.161	0.007	15.131	0.006	14.593	0.002	14.132	0.007	14.143	0.013	
05	02:17:33.2	+38:26:22.8	15.489	0.010	14.636	0.002	14.158	0.005	13.737	0.012	13.753	0.004	
06	02:17:04.7	+38:22:48.1	14.214	0.004	13.326	0.004	12.854	0.003	12.420	0.004	12.426	0.003	
07	02:17:06.3	+38:22:50.9	14.856	0.006	14.223	0.002	13.873	0.002	13.549	0.007	13.564	0.008	
08	02:17:40.0	+38:23:56.4	13.787	0.002	13.000	0.005	12.571	0.004	12.192	0.004	12.204	0.003	
09	02:17:40.3	+38:23:11.0	16.531	0.010	15.292	0.017	14.574	0.005	13.957	0.010	13.960	0.004	
10	02:17:17.0	+38:21:34.4	15.771	0.001	14.943	0.005	14.484	0.009	14.067	0.008	14.077	0.003	
11	02:17:25.9	+38:21:03.6	16.151	0.009	15.140	0.006	14.585	0.013	14.121	0.009	14.123	0.008	
12	02:17:27.3	+38:20:07.9	15.380	0.003	14.233	0.003	13.645	0.005	13.127	0.005	13.134	0.005	
13	02:17:28.8	+38:19:48.5	13.736	0.003	12.977	0.004	12.566	0.004	12.199	0.005	12.212	0.003	
14	02:17:27.7	+38:25:23.3	16.332	0.019	15.601	0.015	15.202	0.003	14.852	0.013	14.847	0.023	
Mrk 618	04:36:22.3	-10:22:34.7											
01	04:36:24.2	-10:24:20.8	15.832	0.018	14.963	0.013	14.480	0.008	14.074	0.010	14.095	0.006	
02	04:36:21.6	-10:26:47.7	17.321	0.052	16.614	0.047	16.145	0.022	15.752	0.028	15.769	0.037	
03	04:36:15.5	-10:25:29.2	18.556	0.119	17.020	0.047	15.795	0.008	14.512	0.013	14.525	0.008	
04*	04:36:05.3	-10:25:50.0	15.222	0.007	14.216	0.005	13.625	0.006	13.111	0.004	13.125	0.004	
05	04:36:06.3	-10:21:46.1	13.906	0.011	13.249	0.006	12.861	0.005	12.496	0.006	12.514	0.007	
06	04:36:17.2	-10:19:52.7	17.845	0.068	16.430	0.030	15.361	0.014	14.281	0.009	14.307	0.013	
07	04:36:33.2	-10:17:55.9	17.811	0.078	16.755	0.031	16.119	0.019	15.542	0.032	15.572	0.031	
08	04:36:32.2	-10:21:58.7	16.069	0.025	15.249	0.016	14.778	0.010	14.358	0.010	14.374	0.011	
09	04:36:33.2	-10:25:06.4	15.508	0.014	14.970	0.009	14.624	0.007	14.296	0.007	14.325	0.010	
10	04:36:29.9	-10:28:04.4	16.419	0.021	15.601	0.010	15.139	0.010	14.743	0.014	14.759	0.015	
Mrk 374	06:59:38.1	+54:11:47.3											
01	06:59:39.1	+54:11:22.5	15.834	0.014	14.872	0.010	14.337	0.006	13.881	0.007	13.878	0.007	
02	06:59:44.8	+54:12:00.3	15.570	0.011	14.900	0.010	14.520	0.005	14.181	0.008	14.181	0.008	
03*	06:59:46.7	+54:13:26.8	15.089	0.006	14.139	0.004	13.625	0.005	13.147	0.005	13.145	0.005	
04	06:59:38.2	+54:13:53.5	17.906	0.060	16.674	0.031	15.935	0.012	15.301	0.012	15.301	0.015	
05	06:59:52.0	+54:11:51.2	14.798	0.005	14.051	0.006	13.638	0.003	13.277	0.003	13.276	0.004	
06	06:59:57.5	+54:11:53.5	14.780	0.008	14.087	0.005	13.688	0.003	13.328	0.004	13.328	0.003	
07	06:59:32.2	+54:10:24.0	13.378	0.007	12.892	0.005	12.588	0.004	12.307	0.004	12.305	0.004	
08	06:59:33.7	+54:09:27.2	14.153	0.007	13.163	0.006	12.625	0.004	12.131	0.005	12.122	0.004	

Таблица 2 (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
Mrk 382	07:55:25.3	+39:11:09.8										
01*	07:55:07.4	+39:11:11.9	15.122	0.005	14.565	0.011	14.251	0.005	13.944	0.003	13.947	0.004
02	07:55:18.1	+39:14:12.5	15.967	0.013	15.454	0.017	15.134	0.011	14.795	0.010	14.801	0.015
03	07:55:26.3	+39:14:20.1	15.763	0.012	15.153	0.012	14.808	0.009	14.479	0.009	14.481	0.015
04	07:55:21.0	+39:15:32.7	15.326	0.010	14.629	0.011	14.246	0.007	13.871	0.010	13.872	0.008
05	07:55:53.7	+39:12:14.8	15.603	0.011	14.799	0.010	14.352	0.010	13.943	0.012	13.944	0.008
06	07:55:52.5	+39:10:55.1	15.872	0.015	14.940	0.012	14.439	0.011	13.963	0.010	13.965	0.012
07	07:55:49.9	+39:08:51.6	15.457	0.013	14.690	0.010	14.274	0.008	13.887	0.009	13.889	0.008
08	07:55:22.3	+39:09:34.1	14.329	0.007	13.372	0.004	12.829	0.006	12.340	0.006	12.346	0.007
09	07:55:24.9	+39:08:15.0	14.201	0.009	13.436	0.006	13.024	0.008	12.643	0.007	12.648	0.008
10	07:55:11.9	+39:06:09.2	14.675	0.011	14.121	0.006	13.795	0.009	13.485	0.009	13.490	0.009
Mrk 478	14:42:07.5	+35:26:23.1										
01*	14:42:00.3	+35:24:28.6	14.429	0.005	13.831	0.005	13.472	0.003	13.130	0.003	13.133	0.004
02	14:42:50.9	+35:21:35.6	14.832	0.007	14.118	0.007	13.714	0.005	13.338	0.004	13.343	0.007
03	14:42:44.5	+35:29:27.5	16.634	0.032	15.312	0.013	14.619	0.010	13.966	0.007	13.955	0.011
04 var	14:42:00.5	+35:28:09.5	16.228	0.095	15.571	0.093	15.185	0.084	14.812	0.080	14.844	0.084
05	14:42:04.0	+35:28:03.4	15.224	0.010	14.619	0.008	14.263	0.006	13.922	0.007	13.930	0.009
05*	14:42:04.0	+35:28:03.4	15.228	0.005	14.621	0.004	14.258	0.003	13.917	0.003	13.923	0.004
06	14:42:15.5	+35:30:13.7	15.724	0.012	15.172	0.012	14.855	0.010	14.557	0.013	14.565	0.011
07	14:42:33.6	+35:28:28.2	16.541	0.024	15.918	0.012	15.543	0.012	15.191	0.014	15.195	0.018
08	14:42:05.7	+35:21:52.9	16.288	0.016	15.387	0.009	14.873	0.008	14.432	0.011	14.434	0.012
Mrk 493	15:59:09.7	+35:01:47.3										
A*	15:59:17.1	+35:03:24.0	15.472	0.014	14.809	0.011	14.418	0.009	14.051	0.011	14.051	0.011
B	15:58:59.1	+35:03:49.0	15.575	0.009	14.940	0.006	14.553	0.007	14.186	0.009	14.183	0.008
B*	15:58:59.1	+35:03:49.0	15.559	0.010	14.945	0.012	14.541	0.009	14.178	0.008	14.175	0.008
C	15:59:12.8	+34:59:12.5	14.749	0.007	14.213	0.006	13.881	0.006	13.573	0.005	13.573	0.008
D	15:59:09.0	+35:03:31.1	16.494	0.016	15.781	0.011	15.363	0.009	14.962	0.010	14.959	0.015
E	15:59:22.2	+35:02:06.9	16.677	0.021	15.610	0.010	15.022	0.007	14.539	0.009	14.540	0.010
F	15:59:22.1	+35:01:25.6	16.341	0.015	15.149	0.011	14.438	0.008	13.845	0.008	13.846	0.009
G	15:59:09.9	+35:02:50.9	19.322	0.244	18.128	0.083	17.338	0.041	16.618	0.047	16.609	0.045
H	15:59:10.1	+35:00:42.9	19.157	0.204	18.396	0.129	18.005	0.077	17.555	0.107	17.304	0.137
01	15:59:07.7	+35:05:52.0	14.194	0.009	13.628	0.005	13.296	0.005	12.992	0.006	12.996	0.007
02	15:59:30.6	+35:03:39.6	14.122	0.008	13.414	0.006	13.002	0.005	12.624	0.005	12.624	0.008
03	15:58:48.8	+34:56:15.1	14.770	0.011	13.743	0.008	13.200	0.007	12.702	0.007	12.696	0.008
04	15:59:25.6	+34:57:56.3	15.780	0.016	14.699	0.010	14.057	0.009	13.518	0.008	13.513	0.009
Mrk 1513	21:32:27.8	+10:08:19.2										
01	21:32:22.3	+10:07:49.6	15.576	0.016	14.737	0.013	14.262	0.008	13.870	0.010	13.873	0.010
03*	21:32:39.6	+10:08:33.6	14.738	0.013	13.839	0.009	13.321	0.007	12.898	0.005	12.902	0.006
05	21:32:25.3	+10:13:00.5	16.038	0.020	15.190	0.014	14.705	0.010	14.276	0.011	14.281	0.011
06	21:32:22.4	+10:11:52.5	15.902	0.017	14.929	0.011	14.378	0.007	13.880	0.008	13.883	0.010
07	21:32:36.6	+10:04:26.2	14.945	0.010	14.058	0.008	13.559	0.005	13.147	0.005	13.146	0.007
08	21:32:43.8	+10:05:33.8	16.158	0.021	15.248	0.014	14.725	0.009	14.269	0.010	14.267	0.011
09 var	21:32:42.5	+10:09:22.4	13.683	0.039	13.077	0.036	12.710	0.035	12.406	0.034	12.415	0.032
10	21:32:07.0	+10:09:57.3	14.106	0.010	13.486	0.006	13.108	0.006	12.784	0.007	12.786	0.007
11	21:32:07.3	+10:04:07.6	15.196	0.012	14.565	0.009	14.191	0.006	13.847	0.009	13.846	0.011
CTA 102	22:32:36.4	+11:43:50.8										
01*	22:32:22.2	+11:42:23.8	14.693	0.008	13.958	0.005	13.532	0.006	13.175	0.004	13.173	0.004
02	22:32:24.0	+11:44:24.0	16.216	0.037	14.881	0.007	14.049	0.008	13.362	0.005	13.364	0.009

Таблица 2 (окончание)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
03	22:32:39.8	+11:43:48.3	18.716	0.184	17.830	0.121	17.295	0.070	16.857	0.080	16.873	0.035
04	22:32:42.9	+11:40:40.3	15.196	0.007	14.168	0.008	13.577	0.005	13.057	0.004	13.053	0.005
05	22:32:50.3	+11:42:41.4	16.624	0.026	15.719	0.009	15.212	0.013	14.794	0.011	14.792	0.029
06	22:32:51.5	+11:41:50.2	16.157	0.013	15.404	0.008	14.924	0.012	14.504	0.009	14.504	0.007
07	22:32:39.8	+11:45:53.2	18.994	0.141	17.877	0.109	17.163	0.043	16.560	0.036	16.554	0.056
08	22:32:32.8	+11:42:44.7	17.045	0.046	16.313	0.015	15.856	0.022	15.500	0.020	15.489	0.021
09	22:32:27.7	+11:42:39.8	17.080	0.044	16.066	0.018	15.487	0.012	14.995	0.011	14.994	0.012

течение 3-7 хороших стабильных ночей, оказывалось, как правило, более десятка. А самих оценок блеска основных звезд - несколько десятков. Карты окрестностей для идентификации звезд, полученные из ALADIN, даны на рис.1-2: север вверху, восток слева. Приведем некоторые комментарии по каждому из рассмотренных полей.

3.1. *Аkn 79*. Эта сейфертовская галактика наблюдалась в октябре 2012г. Карта с указанием кандидатов в звезды сравнения дана на рис.1. В течение трех ночей была сделана калибровка звезды №3 относительно основных звезд в пяти галактиках и получены 12 оценок. А затем по всему массиву данных были вычислены звездные величины других выбранных звезд относительно звезды №3. Данные о величинах рассмотренных звезд

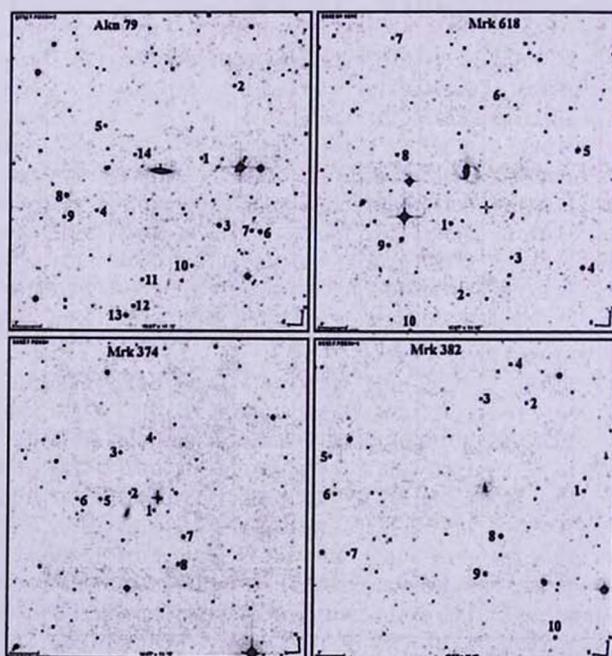


Рис.1. Карты окрестностей галактик Akn 79, Mrk 618, Mrk 374 и Mrk 382.

представлены в табл.2. Для выявления переменных звезд среди выбранных нет достаточно данных. Мы не нашли сведений о калибровке звезд в поле этой галактики по опубликованным данным других исследователей.

3.2. *Mrk 618*. Наблюдения этой NLS1 галактики проводились в течение 18-ти ночей в 2011-2012гг. Карта с отождествлением звезд в поле приведена на рис.1. Проанализировано 68 изображений поля в каждом из пяти фильтров *B, V, R, RI, I*. Калибровка звезды №4 сделана в течение 6-ти фотометрических ночей относительно звезд сравнения в других полях, полученных в общие ночи с *Mrk 618*. Всего для оценки средневзвешенного значения звезды №4 и его ошибки использовано 34 измерения.

В работе [6] приводятся *V, R, I* звездные величины 4-х звезд, две из которых совпадают с нашими звездами. В наших обозначениях это звезды №1 и №8, что соответствует звездам *E* и *C* по Бачеву и др. [6]. Из сравнения величин этих звезд (см. табл.3) следует, что если для звезды №1 оценки, сделанные нами и Бачевым и др., совпадают в пределах указанных ошибок, то для звезды №8 оценки различаются существенно. Согласно [6], звезда №8 много ярче, чем по нашим оценкам. Можно было бы предположить, что эта звезда переменна. Однако все звезды, отмеченные нами, мы проверили на переменность в течение нашего времени наблюдений (с конца декабря 2011г. по конец февраля 2012г.) и переменности не обнаружили. В правильности нашей оценки нас убеждает и вид звезды на картах SDSS, на которых эта звезда существенно слабее звезд 13^m.5 и даже слабее звезды №1, которая имеет блеск $V=14^m.96$.

3.3. *Mrk 374*. Наблюдения галактики *Mrk 374* проводились в течение 40 ночей с конца декабря 2011г. до середины мая 2012г. Всего было получено по 158 изображений в каждом фильтре. Карта с указанием звезд вокруг *Mrk 374* представлена на рис.1. За время наблюдений среди избранных звезд переменных не выявлено. Для звезды №3 в течение 7-ми ночей была сделана калибровка относительно основных звезд в полях 14-ти галактик, наблюдения которых проводились в интервале $\pm(1-2)$ часа от момента наблюдений *Mrk 374*. Коэффициенты экстинкции определялись в каждую их семи ночей по звездам с известными звездными величинами. Для звезды №3 было сделано 43 измерения, из которых было получено средневзвешенное значение и ошибка среднего, приведенные в табл.2. По литературным источникам не удалось найти измерений звезд сравнения другими авторами.

3.4. *Mrk 382*. Карта окрестности с указанием выбранных звезд представлена на рис.1. Наблюдения галактики проводились с конца декабря 2011г. до середины мая 2012г. в течение 20-ти ночей. Из них в течение 6-ти ночей была сделана калибровка звезды №1 относительно основных звезд в окрестностях 14-ти галактик, наблюдаемых в те же ночи, что и *Mrk*

382. В каждую из 6-ти ночей определялись коэффициенты экстинкции, за которые затем корректировались звездные величины основной звезды. В табл.2 приводятся средневзвешенные *BVRI* величины по 37-ми измерениям. Среди выбранных нами звезд переменных обнаружено не было. В работе [6] имеются

Таблица 3

СРАВНЕНИЕ КАЛИБРОВОК ЗВЕЗД В ЭТОЙ РАБОТЕ С
ЛИТЕРАТУРНЫМИ ДАННЫМИ

Объект	Звезда	<i>B</i>	<i>er B</i>	<i>V</i>	<i>er V</i>	<i>R</i>	<i>er R</i>	<i>Ic1</i>	<i>er Ic1</i>	<i>Ic2</i>	<i>er Ic2</i>	Ссылка
Mrk 618	01	15.832	0.018	14.963	0.013	14.480	0.008	14.074	0.010	14.095	0.006	эта работа [6]
	E	—	—	15.05	0.05	14.55	0.04	14.10	0.06	—	—	
Mrk 618	8	16.069	0.025	15.249	0.016	14.778	0.010	14.358	0.010	14.374	0.011	эта работа [6]
	C	—	—	13.52	0.05	13.07	0.04	12.61	0.06	—	—	
Mrk 382	01	15.122	0.005	14.565	0.011	14.251	0.005	13.944	0.003	13.947	0.004	эта работа [6]
	E	—	—	14.62	0.03	14.24	0.03	13.89	0.03	—	—	
Mrk 382	8	14.329	0.007	13.372	0.004	12.829	0.006	12.340	0.006	12.346	0.007	эта работа [6]
	B	—	—	13.41	0.03	12.82	0.03	12.29	0.04	—	—	
Mrk 382	9	14.201	0.009	13.436	0.006	13.024	0.008	12.643	0.007	12.648	0.008	эта работа [6]
	C	—	—	13.48	0.03	13.00	0.03	12.59	0.03	—	—	
Mrk 478	01	14.429	0.005	13.831	0.005	13.472	0.003	13.130	0.003	13.133	0.004	эта работа [8] [7]
	03	—	—	13.495	0.2	—	—	—	—	—	—	
	03	14.66	—	13.97	—	—	—	—	—	—	—	
Mrk 478	05	15.224	0.010	14.619	0.008	14.263	0.006	13.922	0.007	13.930	0.009	эта работа [8] [7]
	02	—	—	14.255	0.2	—	—	—	—	—	—	
	02	15.43	—	14.72	—	—	—	—	—	—	—	
Mrk 478	06	15.724	0.012	15.172	0.012	14.855	0.010	14.557	0.013	14.565	0.011	эта работа [7]
	07	15.94	—	15.29	—	—	—	—	—	—	—	
Mrk 1513	01	15.576	0.016	14.737	0.013	14.262	0.008	13.870	0.010	13.873	0.010	эта работа [9] [10] [11] [7]
	09	15.708	0.061	14.741	0.005	14.266	0.004	13.864	0.002	—	—	
	A	15.61	—	14.74	—	—	—	—	—	—	—	
	E	15.64	0.01	14.84	0.01	—	—	—	—	—	—	
	2	15.68	—	14.85	—	—	—	—	—	—	—	
Mrk 1513	03	14.738	0.013	13.839	0.009	13.321	0.007	12.898	0.005	12.902	0.006	эта работа [9] [10] [11]
	I3	14.831	0.013	13.848	0.002	13.328	0.003	12.928	0.003	—	—	
	C	14.80	—	13.89	—	—	—	—	—	—	—	
	D	14.01	0.01	13.88	0.01	—	—	—	—	—	—	
Mrk 1513	09	13.683	0.039	13.077	0.035	12.710	0.035	12.406	0.034	12.415	0.032	var.эта работа [9] [10] [11]
	15	13.758	0.014	13.079	0.007	12.722	0.005	12.443	0.006	—	—	
	D	13.68	—	13.08	—	—	—	—	—	—	—	
	C	13.73	0.01	13.12	0.01	—	—	—	—	—	—	
СТА 102	01	14.693	0.008	13.958	0.005	13.532	0.006	13.175	0.004	13.173	0.004	эта работа [12]
	01	14.77	0.04	13.98	0.03	13.56	0.04	—	—	—	—	
СТА 102	02	16.216	0.037	14.881	0.007	14.049	0.008	13.362	0.005	13.364	0.009	эта работа [12]
	02	16.17	0.04	14.88	0.03	14.07	0.07	—	—	—	—	
СТА 102	08	17.045	0.046	16.313	0.015	15.856	0.022	15.500	0.020	15.489	0.021	эта работа [13]
	03	—	—	—	—	15.91	0.02	—	—	—	—	

оценки VRI звездных величин для четырех звезд в поле Mrk 382, три из которых были измерены нами. Сравнение наших данных и Бачева с соавторами [6] даны в табл.3. В пределах указанных ошибок согласие оценок хорошее.

3.5. *Mrk 478*. Карта окрестности с указанием выбранных звезд кандидатов в стандарты представлена на рис.2. Наблюдения галактики проводились с января по июль 2012г. в течение 32-х ночей. Из них в течение 5-ти ночей была сделана калибровка звезд №1 и №5 относительно основных звезд в 14-ти галактиках. В табл.2 приводятся средневзвешенные величины по 29-ти измерениям. Среди выбранных нами звезд обнаружена одна переменная звезда (№4), подробности о которой будут приведены ниже.

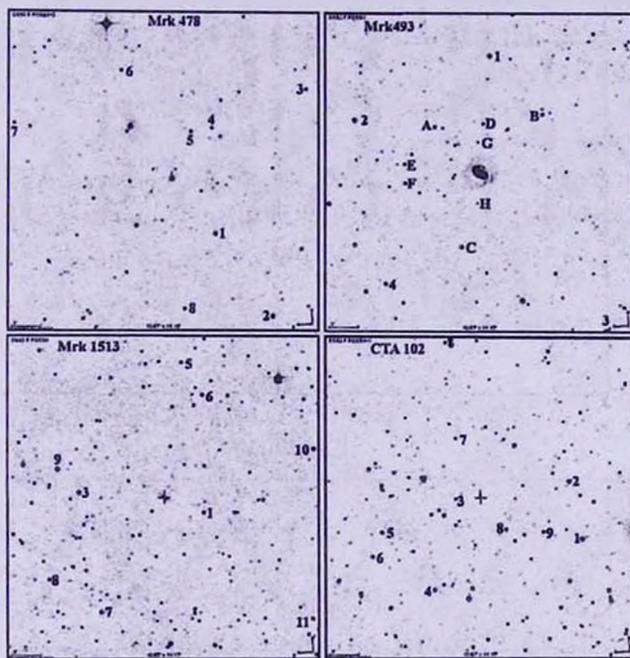


Рис.2. Карты окрестностей галактик Mrk 478, Mrk 493, Mrk 1513 и CTA 102.

В работе [7] имеются оценки звездных величин для семи звезд в поле Mrk 478, три из которых были измерены нами. Это звезды №1, 5, 6 в наших обозначениях, которые соответствуют звездам №3, 2 и 7 в обозначениях [7]. Однако в работе [7] использовалась нестандартная фотометрическая система. Правда, Вебб и Малкан [7], дают поправку для перевода их величин b_{WLM} u_{WLM} в стандартные BV величины. Тем не менее, даже с учетом предлагаемых поправок различие составляет $0^m.2$ в полосе B и $0^m.10-0^m.15$ в полосе V . Еще большее различие можно отметить между нашими V величинами для звезд №1 и 5 и данными, приведенными в [8]. Последние ярче наших звездных величин на $0^m.35$ при ошибке $0^m.2$, приводимой в [8], но они еще больше

отличаются от V величин в [7]: $dm \sim 0.47$. Сравнение наших данных с литературными можно видеть в табл.3. Если расхождение с данными [7] можно объяснить нестандартностью их фотометрической системы, то отличие наших оценок от таковых из работы [8], возможно, связано с большой неопределенностью в оценках блеска звезд, приводимой в [8].

Среди выбранных нами звезд обнаружена одна переменная звезда (№4). Анализ кривой блеска показал, что звезда меняет свой блеск периодически с периодом $P=0.1705$ суток. Кривая блеска этой переменной звезды и ее

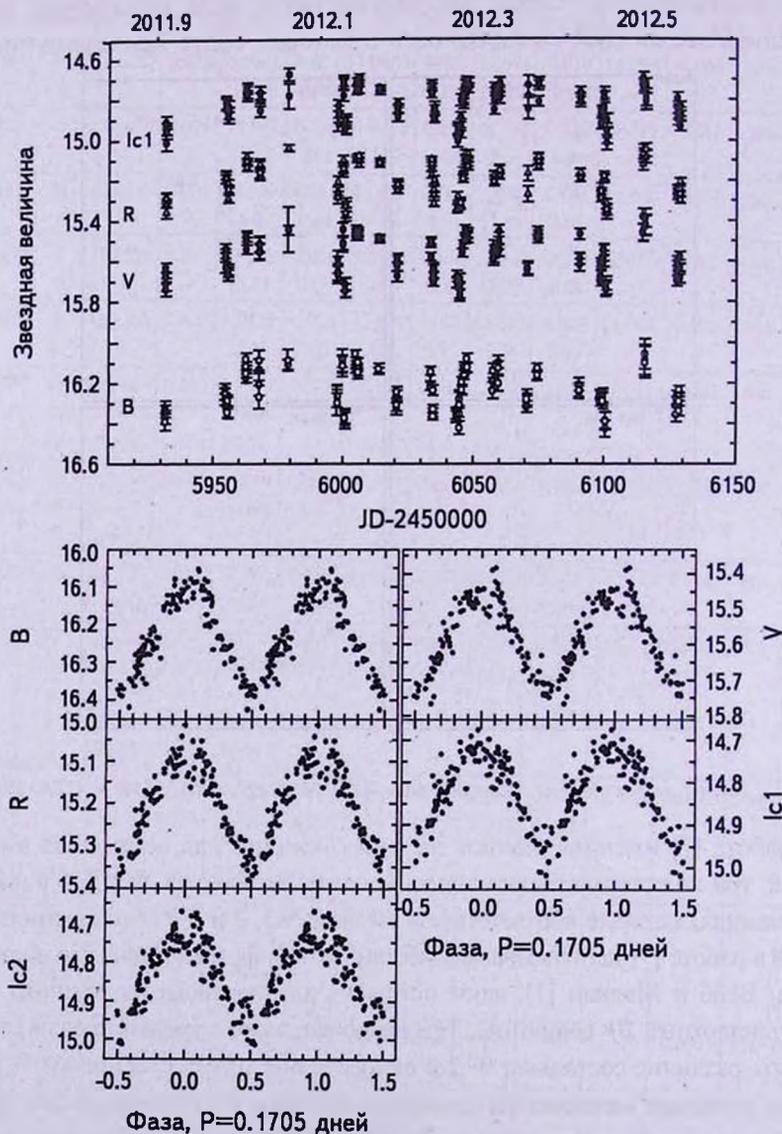


Рис.3. Изменения блеска звезды № 4 в поле галактики M83 и ее фазовые кривые блеска в полосах B, V, R, Ic1.

фазовые кривые показаны на рис.3. Фазовые кривые блеска оказываются почти синусоидальными во всех фильтрах. Амплитуда переменности $A_{tr} B = 0^m.126$, $A_{tr} V = 0^m.125$, $A_{tr} R = 0^m.111$, $A_{tr} Ic1 = 0^m.100$, $A_{tr} Ic2 = 0^m.105$. Судя по показателям цвета, ($\langle B - V \rangle = 0^m.65$, $\langle V - R \rangle = 0^m.38$ и $\langle V - I \rangle = 0^m.75$), звезда относится к спектральному классу F5-G5, если она принадлежит к звездам Главной последовательности и если нет поглощения. При наличии поглощения она может быть и более раннего спектрального класса. Имея только *BVRI* фотометрию при отсутствии спектра звезды, трудно сказать что-либо определенное о типе переменности. Возможно, она относится к звездам типа δ Scuti, но, скорее всего, она принадлежит к звездам типа W UMa, если принять во внимание период и амплитуду переменности.

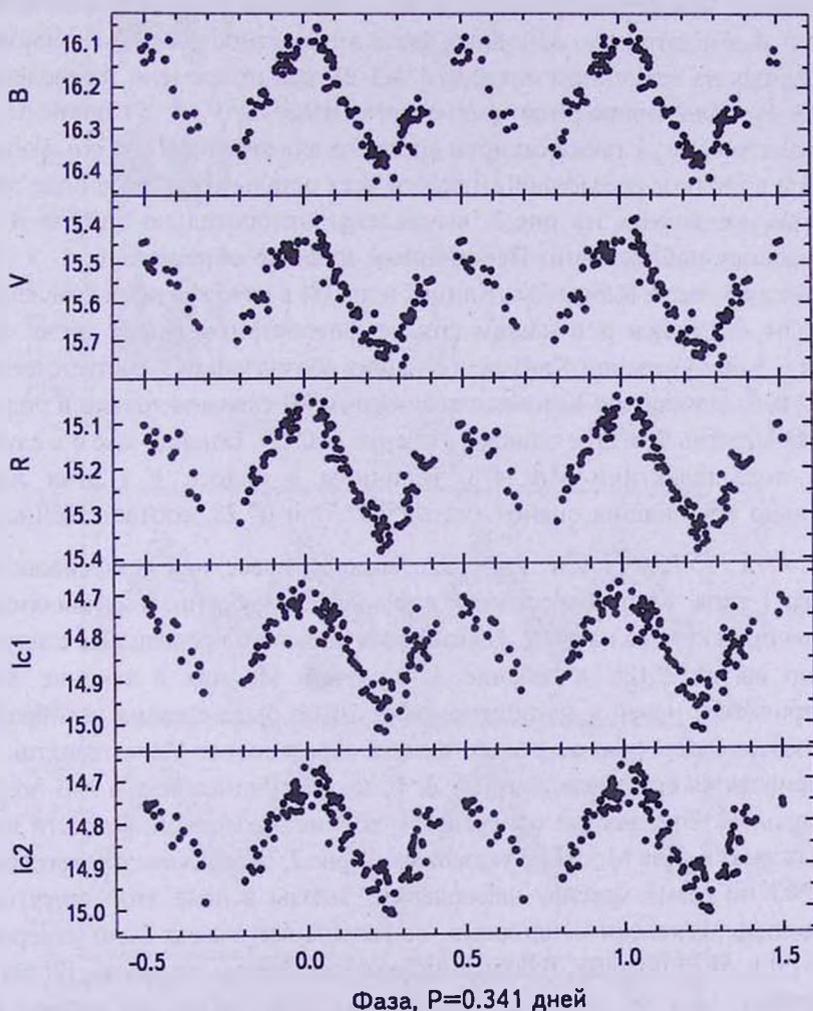


Рис.4. Фазовые кривые блеска звезды №4 в поле галактики Mrk 478 с периодом $P = 0.341$ суток.

Хотя фазовые кривые, построенные с двойным периодом (рис.4), не дают достаточно информации о том, различаются ли глубины минимумов, однако, 1-й и 2-й максимумы заметно различаются. Следовательно, если это тесная двойная система, то при вращении звезд вокруг общего центра тяжести с орбитальным периодом $P=0.341$ суток, звезды поворачиваются к наблюдателю разной стороной. И если стороны звезд разные, из-за наличия пятен на поверхности одной из звезд или по каким-либо другим причинам, то максимумы должны быть различны, что и наблюдается.

3.6. *Mrk 493*. Карта окрестности с указанием выбранных звезд кандидатов в стандарты представлена на рис.2. Наблюдения галактики проводились с января 2009г. по сентябрь 2010г. в течение 61-й ночи. Из них в течение 5-ти фотометрических ночей в 2009г. была сделана калибровка звезд *A* и *B* относительно основных звезд в окрестностях 18-ти галактик, наблюдаемых на временном интервале $\pm(1-2)$ часа от времени наблюдений *Mrk 493*. В табл.2 приводятся средневзвешенные *B*, *V*, *R*, *I* величины по 27-ми измерениям, а также ошибки среднего для звезд *A* и *B*. Эти данные отмечены в таблице звездочкой. Яркости всех остальных звезд в поле этой галактики, указанных на рис.2, вычислены относительно звезды *A* по всему массиву наблюдений. Переменных звезд не обнаружено.

Из четырех звезд, выбранных Климок и др. [8] в качестве звезд сравнения, две звезды оказались и в нашем списке фотометрированных звезд. Это звезды 2 и 5 по нумерации Климок, а в наших обозначениях - соответственно звезды 2 и С. Измерения Климок с соавторами [8] сделаны только в полосе *V* и указаны очень большие ошибки в оценке ($\pm 0^m.2$). Однако, как и в случае звезд в поле галактики *Mrk 478*, величины в полосе *V* у этих звезд значительно ярче наших оценок (на $dV=0^m.31$ и $0^m.28$, соответственно).

3.7. *Mrk 1513=II Zw 136*. Это хорошо известная сейфертовская галактика 1 типа. Карта окрестности с указанием выбранных кандидатов в стандарты представлена на рис.2. Наблюдения галактики проводились с августа 2010г. по август 2012г. в течение 82-х ночей. Из них в течение 5-ти фотометрических ночей в сентябре-октябре 2010г. была сделана калибровка звезды №3 относительно основных звезд в окрестностях 12-ти галактик. В табл.2 приводятся средневзвешенные *B*, *V*, *R*, *I* величины звезды №3 по 36-ти измерениям. Эти данные отмечены в таблице звездочкой. Яркости всех остальных звезд в поле *Mrk 1513*, указанных на рис.2, определены относительно звезды №3 по всему массиву наблюдений. Звезды в поле этой галактики исследовались несколькими авторами, но больше всего звезд было измерено в работе [9] в *BVRI* полосах. В большинстве своем звезды из работы [9] были более слабые, чем те, которые выбрали мы. Три звезды из работы [9] оказались общими с нашими звездами. Кроме того, для некоторых звезд,

общих с нашими, имеются оценки в работах [10,11,7]. Сравнение наших оценок с литературными данными дано в табл.3. Это сравнение показало, что VRI звездные величины, полученные нами для звезд №1, 3, 9, хорошо совпадают с оценками из [9,10]. Звездные величины в полосе B согласуются с данными [10]. Однако удивляет большое различие для звезды №3 между

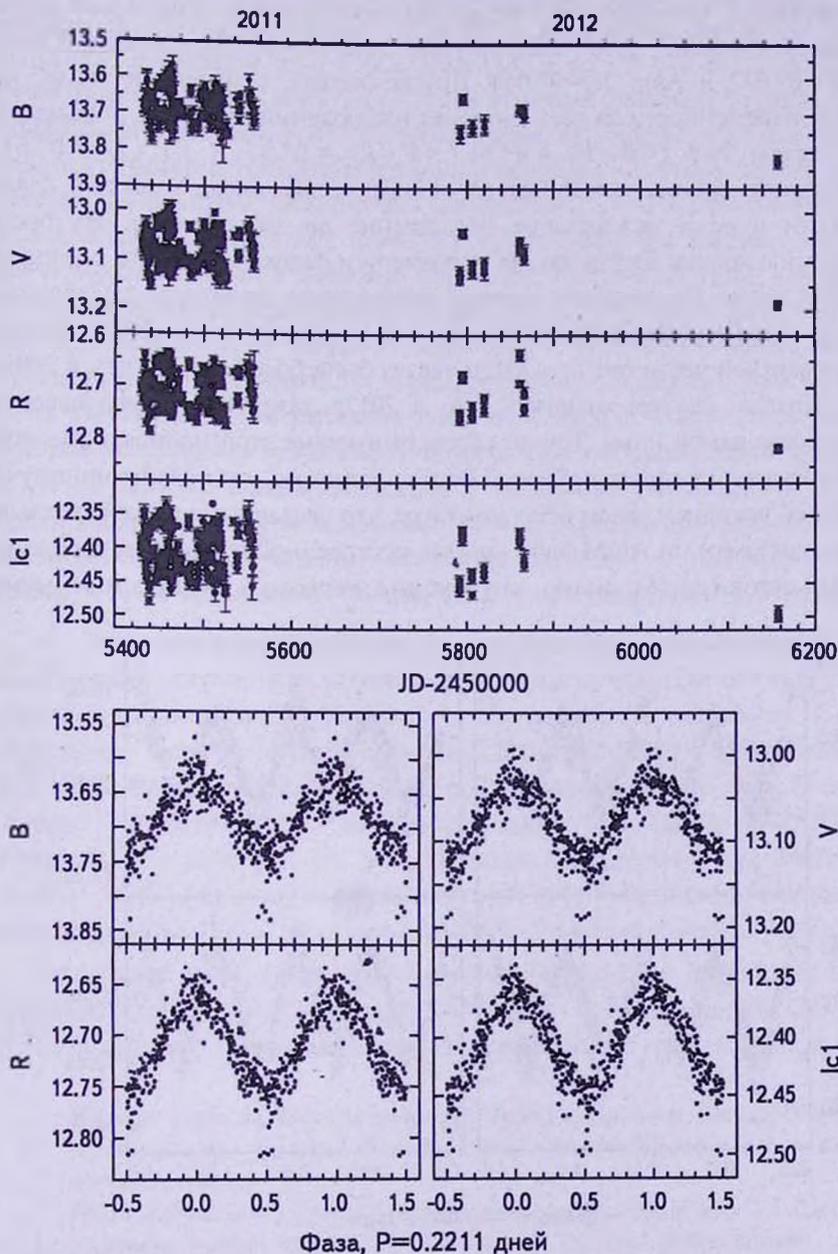


Рис.5. Кривые блеска звезды №9 в поле галактики Mrk 1513 (=II Zw 136) и ее фазовые кривые с периодом $P = 0.2211$ суток.

оценкой Миллера [11] в фильтре B и оценкой, сделанной не только нами, но и Гонзалесом-Пересом и др., а также Пенстоном и др. [10,9]. Возможно, в статье [11] в этом месте опечатка.

Среди выделенных нами звезд была обнаружена переменная звезда (№9), которая хотя и была измерена в работах [10,11,9], но не была заподозрена в переменности. Оказалось, что звезда №9 периодически меняет свой блеск с периодом $P=0.2211$ суток с амплитудой $\Delta m_B=0^m.054$, $\Delta m_V=0^m.048$, $\Delta m_R=0^m.047$ и $\Delta m_{Ic}=0^m.044$. Другие звезды, отмеченные нами, не показали переменности за весь интервал наблюдений. Средние показатели цвета звезды №9 ($\langle B - V \rangle = 0^m.61$, $\langle V - R \rangle = 0^m.37$ и $\langle V - I \rangle = 0^m.67$) соответствуют спектральному классу F2-G0, если звезда имеет V класс светимости и если межзвездное поглощение до звезды мало. На рис.5 представлены кривые блеска звезды от времени и фазовые кривые с периодом $P=0.2211$ суток. На световых кривых наблюдается некоторое ослабление блеска со временем. Эта тенденция особенно заметна в полосе B . Как можно видеть в верхней части рис.5, в 2012г. звезда была более слабая, чем в 2009-2010гг. Правда, следует отметить, что в 2012г. галактика наблюдалась в течение всего одной ночи. Точки, соответствующие этой ночи, на фазовой кривой попадают на минимум блеска. Вполне возможно, что глубина минимума меняется со временем. Если предположить, что звезда относится к тесным двойным системам, то на фазовой кривой, построенной с двойным периодом $P=0.4422$ суток (рис.6), видно, что глубины первого и второго минимума

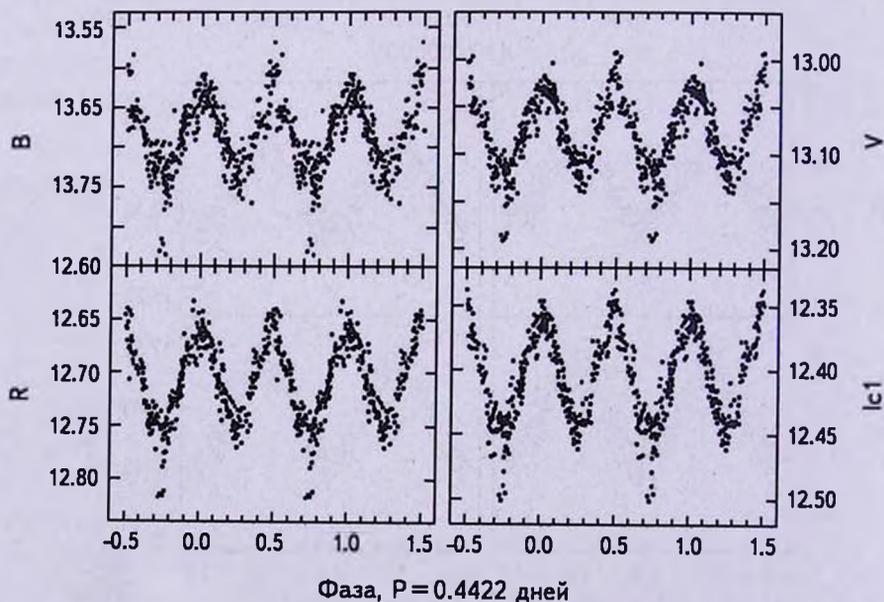


Рис.6. Фазовые кривые блеска звезды №9 в поле галактики Mrk 1513 (=II Zw 136) с периодом $P=0.4422$ суток.

разные, а максимумы одинаковые, что может указывать на принадлежность этой звезды к классу тесных двойных звезд типа W UMa. Чтобы исследовать стационарность орбиты или выяснить, систематически ли меняется во времени глубина одного из минимумов, нужны дальнейшие наблюдения.

3.8. *СТА 102.* Этот объект имеет довольно низкую преимущественную яркость на уровне примерно $16^m.0$ - $16^m.5$, но иногда случаются мощные вспышки, достигающие до $14^m.5$ в 2004г.[13] и до $13^m.5$ в 2012г. в полосе *R* (www.astro.spbu.ru/staff/vlar/). В СТА 102 отмечена довольно большая степень поляризации излучения в оптической области, объект является сильным радиоисточником. Наблюдался с конца сентября по конец ноября 2012г. в течение 12-ти ночей. Обычно для наблюдений СТА 102 рекомендованы к использованию звезды №1 и №2 из работы [12], для которых ими были вычислены только *BVR* звездные величины. Выбранные нами кандидаты в звезды сравнения представлены на рис.2. Для 9-ти звезд в поле СТА 102 мы определили *BVRI* звездные величины относительно звезды №1: Но предварительно, в течение 3-х хороших фотометрических ночей звезда №1 была калибрована относительно основных звезд в полях 10-ти галактик, которые наблюдались за 1-2 часа до и после того, как проводились наблюдения СТА 102. Оценки блеска кандидатов в звезды сравнения даны в табл.2. За время наблюдений среди выбранных звезд не было обнаружено переменных. Вычисленные нами звездные величины звезд №1 и №2 очень хорошо согласуются с данными из работы [12], о чем свидетельствует табл.3.

4. *Заключение.* Исследованы звездные поля вокруг 8-ми галактик с активными ядрами, 4 из которых относятся к сейфертовским галактикам с узкими линиями (тип NLS1), две - к сейфертовским галактикам 1-го типа (Sy1), одна - к сейфертовским галактикам 2-го типа (Sy 2) и один объект (СТА 102) классифицируется как квазар. С довольно хорошей точностью (с ошибкой не хуже $0^m.008$ для звезд 15^m величины в полосе *I*) измерены *BVRI* величины 79-ти звезд в окрестностях этих галактик. Обнаружены две переменные звезды, возможно, относящиеся к типу W UMa. Результаты работы могут быть использованы для дифференциальной фотометрии активных ядер галактик.

Эта работа была поддержана грантом 12-02-01237-а Российского Фонда Фундаментальных исследований (РФФИ). В.Т.Дорошенко благодарна В.П.Горанскому за полезные советы, касающиеся переменных звезд.

¹ Южная станция Московского им. М.В.Ломоносова Государственного Университета, Москва, Россия, e-mail: vdorosh@sai.crimea.ua или dorvalen@mail.ru

² НИИ Крымская астрофизическая обсерватория КНУ им. Т.Г.Шевченко, Украина, e-mail: sergeev@crao.crimea.ua borman.ga@gmail.com nadya@mao.kiev.ua astrotourist@gmail.com des488201074@yandex.ru

³ National Astronomical Research Institute of Thailand, Thailand

BVRI CCD-PHOTOMETRY OF COMPARISON STARS IN THE FIELDS OF ACTIVE GALAXIES. V

V.T.DOROSHENKO¹, S.G.SERGEEV², Yu.S.EFIMOV², G.A.BORMAN²,
D.N.OKHMAT², N.G.PULATOVA^{2,3}, S.V.NAZAROV²

Results of the CCD *BVRI* observations of 79 comparison stars in the fields of seven Seyfert galaxies (Akn 79, Mrk 374, Mrk 382, Mrk 478, Mrk 493, Mrk 618 and Mrk 1513) and one quasar (CTA 102) are presented. The stellar magnitudes of the observed stars cover the range from 12^m.9 to 18^m.4. The typical photometric uncertainty of 15^m stars is 0^m.008, 0^m.011, 0^m.009 and 0^m.015 in the *BVRI* bands, respectively. The *BVRI* magnitudes of the majority of selected stars have not been known before. A variable star with the period $P=0.1705$ days was detected in the field of Mrk 478, and a star which changed its brightness with the period $P=0.2211$ days was found in the field of Mrk 1513. It is possible, that these stars belong to the contact binaries W UMA-type stars with the orbital periods $P=0.341$ and $P=0.4422$ days, respectively. The finding charts are presented as well. These results can be used for the differential photometry of AGNs.

Key words: *Extragalactic astronomy: AGN: comparison stars: photometry*

ЛИТЕРАТУРА

1. В.Т.Дорошенко, С.Г.Сергеев, Н.И.Меркулова и др., *Астрофизика*, 48, 191, 2005.
2. В.Т.Дорошенко, С.Г.Сергеев, Н.И.Меркулова и др., *Астрофизика*, 48, 365, 2005.
3. В.Т.Дорошенко, С.Г.Сергеев, Ю.С.Ефимов и др., *Астрофизика*, 50, 57, 2007.
4. В.Т.Дорошенко, С.Г.Сергеев, Ю.С.Ефимов, С.А.Климанов, С.В.Назаров, *Астрофизика*, 51, 41, 2008.
5. M.-P.Véron-Cetty, P.Véron, A.C.Gonçalves, *Astron. Astrophys.*, 372, 730, 2001.
6. R.Bachev, A.Strigachev, V.Dimitrov, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 147, 175, 2000.
7. W.Webb, M.Malkan, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 130, 165, 2000.
8. E.S.Klimek, СМ.Gaskell, С.Н.Hedrick, *Astrophys. J.*, 609, 69, 2004.
9. J.N.González-Pérez, M.R.Kidger, F.Martin-Luis, *Astron. J.*, 122, 2055, 2001.
10. M.J.Penston, M.V.Penston, A.Sandage, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 83, 783, 1971.
11. H.R.Miller, *Astron. J.*, 86, 87, 1981.
12. СМ.Raiieri, M.Villata, L.Lanteri, M.Cavallone, G.Sobrito, *Astron. Astrophys. Supp. Ser.*, 130, 495, 1998.
13. A.Osterman Meyer, H.R.Miller, K.Marshall et al., *Astron. J.*, 138, 1902, 2009.

СВЯЗЬ КИНЕМАТИЧЕСКИХ СВОЙСТВ cD СКОПЛЕНИЙ ГАЛАКТИК С ИХ ИЗЛУЧАТЕЛЬНЫМИ ХАРАКТЕРИСТИКАМИ

Г.А.АРУТЮНЯН, В.С.АРУТЮНЯН

Поступила 31 мая 2013

Обсуждается возможность существования корреляции между дисперсией скоростей регулярных скоплений галактик и их суммарной светимостью. Основываясь на общепринятой гипотезе о том, что регулярные скопления галактик представляют собой уравновешенные системы, мы попытались найти похожую по соотношению Фейбер-Джексона связь между указанными величинами. То обстоятельство, что не было найдено такого соотношения, может быть интерпретировано как следствие неполноты использованных выборок галактик или, что представляется наиболее вероятным, как несостоятельность предположения об уравновешенности этих скоплений.

Ключевые слова: *галактики: cD скопления*

1. *Введение.* Механизм формирования космических тел остается объектом не иссякающих споров, несмотря на то, что существует, так называемое, традиционное объяснение данного процесса для всех изучаемых иерархических уровней. С другой стороны, в наше время астрофизика располагает огромным количеством наблюдательного материала, и, в принципе, любая теория, созданная для интерпретации процесса формирования, должна быть согласована с существующим многообразием данных. И поэтому, несомненно, что при интерпретации астрофизических явлений, в качестве первого приближения, очень важным является поиск и констатация существующих корреляций между различными физическими величинами, характеризующими космические тела и их системы.

В числе таких корреляционных соотношений, которые имеют как фундаментальное, так и прикладное значение, следует отметить, например, очень интересные связи между чисто кинематическими характеристиками галактик и их светимостью. С физической точки зрения такая связь может быть и должна считаться естественной, поскольку обе характеристики, так или иначе, связаны с энергетическими запасами данного объекта. Более того, обнаруженные соотношения достаточно просто объясняются на основе современных представлений формирования галактик. Тем не менее, некоторый разброс значений найденных параметров в зависимости от подтипов галактик пока еще требует объяснения.

С другой стороны, оставаясь в рамках современных представлений об образовании галактик и их систем, мы можем попробовать найти аналогичные соотношения для систем более высокого иерархического класса. Для этой цели достаточно привлекательными объектами являются регулярные скопления галактик. Дело в том, что эти скопления считаются равновесными системами, которые успели "термализоваться" за хаббловское время. Поэтому наиболее подходящими системами для поиска корреляций типа светимость - кинематика являются именно регулярные скопления галактик и, в первую очередь, сD скопления.

2. *Постановка задачи.* Исследование кинематики галактик различных морфологических типов позволило выявить некоторые очень интересные соотношения. Фейбер и Джексон [1] была открыта зависимость между светимостью эллиптических галактик и дисперсией скоростей звезд в центре галактик. Она описывается соотношением

$$L \propto \sigma^\alpha, \quad (1)$$

где L - светимость галактики, σ - дисперсия скоростей в центре эллиптической галактики и $3 < \alpha < 5$. Параметр α больше и, следовательно, зависимость (1) круче для галактик-гигантов и, тем более, для сверхгигантских сD галактик. Для спиральных галактик Талли и Фишер [2] получили аналогичное соотношение

$$L \propto v_{max}^4, \quad (2)$$

где v_{max} - максимальная скорость вращения.

При некоторых предположениях относительно динамических свойств галактик данные эмпирические зависимости можно получить также и теоретически. Для этого следует исходить из предположения динамического равновесия рассматриваемой галактики, при котором выполняется теорема вириала. Кроме этого, предполагается также, что значение отношения масса-светимость постоянная величина для звезд данного подтипа галактик. Тогда достаточно уверенно можно получить, что светимость галактики пропорциональна четвертой степени скорости или дисперсии скоростей.

Зависимость от подтипа галактики существенна для полученных соотношений. Например, для эллиптических галактик, такой разброс виден из вышеуказанного факта, что параметр α имеет разные значения для карликов и гигантов. Что касается спиральных галактик, то показано, что галактики более поздних подклассов для данной скорости вращения обычно имеют большую светимость по сравнению с ранними подтипами [3].

Существование как вышеуказанных корреляционных соотношений, так и их очевидная зависимость от подтипов галактик ставит немало вопросов, связанных с механизмом формирования галактик. Может ли отклонение от средней зависимости, характеризующей четвертой степенью, исполь-

зовано для проверки выполнения теоремы вириала для данных объектов? Этот вопрос требует детального изучения. С другой стороны, представляет определенный интерес - наблюдаются ли аналогичные соотношения для систем более высокого иерархического уровня, представителями которого являются скопления галактик?

Как известно, теорема вириала широко применяется для определения масс космических систем, в том числе, скоплений галактик, в результате чего получаются очень большие массы, которые на порядок превосходят массы, получаемые с помощью светимостей галактик. Причина такого разногласия может быть следствием либо недоучета всей массы, заключенной в объеме скопления, либо неправомерности применения теоремы вириала.

Ясно, что на уровне скоплений галактик не может быть проверена возможность существования аналога соотношения Талли-Фишера, поскольку нет достоверных данных о вращении скоплений галактик. Однако можно сделать попытку выявить аналогичную соотношению Фейбер-Джексона зависимость, если она существует. С этой целью нами составлена некоторая выборка cD скоплений галактик по Руду и Састри [4] (компактных по Цвики и богатства I и I-II, согласно Бауцу и Моргану). Как известно, такие скопления принадлежат группе регулярных галактик, состоящих главным образом из эллиптических и линзовидных галактик (см., например, [5] и ссылки в ней). Поэтому, с большей вероятностью они могут считаться аналогами эллиптических галактик в семействе скоплений галактик.

Хорошо известно [6], что галактики, принадлежащие различным морфологическим типам, в скоплениях имеют разные распределения. Более ранние типы показывают большую концентрацию к центру. С другой стороны, достаточно давно были начаты также исследования кинематических свойств галактик различных морфологических типов (см., например, [7]). Очень важным результатом исследований кинематики галактик в скоплениях, на наш взгляд, может считаться то, что дисперсия скоростей ранних типов галактик меньше по сравнению с дисперсией скоростей галактик поздних типов. То есть, если объединить результаты по сегрегации и по дисперсиям, можно заключить, что дисперсия скоростей членов скоплений тем больше, чем далеки они от центра скопления.

Указанные различия должны быть учтены при анализе возможности выполнения соотношения (1) в случае скоплений.

3. Наблюдательный материал. Нами было выбрано 40 регулярных cD скоплений из списка Эйбелла [8]. Из них 21 скопление совпадает со скоплениями, рассмотренными в [9]. Для составления списков галактик этих скоплений мы воспользовались возможностями электронного архива NED. Из архива были отобраны те галактики, для которых известны радиальные скорости. Диапазон радиальных скоростей отобранных галактик

составляет 3000 км/с, т.е. $-1500 \leq v - v_{cD} \leq 1500$, где v_{cD} - скорость центральной cD галактики. В проекции эти галактики находятся внутри круга с радиусом 5 Мпк вокруг центральной cD галактики.

В табл.1 приведен список скоплений, отобранных для исследований. Приведены координаты центральных галактик, а также количество галактик, которые удовлетворяли нашим критериям.

Таблица 1

Abell	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	m_{cD}	v_{cD}	$\sigma(v)$	N_{cD}
85	00 ^h 41 ^m 50 ^s .5	-09°18' 11"	14.7	16690	715	341
119	00 56 16.1	-01 15 19	14.39	13330	623	372
133	01 02 41.7	-21 52 55	13.8	17073	667	93
160	01 12 59.6	15 29 29	15.2	13137	659	56
193	01 25 07.6	08 41 58	13.2	14726	703	93
262	01 52 46.5	36 09 07	13.7	4855	516	221
347	02 25 26.8	41 49 27	13.18	5207	682	161
376	02 46 03.9	36 54 19	13.7	14563	688	135
399	02 57 53.1	13 01 51	16.5	21378	721	147
401	02 58 57.8	13 34 58	15.32	22275	843	167
426	03 18 44.9	41 28 04	15.4	5059	688	284
496	04 33 38.7	-13 15 49	12.2	9814	663	423
779	09 19 46.8	33 44 59	12.9	6948	620	253
1060	10 36 42.8	-27 31 42	12.65	3593	702	231
1644	12 57 11.6	-17 24 34	13.1	14233	694	295
1650	12 58 41.5	-01 45 41	16.04	25352	695	297
1691	13 11 08.6	39 13 37	15.0	21678	632	181
1749	13 29 21.0	37 37 23	14.7	16817	804	88
1767	13 36 08.3	59 12 23	16.11	21304	676	218
1795	13 48 52.5	26 35 34	15.2	18965	672	242
1809	13 53 06.4	05 08 59	15.2	23632	688	167
1927	14 31 06.8	25 38 01	16.70	28894	541	101
1983	14 52 55.3	16 42 11	14.55	13205	562	142
2029	15 10 56.1	05 44 41	14.73	23368	886	122
2052	15 16 44.5	07 01 18	13.96	10330	575	221
2063	15 23 05.3	08 36 33	13.61	10245	648	243
2067	15 23 08.4	30 52 39	16.0	22005	701	218
2089	15 32 49.8	28 02 22	14.5	22076	562	88
2107	15 39 39.0	21 46 58	14.33	12525	609	122
2124	15 44 59.0	36 06 34	14.9	19810	681	183
2147	16 02 17.0	15 58 29	14.4	10647	705	590
2162	16 12 35.5	29 29 05	13.79	9549	657	197
2197	16 27 41.1	40 55 37	14.0	9523	635	928
2199	16 28 38.5	39 33 06	12.78	9100	633	979
2256	17 04 27.2	78 38 25	13.8	17797	785	232
2666	23 50 58.6	27 08 51	13.24	8191	775	169
2734	00 11 21.6	-28 51 16	13.9	18553	653	223
3376	06 00 41.1	-40 02 40	13.5	13973	654	182
3558	13 27 56.8	-31 29 44	12.6	14061	734	846
4059	23 57 0.7	-34 45 33	13.0	14705	614	269

В столбце (1) приведен номер скопления по каталогу Эйбелла, (2) и (3) - прямое восхождение и склонение центральной ϵD галактики, (4) - $m_{\epsilon D}$ видимая звездная величина центральной галактики, (5) - $v_{\epsilon D}$ радиальная скорость ϵD галактики, (6) - $\sigma(v)$ дисперсия скоростей и (7) - количество галактик.

Следует отметить, что данные табл.1 приведены без коррекций. Вследствие этого в некоторых случаях, когда скопления расположены близко друг к другу, могут быть наложения данных. Такой эффект явно наблюдается, например, в случае известной пары скоплений, A2197-A2199, координаты и радиальные скорости центральных галактик которых очень близки по своим значениям. Поэтому при анализе, даже центральная галактика одного скопления оказалась в числе членов другого скопления.

4. *Зависимость светимости от дисперсии скоростей в скоплениях.* Для абсолютного большинства галактик, отобранных согласно вышеприведенным критериям, NED дает также и звездные величины. Это позволило нам вычислить их светимости и, в конечном счете, получить суммарную светимость скопления или, по крайней мере, ярчайших его членов. Полученные суммарные светимости приведены на рис.1 в зависимости от дисперсии. Как и следовало ожидать, наблюдается некоторая корреляция, однако дисперсия очень большая, а коэффициент корреляции незначителен. В любом случае не может быть речи о таком четко выраженном соотношении,

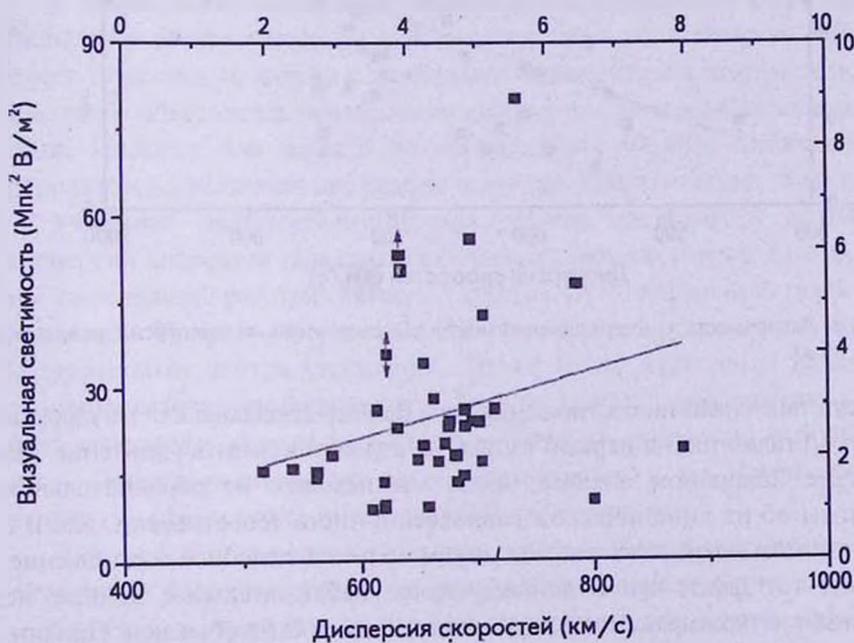


Рис.1. Зависимость суммарной светимости ϵD скоплений от дисперсии скоростей ($R \leq 5$ Мпк).

как в случае дисперсии и светимости отдельных эллиптических галактик.

Мы повторили соответствующие расчеты также для усеченного списка галактик, в котором учитываются лишь те галактики, которые на проекции находятся не дальше, чем 2.5 Мпк от центральной галактики. Тем самым в соответствующих выборках увеличили относительное количество галактик ранних типов, которые, как известно, тяготеют к центру скопления. На рис.2 приведена связь светимостей и дисперсий скоростей для данной усеченной выборки. На первый взгляд здесь ситуация улучшается потому, что более наглядно вырисовывается корреляция. Однако и в этом случае, несмотря на некоторое улучшение корреляции, дисперсия продолжает оставаться очень большой, а наблюдаемая незначительная корреляция не позволяет говорить о квазифункциональной зависимости типа соотношения (2).

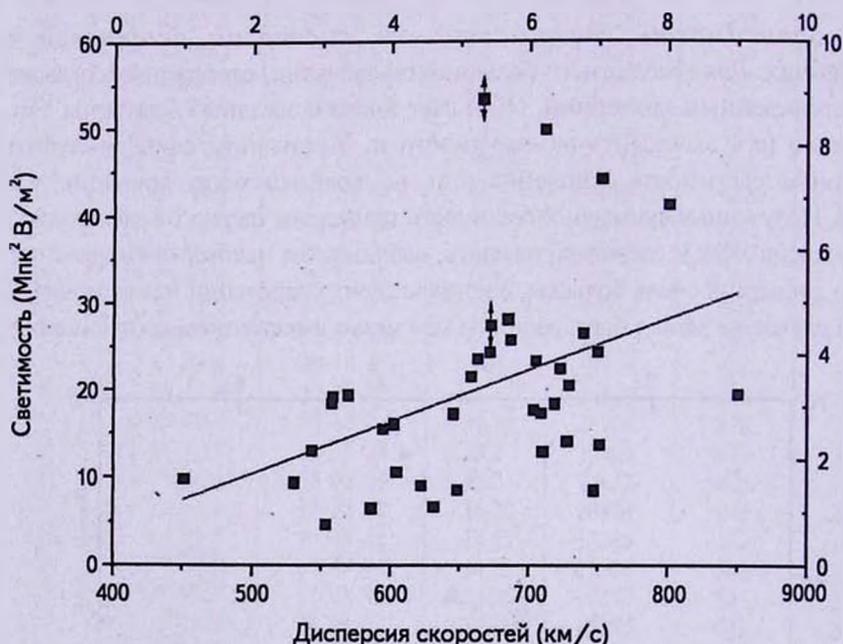


Рис.2. Зависимость суммарной светимости ΣD скоплений от дисперсии скоростей ($R \leq 2.5$ Мпк).

Отсутствие аналогии соотношения типа Фейбер-Джексона для регулярных скоплений галактик, на первый взгляд, не должно вызывать удивление. Но при более подробном анализе, когда мы исходим из первоначальной парадигмы об их динамическом равновесии, чисто теоретически, как и в случае эллиптических галактик, мы можем получить подобное соотношение. Поэтому, тот факт, что в данном случае наблюдательные данные не показывают четко выраженной корреляции, должен быть объяснен. Причин, на наш взгляд, может быть несколько. Во-первых, некорректными могут быть использованные критерии отбора галактик, входящих в состав

использованных скоплений, хотя, в принципе, эти критерии почти не отличаются от широко используемых. Во-вторых, причиной может быть то, что светимость и дисперсия скоплений вычислены на основе всего некоторой части галактик каждого скопления. Но, с другой стороны, здесь учтены ярчайшие галактики, суммарная светимость которых составляет большую часть светимости скопления. В-третьих, причиной такого несоответствия может быть неправомочность использования теоремы вириала.

Последняя возможность может казаться наиболее неприемлемой с точки зрения господствующих взглядов в теории формирования космических объектов и систем. Тем не менее, она должна быть рассмотрена, поскольку не существует доказательств о том, что рассматриваемые регулярные скопления галактик действительно находятся в равновесном состоянии. Это утверждение не следует из наблюдательных данных и является априорным и продиктовано наиболее распространенными представлениями во внегалактической космогонии. Именно эти представления и приводят к необходимости введения понятия темной материи. И не случайно, что необходимость содержания темной материи резко увеличивается, когда мы переходим от галактик и их небольших систем к скоплениям галактик. Это может быть следствием того, что системам более высоких иерархических классов необходимо больше времени для установления равновесного состояния, чем требуют системы более низкого иерархического уровня.

5. Радиальная зависимость дисперсии скоростей в скоплениях.

Радиальное распределение дисперсии скоростей в эллиптических галактиках имеет гауссовскую форму с наибольшим значением в центре галактики. Оно легко объясняется радиальными скоростями звезд в галактиках данного типа. Поэтому для выведения соотношения Фейбер-Джексона была использована величина дисперсии в центре эллиптических галактик.

Учитывая вышеупомянутое, мы решили исследовать зависимость дисперсии скоростей галактик в скоплениях нашего списка. С этой целью мы определили расстояния всех галактик от центральной галактики в проекции. Координаты центральной галактики не всегда совпадают с координатами центра скопления. То же самое касается и радиальной скорости центральной галактики. То есть, центральная галактика может быть смещена с центра скопления и обладать скоростью относительно него. Однако разность не очень существенна и не может изменить картину распределения интересующей нас величины.

Для того, чтобы получить распределение величины дисперсии в зависимости от радиуса-вектора, мы выполнили вычисления по следующей схеме. Первое значение величины дисперсии для центра или самого близкого окружения центральной галактики получено с помощью первых 22 галактик по стандартной схеме

$$\sigma_1(v) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{22} (v_i - \bar{v})^2}{22}}, \quad (3)$$

где v_i - скорость i -той галактики по расстоянию от центра. Следующие точки получены с добавлением следующих по расстоянию галактик, т.е.

$$\sigma_n(v) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{22+n} (v_i - \bar{v})^2}{22+n}}, \quad \text{при } n \leq 28. \quad (4)$$

При $n > 28$ дисперсия вычислялась по формуле

$$\sigma_n(v) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^{50} (v_{n+i} - \bar{v})^2}{50}}. \quad (5)$$

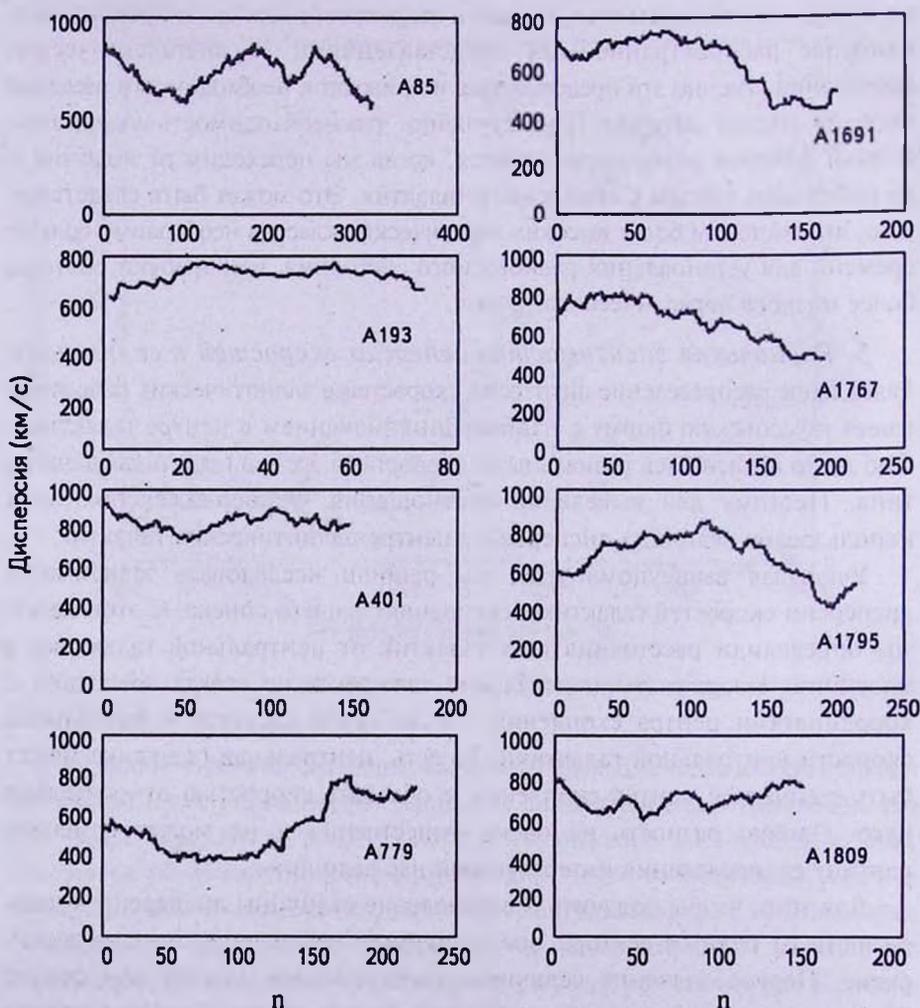


Рис.3. Радиальная зависимость дисперсии в скоплениях. В качестве абсциссы использованы индексы n , которые определены формулами (3)-(5).

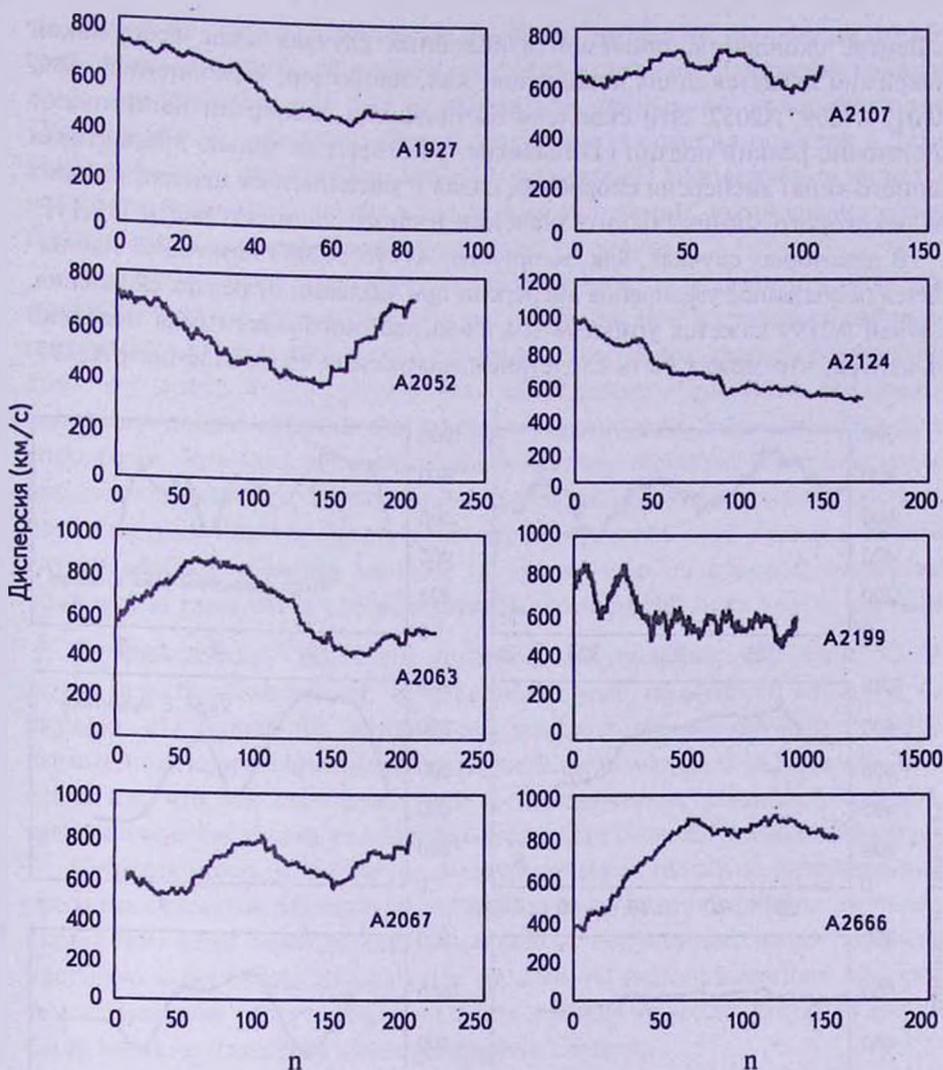


Рис.3. (Окончание)

Таким образом, до 28-й точки дисперсия скоростей вычисляется с помощью 22-50 галактик, после чего вычисления произведены для подвыборок с постоянным количеством 50, где соседние подвыборки отличаются друг от друга одной галактикой. Несомненно, статистический вес первых 28-и точек ниже по сравнению с остальными. Тем не менее эти точки могут быть рассмотрены для иллюстрации поведения дисперсии.

На рис.3 мы показываем дисперсию скоростей в зависимости от радиуса-вектора для некоторых характерных случаев. В отличие от эллиптических галактик, скопления галактик показывают достаточно широкое разнообразие профилей дисперсии. Из приведенных графиков хорошо видно, что в некоторых случаях наблюдается максимум дисперсии

в центре скопления, причем и в подобных случаях чаще всего такой максимум является лишь локальным, как, например, в скоплениях А85, А401, А1809, А2052. Эти скопления по профилю дисперсии напоминают достаточно редкий подтип сD галактик, у которых (и только в галактиках данного типа) дисперсия скоростей, падая с удалением от центра, доходит до некоторого минимального значения и снова начинает расти [10,11].

В некоторых случаях, как, например, А1795, А2063 или А2067 наблюдается постепенное увеличение дисперсии при удалении от центра скопления. Случай А2199 кажется уникальным из-за двойного максимума недалеко от центра, что может быть следствием наложения со скоплением А2197.

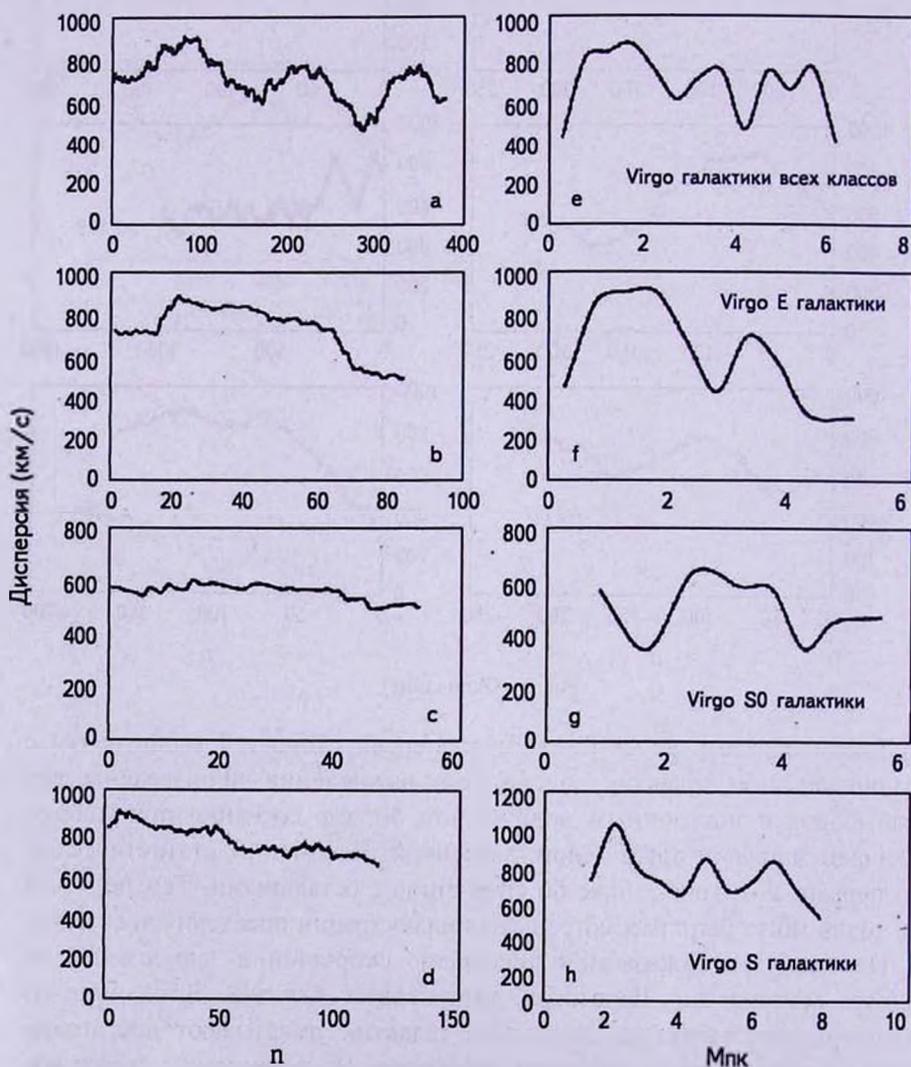


Рис.4. Зависимость дисперсии скоростей (см. в тексте).

Одной из причин сложности профиля дисперсии скоплений может быть также сегрегация скоплений по классам галактик. Для рассмотренных нами скоплений у нас нет необходимых данных по классификации. Поэтому мы сделали аналогичный анализ для скопления галактик в Деве. Несмотря на то, что это скопление не является cD скоплением, а является ярким представителем богатых спиральями скоплений, такой анализ может быть полезным для лучшего понимания ситуации.

Как показывают аналогичные вычисления, и в данном случае мы имеем достаточно сложный профиль дисперсии. Как и следовало ожидать, поведения для подвыборок разных морфологических классов отличаются друг от друга (см. рис.4). На приведенном рисунке показаны соответствующие графики для величины дисперсии, вычисленной двумя способами. Рис.4a-d построены аналогичным образом, как графики на рис.3, а на рис.4e-h, приведены графики, которые построены для концентрических кругов, которые не перекрываются. Как видно в первом случае разброс величин меньше по сравнению со вторым, поскольку количество галактик в соответствующих концентрических кругах меньше.

6. Заключение. Результаты исследований дисперсии скоростей скоплений галактик показывают, что в данном случае, по крайней мере, для той выборки cD скоплений, которую мы рассмотрели, не наблюдается четко выраженной корреляции между суммарной светимостью и дисперсией. Если считается, что эти скопления, как и эллиптические галактики, являются равновесными системами, то полученный результат является не совсем понятным.

С другой стороны, в отличие от эллиптических галактик, рассмотренные скопления галактик отличаются достаточно сложными профилями дисперсии скоростей. Если даже комплексная форма полученных нами профилей частично может быть результатом неполноты использованных выборок, тем не менее не может быть речи о гауссовском профиле, которым должна была характеризоваться уравновешенная система.

Исследования показывают, что профиль величины дисперсии скоростей имеет различную форму для различных морфологических классов галактик. Если будет доказана статистическая достоверность данного заключения, то потребуются аргументированное объяснение этому факту.

На наш взгляд, полученные результаты говорят о том, что регулярность формы скопления не является основанием для утверждения факта его динамического равновесия. И несмотря на то, что в современной астрофизике доминирует мнение об их стационарности, что обеспечивается введением гипотетической темной материи, этот вопрос нельзя считать до конца решенным и требует дальнейших исследований на основе более богатого материала.

RELATION OF KINEMATICAL PROPERTIES OF cD CLUSTERS OF GALAXIES WITH THEIR RADIATIVE CHARACTERISTICS

H.A.HARUTYUNIAN, V.S.HARUTYUNYAN

The possibility of correlation existence between the velocity dispersion in regular clusters of galaxies and their total luminosity is considered. Based on the generally accepted hypothesis that the regular clusters of galaxies are equilibrated systems we tried to find a relationship similar to the Faber-Jackson relation. The fact that there were no such relation, can be interpreted as a consequence of incompleteness of the used galaxies' sample or, most probably, as the failure of the assumption on the steadiness of these clusters.

Key words: *galaxies: cD clusters*

ЛИТЕРАТУРА

1. *S.M.Faber, R.E.Jackson*, *Astrophys. J.*, 204, 668, 1976.
2. *R.B.Tully, J.R.Fisher*, *Astron. Astrophys.*, 54, 661, 1977.
3. *V.C.Rubin, D.Burstein, W.K.Ford, N.Thonnard*, *Astrophys. J.*, 289, 81, 1985.
4. *H.J.Rood, G.N.Sastry*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 83, 313, 1971.
5. *N.A.Bahcall*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 15, 505, 1977.
6. *A.Oemler, Jr.*, *Astrophys. J.*, 194, 1, 1974.
7. *G.A.Tammann*, *Astron. Astrophys.*, 21, 355, 1972.
8. *G.O.Abell*, *Astrophys. J. Suppl.*, 3, 211, 1958.
9. *W.R.Oegerle, J.M.Hill*, *Astron. J.*, 122, 2858, 2001.
10. *A.Dressler*, *Astrophys. J.*, 231, 659, 1979.
11. *D.Carter, G.Efstathiou, R.S.Ellis, I.Inglis, J.G.Godwin*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 195, 15, 1981.

НОВЫЕ СПЕКТРАЛЬНЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ ДЛЯ ПЕРЕМЕННОЙ ГАЛАКТИКИ Kaz163 И АНАЛИЗ ДАННЫХ. I

М.А.КАЗАРЯН, Э.Л.КАРАПЕТЯН

Поступила 20 июня 2012

Принята к печати 12 июня 2013

Kaz163 является тесной двойной галактикой. Ее южный компонент S компактный, с очень голубым ядром ($U - B = -0^m.63$), в котором идут бурные активные процессы. Время от времени из него выбрасываются газовые образования, которые проявляют себя в виде эмиссионных компонентов эмиссионных линий $H\alpha$, $H\beta$ и других, как в длинноволновых, так и коротковолновых частях. В настоящей работе приведены спектральные данные новых наблюдений, проведенные в сентябре 2011г. на 2.6-м телескопе БАО. Также приведены данные, полученные разными авторами, в разные периоды наблюдений в основном принадлежащие оптическому и рентгеновскому диапазонам. Промежуток спектральных наблюдений охватывает примерно 30 лет. В течение этого времени довольно сильно менялись полуширины, эквивалентные ширины и относительные интенсивности эмиссионных линий. При первом же наблюдении в октябре 1981г. в спектре галактики S линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ не наблюдались, но в 2001г. они хорошо заметны, а в сентябре 2011г. по интенсивностям они превосходили интенсивность $H\alpha$. Звездная величина галактики S также меняется. В мягкой рентгеновской области спектра (0.1 - 2KeV) поток излучения в течение 55000 с менялся на 45%, а в жесткой области спектра (2 - 10 KeV) поток изменился примерно в 3.4 раза. В спектре галактики S фотоиндексы Γ диапазонов мягкого и жесткого, мало отличаются друг от друга, в отличие от других объектов. Для первого интервала среднее значение Γ индекса примерно равно 2.5, а для второго, 2.0. На гистограмме красных смещений Kaz163 попадает на первый большой пик распределения. Сделан вывод, что компонент S галактики Kaz163, среди галактик NLS1 по эволюционному развитию находится в предварительной стадии. Компонент N типичная эллиптическая галактика без всякой активности.

Ключевые слова: *галактики: спектральные наблюдения - Kaz163*

1. *Введение.* Галактика Kaz163 состоит из двух частей, северной протяженной N и южной компактной S [1]. N имеет эллиптическую форму и почти сливается с южной компактной частью. Расстояние между центрами этих галактик равно приблизительно 8", т.е. они тесно двойные галактики. Спектрально морфологическая характеристика части S является sd1 [2]. В настоящее время Kaz163 интенсивно изучается и находится в центре внимания многих астрономов (число отдельных статей составляет примерно 60). Впервые на нее обратил внимание Цвикки [3], который включил ее в каталог "Компактных и постэруптивных галактик". Первое спектральное наблюдение Kaz163 было проведено на 6-м телескопе CAO 29 октября 1981г. [1]. Было показано, что S галактика имеет спектр типа

Sy1, причем каждая из эмиссионных линий водорода ($H\alpha$, $H\beta$ и т.д.) имеет два компонента как со сторон коротковолновой, так и длинноволновой части, а запрещенные линии [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$ имеют по одному компоненту со стороны длинноволновой части [1]. На этом же телескопе продолжались наблюдения до 6 июня 1986г. Было выяснено [4], что до мая в 1982г. у спектральных линий структура осталась той же, что и в 1981г. [1]. А данные, полученные по наблюдениям 1984 и 1986гг. показали, что вышеотмеченные компоненты исчезли. В [4] также было показано, что S галактика является переменной, в которой меняются, как интенсивности линий, так и интенсивность непрерывного спектра.

Результаты спектральных наблюдений S галактики на 3-м телескопе имени Шейна Ликской обсерватории в диапазоне $\lambda\lambda 4000-7500\text{\AA}$, и на 1.8-м телескопе обсерватории Азиаго, 19 июля 1993г. в диапазоне $\lambda\lambda 3600-7600\text{\AA}$ приведены в [5]. В этой работе показано, что в ядре S галактики в 1981г. наблюдался взрыв, вследствие чего в промежутке времени от 28.05.1982 до 30.09.1984гг. спектральные характеристики галактики S потеряли существенные изменения: эквивалентные ширины эмиссионных линий после 1982г. уменьшились. Контуры линий также сильно изменились. После 1984г. физические параметры, а также контуры линий практически не изменялись до 1986г. В этом промежутке времени заметно усилились линии, HeII $\lambda 4686\text{\AA}$ и HeI $\lambda 5876\text{\AA}$, и оставались почти неизменными с 1986г. до 1993г.

2. *Новые наблюдения и данные о Kaz163.* Для галактики S 25 сентября 2011г. получены два спектра на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории, а для N также получены два спектра на том же телескопе 25 марта 2009г.

При получении спектров использовались камера SCORPIO и гризма ($C = 600 \text{ мм}^{-1}$) с центральной длиной волны $\lambda = 5200\text{\AA}$. Система охватывает спектральную область $\lambda\lambda 3920-7420\text{\AA}$ с дисперсией $1.7 \text{\AA}/\text{pix}$. Щель спектральной камеры шириной $2''$ и высотой $5'$ была направлена на восток-запад. В качестве звезды сравнения служила HD 217086, данные о которой были взяты из работы Массеу и др. [6]. Спектры были обработаны по программе MIDAS, и репродукции спектров приведены на рис.1.

В спектре галактики S наблюдаются эмиссионные линии $H\alpha$, HeI $\lambda 5876$, [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$, $H\beta$, HeII $\lambda 4686$, $H\gamma$, [OIII] $\lambda 4363$. Последние две линии из-за близости сливались. В спектре галактики N наблюдаются лишь типичные для эллиптической галактики линии поглощения NaI $\lambda 5893$, MgI $\lambda 5184$ и полоса G.

Впервые Kaz163 была представлена как галактика с УФ-избытком в [7]. Наблюдательные работы, посвященные изучению Kaz163, были проведены на многих телескопах в разных обсерваториях мира, а также

на внеатмосферных телескопах, в основном в рентгеновской области спектра. Первые фотоэлектрические наблюдения Kaz163 в системе *UBV* были проведены на 1.3-м телескопе в обсерватории Mc Graw-Hill в ноябре 1981г. [8] и на 2.6-м телескопе БАО [9]. В работе [8] отмечается, что рентгеновские наблюдения Kaz163 были выполнены в обсерватории Einstein. Наблюдения этой галактики были выполнены также как в инфракрасном, так и в радиодиапазонах.

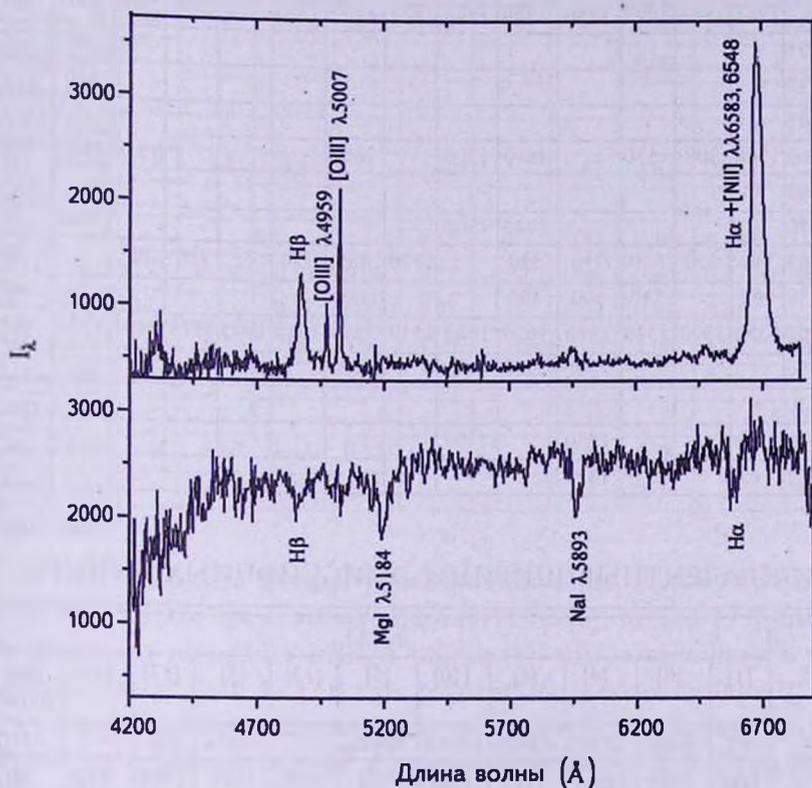


Рис.1. Репродукции спектров компонент S (верхний снимок) и N (нижний снимок).

Так как галактика S имеет переменный спектр, в настоящей статье из многочисленных работ, где имеются данные о ней, приводятся только данные тех физических параметров, которые значительно отличаются друг от друга. Ниже приводим эти данные в виде таблиц. В табл.1 приведены полуширины, FWHM (км/с) эмиссионных линий, из работ [1,4,5,8,10-16].

В табл.2 приведены эквивалентные ширины W_λ (Å) эмиссионных линий, которые были взяты из работ [1,4,5,8,10,16], а в табл.3 приведены относительные интенсивности $I_\lambda/I_{H\beta}$ линий, взятые из работ в [1,4,5,10,12,13].

В конце последнего столбца каждой из этих таблиц, приведены те же самые параметры, полученные авторами по наблюдениям, проведенным на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории 25 октября 2011г.

Таблица 1

ПОЛУШИРИНЫ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ

Ион	λ_0	FWHM (км/с)													Наст. работа	
		[1]	[8]	[4]	[4]	[5]	[11]	[12]	[5]	[13]	[14]	[15]	[16]	[10]		
		окт.	нояб.	сент.	июнь	июль	июнь		июль	апр.	авг.		окт.	сент.		сент.
		1981	1981	1984	1986	1986	1987	1988	1993	1995	1996	1998	2000	2001		2011
[SII]	6731	+												260		
[SII]	6717	+												310		
[NII]	6583	-												+		
Ha	6563	1508	900	1370		1610	1200		1680			1810	1620	2190		
[NII]	6548	-												+		
HeI	5876	-				1340	1500							1060	+	
[OIII]	5007	719	900	650	710	520		1520	480	534		480	541		600	
[OIII]	4959	660		540	600	490			480						480	
H β	4861	1350	1900	1540	1540	1630	1600	2110	1370	1620	1845	1875	2401	1200	1610	
HeII	4686	-				1250			1100							
FeII	4570	+														
H γ	4340	1380			1380		1700								1100	
H δ	4102	+			1310											

Таблица 2

ЭКВИВАЛЕНТНЫЕ ШИРИНЫ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ

Ион	λ_0	W_λ (Å)											Наст. работа	
		[1]	[8]	[4]	[4]	[10]	[5]	[12]	[5]	[13]	[16]			
		окт.	нояб.	сент.	июнь	июнь	июль		июль	апр.	окт.	сент.		
		1981	1981	1984	1986	1986	1986	1988	1993	1995	2000	2011		
[SII]	6731	15						8.3						
[SII]	6717													
[NII]	6583													
Ha	6563	540		150			167	260	181		253.2	266		
[NII]	6548													
HeI	5876	-					10.9	11.5	10.0				11.7	
[OIII]	5007	90		26	60		46.3	52.1	54.9		60.1	31.5		
[OIII]	4959	28		8	19		14.7	17.9	15.8			11.6		
H β	4861	125	57	45	70	105.2	68.8	78.9	64.3	76	70.3	58.7		
HeII	4686	-		-	8.1		10.1	2.44	11.0					
FeII	4570	5				57.9								
H γ	4340	50		15	24			28.8				36.3		
H δ	4102	20		16	16			19.7						

Таблица 3

ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ИНТЕНСИВНОСТИ ЛИНИЙ

Ион	λ_0	$I_\lambda / I_{H\beta}$										Наст. работа	
		[1]	[8]	[4]	[4]	[5]	[10]	[11]	[12]	[5]	[13]		
		окт. 1981	нояб. 1981	сент. 1984	июнь 1986	июль 1986	июнь 1986	июнь 1987	сент. 1988	июль 1993	апр. 1995		сент. 2011
[SII]	6731	-							0.09				
[SII]	6717	-											
[NII]	6583	-											
H α	6563	2.8	3.8	2.9		2.72		2.67	3.02	2.83		5.83	
[NII]	6548	-											
HeI	5876	-				0.18		0.35	0.14	0.16		0.19	
[OIII]	5007	0.33	0.58	0.50	0.86	0.72	0.57	0.86	0.66	0.82	0.86	0.62	
[OIII]	4959	0.11	0.17	0.17	0.27	0.22		0.29	0.23	0.24		0.20	
H β	4861	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	
HeII	4686	-		-	0.15	0.12		0.06	0.04	0.10			
FeII	4570	+						0.48			0.57		
H γ	4340	0.45	0.37	0.15	0.32			0.52	0.38			0.47	
H δ	4102	+		0.16	0.81				0.26				

В табл.4 собраны фотометрические величины, полученные разными авторами в разное время наблюдений [8-11,17-20], только в [9] приведены все величины в системе *UBV*. В работе [8], кроме величины в системе *V*, дается также цвет *B-V*. В двух работах определены величины в цвете *B*, в остальных работах дается только величина *V*. В таблицах отмечаются работы, где приведены данные и дата наблюдений, в [10,18,20] не отмечены даты наблюдений.

В табл.5 приводятся результаты наблюдений, проводимых на внеатмосферных телескопах Einstein, ROSA и ASCA в спектральном диапазоне 0.1-10 KeV, для галактики S. В первом столбце таблицы приводятся светимости L_x , в скобках отмечаются спектральные области наблюдений, во втором столбце приводится постоянная величина Хаббла, при которой вычислялись светимости. В третьем столбце приведены средние величины потоков, соответствующие одному KeV, т.е. единичному интервалу энергии. Если в используемой работе имеются данные для потока, принадлежащие определенному интервалу, то мы берем среднюю величину, соответствующую одному KeV энергии, а если приводится только светимость, то соответствующий 1 KeV поток вычисляли, используя величину постоянной Хаббла, приведенную в таблице. Наблюдательный диапазон рентгеновского

Таблица 4

ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ВЕЛИЧИНЫ ГАЛАКТИКИ KAZ163,
ПОЛУЧЕННЫЕ В РАЗНОЕ ВРЕМЯ НАБЛЮДЕНИЙ

V	$B - V$	$U - B$	Литература	Время наблюдения
16 ^a .5	+0 ^a .64	-	[8]	1981
14.29 ^b	+0.49	-0 ^a .17	[9]	1983
15.37 ^c	+0.42	-0.63	[9]	--
15.01 ^c	+0.46	-0.50	[9]	--
15.73 ^d	+0.70	+0.19	[9]	--
16.50	-	-	[17]	1988
16.43	-	-	[11]	1987
15.0(B) ^e	-	-	[10]	
15.56	-	-	[18]	
15.01	-	-	[19]	1991
15.31(B) ^e	-	-	[20]	

^a Вся галактика Kaz163 с компонентами, N+S, угловые диаметры 27" x 30".

^b Ядро S, угловой диаметр 3".6.

^c Ядро S + кольцо S, угловой диаметр 9".

^d Ядро N + кольцо N, угловой диаметр 9".

^e В работах [10,20] приведены величины в системе B , поэтому в столбце цвета V они взяты в скобках.

излучения разделяется на два интервала, Soft (S) 0.1-2KeV и Hard (H) 2-10KeV, однако часто бывает, что диапазон наблюдений не соответствует этому интервалу и частично перекрывает как S, так и H. В этих случаях мы обозначаем SH. В этой таблице приведены также фотоиндекс Г, телескоп наблюдения и соответствующая литература.

Таблица 5

СВЕТИМОСТИ И ПОТОКИ, НАБЛЮДАВШИЕСЯ В
РЕНТГЕНОВСКОЙ ОБЛАСТИ ДЛЯ S ГАЛАКТИКИ

$L_x \times 10^{43}$ (эрг с ⁻¹)	H (км с ⁻¹ Мпк ⁻¹)	$F_x \times 10^{-13}$ (1KeV) (эрг см ⁻² с ⁻¹)	S или H	Г	Телескопы	Литер.
4.30(0.5-4.5 KeV)	50	6.29	SH		Einstein	[8]
1.70(0.5-4.5 KeV)	75	5.59	SH		--	[19]
1.40(0.2-3.5 KeV) ^a	75	5.58	SH		--	[20]
3.30(0.3-3.5 KeV)	50	6.04	SH		--	[21]
3.65(0.2-2 KeV) ^a	75	26.7	S	2.54	ROSAT	[22]
8.20(0.1-2.4 KeV)	50	20.9	S	2.50	--	[23]
2.80(2-10 KeV)	50	2.05	H	2.04	ASCA	[24]
0.55(5-10 KeV)	75	1.45	H	2.04	--	[25]
4.70(0.5-2 KeV)	50	18.3	S		ROSAT	[26]
1.55(2-10 KeV)	75	2.55	H	1.91	ASCA	[27]
2.84(2-10 KeV)	70	5.01	H	2.0	ASCA	[28]
2.10(0.1-2.4 KeV)	70	12.8	S		ROSAT	[29]

В работе [28] для галактики S приведены фотометрические величины R , J , H и K , которые равны $16^m.0$; $14^m.69$; $13^m.84$ и $12^m.83$, соответственно.

3. *Обсуждение результатов.* Среди галактик с УФ-избытком галактики типа Сейферта составляют примерно 10%. Как отмечалось выше, галактика S принадлежит к типу Sy1 [1].

В 1985г. Остерброк и Погге [30] обратили внимание на то, что среди галактик типа Sy1 имеются такие, в спектрах которых разрешенные линии H β , HeI, HeII сравнительно более узкие, чем в спектрах некоторых других галактик типа Sy1. Они по полуширинам (FWHM) несколько выше таковых у запрещенных линий [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$. В этой работе были изучены 7 галактик Маркаряна, 5 из которых имели отмеченные характеристики. Кроме этих особенностей они обнаружили, что у этих галактик наблюдаются эмиссионные линии FeII. У некоторых из них они по интенсивностям достигают H β и даже превосходят ее, например у Mrk 493, $I(\text{FeII } \lambda 4570)/I_{\text{H}\beta} = 1.31$. Ныне эти галактики обозначаются как NLS1.

В работе [20] собраны 50 таких галактик, данные о которых опубликованы до 2001г., для них $z < 0.0666$, $\delta \geq -25^\circ$ т.е. сравнительно близкие галактики. В эту таблицу вошла также Kaz163.

В этой работе при составлении упомянутой таблицы учитывались следующие характеристики NLS1 галактик, отмеченные в [31]. Прежде всего узкие полуширины разрешенных линий ($\text{FWHM}(\text{H}\beta) \leq 2000$ км/с), которые меньше, чем эти же величины у обычных Sy1 галактик с широкими линиями (BLS1). Рентгеновское излучение NLS1 значительно мягкое, его фотоиндекс Γ принимает значение от 1.5 до 5, а значения Γ у BLS1 не так уж отличаются друг от друга, в среднем он примерно 2.1 [23]. У BLS1 наблюдается переменность как мягкого, так и жесткого рентгеновского излучения [32]. В этих галактиках часто наблюдаются сильные эмиссионные линии мультиплетов FeII или, как утверждается в [30], наблюдаются также эмиссионные линии высокоионизованного железа.

Теперь рассмотрим данные, относительно наблюдавшихся в оптической области спектров, приведенные в табл.1, 2, 3 и 4. В табл.1 приведены полуширины (FWHM) эмиссионных линий. Сначала обратим внимание на FWHM линий H α и H β , из них для H α данные приведены в 9-ти, а для H β - в 14-ти работах. Промежуток наблюдательного времени у обоих параметров одинаковый и составляет примерно 30 лет. За эти годы они довольно сильно менялись, у H α от 900 км/с до 2190 км/с, а у H β от 1200 км/с до 2400 км/с. Однако вид контуров эмиссионных линий H α и H β , приведенных в [1], и вообще вид этих линий по интенсивностям, начиная с ее основания, т.е., как принято говорить, с нуля интенсивностей до максимальных интенсивностей, очень разнообразен и связан с временами наблюдений. Иногда бывает, что каждая из этих линий состоит из нижней

широкой и верхней узкой частей [1]. Поэтому при определении физических параметров линии, надо учитывать вид линии. Это особенно важно при определении полуширины линий. Как было отмечено, линии могут состоять из разных частей с разными ширинами. В таких случаях полуширины линий для каждой части надо определять отдельно, как было сделано в работе [1].

В работе [11] приведены репродукции спектров обоих компонентов Kaz163. В спектре галактики S наблюдаются яркие линии $H\alpha$, [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$ и $H\beta$. Рядом с $H\alpha$ отмечены линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$, которые довольно слабые. $H\alpha$ очень яркая, однако для этой линии в этой же работе приведена полуширина, 1200 км/с, а также полуширины для линий $H\beta$ и $H\gamma$, которые равны 1600 и 1700 км/с, соответственно. По спектрам видно, что полуширина у $H\alpha$ должна быть более высокой, чем приведенное значение. По нашим оценкам она должна быть примерно 1700 км/с.

Ширина у оснований линий или на непрерывном спектре $H\alpha +$ [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ составляет примерно 150 Å, т.е. она покрывает довольно широкий интервал или можно сказать, что газовая составляющая на этом уровне имеет радиальную скорость примерно 3400 км/с. При этом линии $H\alpha +$ [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ сливаются, хотя последние две линии, сравнивая с $H\alpha$, очень слабые, но в их общем изображении пики линии азота видны. Что касается наших наблюдений, проведенных в 2011г., то у основания этих линий, или на непрерывном спектре, они образуют более широкий интервал, примерно 166 Å, которому соответствует радиальная скорость примерно 3800 км/с, однако пики линий азота не видны. Это не означает, что линии азота в этом изображении нет, по всей вероятности обе линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ очень интенсивные и настолько широкие, что они сливаются с широкой линией $H\alpha$ и вместе образуют интенсивную и широкую линию без всяких пиков по краям. Ее интенсивность относительно интенсивности линии $H\beta$ составляет 5.83 (табл.3). Эта величина на 3.03 больше теоретического значения $(I_{H\alpha}/I_{H\beta})_{теор} = 2.8$ при модели В, т.е. избыточная часть 3.03 принадлежит линиям азота. В пользу этого предположения говорит то, что следующая линия Бальмеровской серии $H\gamma$ при модели В имеет интенсивность относительно интенсивности линии $H\beta$, $(I_{H\gamma}/I_{H\beta})_{теор} = 0.5$, которая очень близка к нашему наблюдению $(I_{H\gamma}/I_{H\beta})_{наб} = 0.47$. В табл.3 приведена относительная интенсивность линии, $I_{H\alpha}/I_{H\beta} = 2.8$, которая была получена при первом наблюдении в 1981г. [1] и, как видно, она равна к теоретическому значению.

Промежуток времени наших наблюдений галактики Kaz163 составляет 30 лет. Спектры, полученные за это время, по спектральным структурам и физическим характеристикам довольно отличаются друг от друга, о чем мы уже говорили выше. При первых наблюдениях, проведенных в 1981г. [1], в спектрах не наблюдались линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$. Начиная с 1987г.,

они хотя и слабо, но уже появились [11]. После этого наблюдения галактика S наблюдалась в 2001г. на 1.93-м телескопе Верхнего Прованса. На рис.2. приведен этот спектр, где хорошо видно, что линия [NII] $\lambda 6583$ довольно усиливалась и ее пик по интенсивности приближался к пику $H\alpha$, их отношение примерно равно 0.6.

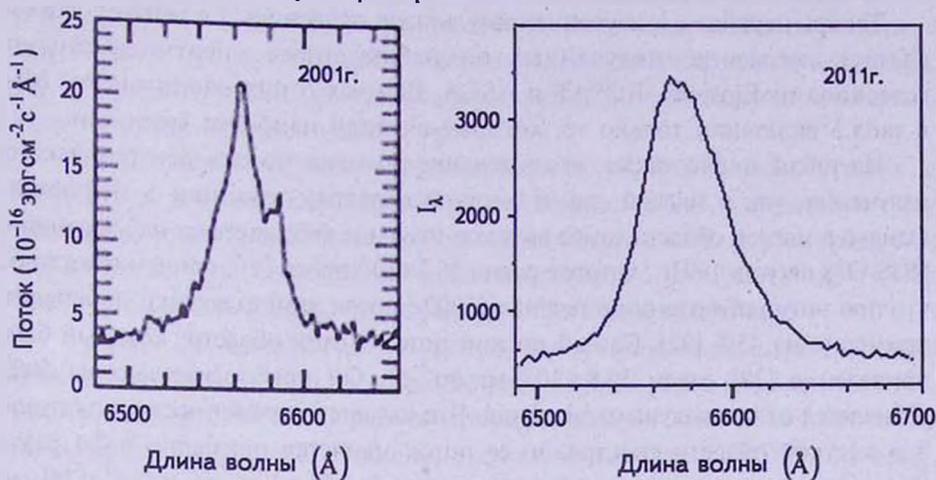


Рис.2. Вид линии $H\alpha$ по наблюдениям 2001 и 2011гг.

В 2011г. линии азота стали настолько сильными, что превосходили интенсивность $H\alpha$. Этот эффект также хорошо виден из рис.1, там приведены спектры обоих компонентов. Из них видно, что линия $H\beta$ у спектров обоих компонентов по вертикальному направлению находится на одной линии, пик линии $H\alpha + [NII] \lambda\lambda 6583, 6548$ явно смещен в сторону линии [NII] $\lambda 6583$, длина волны пика равна приблизительно 6579 \AA , которая всего на 4 \AA меньше отмеченной линии азота. Такая картина наблюдалась также в спектре квазара Kaz102, в котором в июне 1973г. линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ не наблюдались [33]. После 27.5 года эти линии, как и у Kaz163 по интенсивностям вместе превосходили интенсивность $H\alpha$ [34]. В спектре галактики S, полученном в 2011г., наблюдались HeI $\lambda 5876$, HeII $\lambda 4686$ и [OIII] $\lambda 4363$, которые не были заметны в 1981г. [1], т.е. возбужденность газовой составляющей стала более высокой. Судя по данным табл.2, в течение наблюдательного времени эквивалентные ширины бальмеровских линий уменьшились по сравнению с данными в 1981г. [1].

Как было отмечено выше, количество галактик типа NLS1 составляет 50 объектов, список которых приведен в [20]. В него из наших галактик, кроме Kaz163, вошла также Kaz320. Спектры 23 галактик из них приведены в работе [10], на которых довольно четко и хорошо видны эмиссионные линии. В спектрах этих галактик, кроме Mrk 684 и PG 1016 + 336,

наблюдаются линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$, т.е. у 2 или примерно 8.7% из них нет физических условий для образования упомянутых линий азота. Эти две галактики, по всей вероятности проживают стадию, в которой находилась галактика S в промежутке времени наблюдений, 1981-1982гг.

Из табл.4 видно, что звездная величина галактики S меняется.

Теперь перейдем к изучению результатов галактики S в рентгеновском (X-ray) диапазоне, полученных по наблюдениям внеатмосферными телескопами Einstein, ROSAT и ASCA. Данных о них очень много. Мы в табл.5 включили только те, которые считали наиболее важными.

Из табл.5 видно также, что в течение времени потоки рентгеновского излучения, как в мягкой, так и жесткой областях галактики S меняются. Однако в мягкой области самое высокое значение соответствует наблюдениям ROSAT 8 августа 1993г., которое равно $26.7 \times 10^{-13} \text{ эрг см}^{-2} \text{ с}^{-1}$, причем показано, что при этом наблюдении в течение 55000с поток этой галактики изменялся примерно на 45% [22]. Самый низкий поток в этой области, который был приведен в [29] равен $12.8 \times 10^{-13} \text{ эрг см}^{-2} \text{ с}^{-1}$. Он приблизительно на 50% отличается от предыдущего значения. Что касается переменности галактики S в жесткой области спектра, то ее поток меняется примерно в 3.4 раза, достигая самого высокого значения равного $5.01 \times 10^{-13} \text{ эрг см}^{-2} \text{ с}^{-1}$ [28], и самого низкого значения, $1.45 \times 10^{-13} \text{ эрг см}^{-2} \text{ с}^{-1}$ [25].

Как было отмечено выше, в табл. 5 первые четыре строки охватывают диапазон SH, как следовало ожидать величины потоков, соответствующие этим интервалам, находятся между потоками мягкого и жесткого интервалов.

Фотоиндексы (Г) мягкого и жесткого диапазонов в спектре галактики S мало отличаются друг от друга, для первого интервала среднее значение примерно равно 2.5, а те же величины для второго интервала -2.0.

В работе [35] рассмотрена выборка, состоящая из галактик Sy1, квазаров и BLRG галактик, количество которых около 100 объектов. Там для них собраны отношения интенсивностей $I_{\text{FeII}\lambda 4570}/I_{\text{H}\beta}$ и радио светимостей на волне 6см. В ней было сделано заключение, что эмиссия в линиях FeII тесно коррелируется с компактными радиоисточниками. Это касается также S галактики, так как она сама является компактным радиоисточником. Кроме того в [35] было показано, что у таких галактик, в спектрах которых наблюдается эмиссионная линия FeII $\lambda 4570$, отношение ее интенсивности к интенсивности эмиссионной линии H β , $I_{\text{FeII}\lambda 4570}/I_{\text{H}\beta}$ зависит от мощности ее радиоизлучения. Например, если $I_{\text{FeII}\lambda 4570}/I_{\text{H}\beta} < 0.5$, то ее радиоизлучение на длине волны 6см считается спокойным, а когда это отношение больше 0.5, то радиоизлучение считается громким. Значения $I_{\text{FeII}\lambda 4570}/I_{\text{H}\beta}$ в спектре галактики S довольно сильно меняются, в [1] линия FeII $\lambda 4570$ очень слабая, потом она стала заметной, в [11] для нее приведено значение 0.48, т.е. при таких наблюдениях ее радиоизлучение, согласно вышеотмеченному, должно быть спокойным, а в [10]

это отношение стало больше 0.5, оно равнялось 0.57, т.е. с этой точки зрения радиоизлучение стало громким. Для галактики S имеется только одно радионаблюдение на волне 6 см, согласно которому ее поток < 1.0 мЯн [18]. Фактически мы не можем сказать об изменении интенсивности в этом диапазоне. Однако, имея в виду изменение интенсивности линии FeII $\lambda 4570$ и изменения интенсивностей других линий в оптической области спектра, а также изменения, происходящие в рентгеновских областях, можно заключить, что по всей вероятности, изменяется также радиоизлучение, причем иногда оно становится спокойным, иногда - громким.

Так как мы говорили о радиосветимости на волне 6 см, а также о светимостях рентгеновских областей, приведенных в табл.5, в общем итоге для сравнения можно привести светимость в оптическом диапазоне, которая равна 5.37×10^{39} эрг с^{-1} [12] и болометрическая светимость $L_{\text{bol}} = 1.05 \times 10^{45}$ эрг с^{-1} [36]. Как и следовало ожидать, последняя намного выше остальных.

В работе [37] было построено распределение красных смещений квазаров и активных галактик. На гистограмме наблюдается резко выраженный пик, при значении $z = 0.06$. В работе приведен список этих объектов, число которых 89. Их красные смещения находятся в интервале $0.055 \leq z \leq 0.065$. В этот список включена также галактика Kaz163, красное смещение которой равно 0.063, т.е. оно очень близко к максимальному значению.

Сравнение данных между собой позволяет сделать некоторые важные выводы, касающиеся переменности физических параметров галактики S:

1. Южный компонент S галактики Kaz163 компактный с очень голубым ядром ($U - B = -0^m.63$), в котором идут бурные активные процессы. Время от времени из него выбрасываются газовые образования, которые проявляют себя в виде эмиссионных компонентов по обе стороны основных эмиссионных линий $\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$ и другие. Северный компонент N галактики Kaz163 - типичная эллиптическая галактика без всяких активностей.

2. В течение примерно 30 лет довольно сильно менялись значения полуширины, эквивалентные ширины и относительные интенсивности эмиссионных линий (табл.1, 2 и 3).

3. В октябре 1981 г. в спектре галактики S линии [NII] $\lambda\lambda 6583, 6548$ не наблюдались, в 2001 г. они уже хорошо были заметны, а в сентябре 2011 г., они по интенсивностям уже превосходили интенсивности $\text{H}\alpha$.

4. Звездная величина галактики S в разных системах также меняется.

5. В рентгеновской мягкой области спектра (0.1 - 2 KeV) поток излучения в течение 55000 с менялся на 45%, а в жесткой области спектра (2 - 10 KeV) изменение потока достигалось до 3.4 раза.

6. Фотоиндексы Г мягкого и жесткого диапазонов в спектре галактики S, в отличие от других объектов, мало отличаются друг от друга. Для первого интервала среднее значение примерно 2.5, а те же величины для

второго интервала примерно 2.0.

7. Kaz163 на гистограмме красных смещений почти попадает на первый пик распределения.

8. На основании вышеприведенных данных мы пришли к выводу, что компонент S галактики Kaz163, по всей вероятности, среди галактик NLS1 по эволюционному развитию находится в их предварительной стадии.

Ереванский государственный университет,
Армения, e-mail: astro@ysu.am

NEW SPECTROSCOPIC OBSERVATIONS FOR VARIABLE GALAXY Kaz163 AND DATA ANALYSIS. I

M.A.KAZARYAN, E.L.KARAPETYAN

Kaz 163 is a close double galaxy. Its southern component S is compact, with a very blue nucleus, $U - B = -0^m.63$, in which stormy active processes take place. From time to time gas formations are ejected from it which behave themselves like emission components around the main emission lines $H\alpha$, $H\beta$ around both from their long-wave and short-wave sides. The given article presents the spectral data of the new observations, which were carried out with the 2.6m telescope of the Byurakan observatory in September 2011. Besides, the data obtained by different authors in different periods of observations are given in this article which are mostly owned by optical and X-ray regions. The interval of these spectral observations covers approximately 30 years. During this period rather strong changes took place concerning the half-widths, the equivalent widths. During the first observation in October 1981, lines [NII] $\lambda\lambda 6583$, 6548 were not visible in the spectrum of galaxy S. In 2001 they were already visible on the spectrum, and on the spectrum obtained in 2011 they already surpassed the intensity of intensity $H\alpha$. The magnitude of galaxy S is also changing: its nucleus is very blue. In the soft X-ray spectral region (0.1 - 2keV) the flux of the radiation changed by 45% during 55000 s, and in the hard one (2 - 10keV) it changed up to 3.4 times. Photoindexis for the soft and hard regions in the spectrum of galaxy S, unlike other objects, do not differ from each other so much. The mean value for the first interval is approximately 2.5 and is equal 2.0 for the second one. On the histogram of redshifts Kaz 163 corresponds to the first big peak of the distribution. It is concluded that the component S of the galaxy Kaz 163, among the galaxies NLS1, with the development of their evolution, is in the preliminary stage. Component N is a normal elliptical galaxy with no activity.

Key words: *galaxies: spectral observations - Kaz163*

ЛИТЕРАТУРА

1. М.А.Казарян, *Астрофизика*, 19, 411, 1983.
2. М.А.Казарян, V.Zh.Adibekyan, B.McLean, R.J.Allen, A.R.Petrosian, *Астрофизика*, 53, 69, 2010.
3. F.Zwicky, A.Zwicky, *Catalog of selected compact galaxies and of posteruptive galaxies*, Zwich, 1971.
4. М.А.Казарян, В.С.Тамазян, Э.Л.Каранетян, *Астрофизика*, 31, 219, 1989.
5. М.А.Казарян, П.Рафанелли, В.С.Тамазян, М.Туратто, *Астрофизика*, 37, 5, 1994.
6. P.Massey, K.Strobel, J.V.Barnes, E.Anderson, *Astrophys. J.*, 328, 315, 1988.
7. М.А.Казарян, *Астрофизика*, 15, 193, 1979.
8. G.A.Kriss, C.R.Canizares, *Astrophys. J.*, 261, 51, 1982.
9. М.А.Казарян, В.С.Тамазян, *Письма в Астрон ж.*, т.10, №11, 1984.
10. M.P.Veron-Cetty, P.Veron, A.C.Goncalves, *Astron. Astrophys.*, 372, 730, 2001.
11. B.Haddad, C.Vanderriest, *Astron. Astrophys.*, 245, 423, 1991.
12. S.A.Stephens, *Astron. J.*, 97, 10, 1989.
13. K.M.Leighly, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 125, 317, 1999.
14. V.C.Boite et al., *Astron. J.*, 127, 3168, 2004.
15. T.Wang, Y.Lu, *Astron. Astrophys.*, 377, 52, 2001.
16. Akiyama Masayu, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 148, 275, 2003.
17. V.A.Lipovevsky, S ByuO, 55, 5, 1988.
18. J.T.Stocke, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 76, 813, 1991.
19. M.K.Lanzetta, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 84, 109, 1993.
20. K.Ohta, K.Aoki, T.Kawaguchi, G.Kiuchi, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 169, 1, 2007.
21. M.Gioia, T.Maccacaro, R.E.Scild et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 72, 567, 1990.
22. W.N.Brandt, A.C.Fabian, K.Naddra et al., *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 271, 958, 1994.
23. Th.Boller, W.N.Brandt, H.Fink, *Astron. Astrophys.*, 305, 53, 1996.
24. K.Iwasawa, A.C.Fabian, W.N.Brandt et al., *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 291, L17, 1997.
25. K.Nandra, *Astrophys. J.*, 582, 615, 2003.
26. M.Gioia, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 149, 29, 2003.
27. Jian-Min Wang, Ken-Ya Watarai, Shin Mineshinge, *Astrophys. J.*, 507, L107, 2004.
28. Chisato Watanale, Kouji Ohata, Masayuki Akiyayam Yoshihiro Ueda, *Astrophys. J.*, 610, 128, 2004.
29. J.P.Henry, C.R.Mullis, W.Voges et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 162, 304, 2006.
30. D.E.Osterbrock, R.W.Pogge, *Astrophys. J.*, 297, 166, 1985.
31. R.W.Pogge, *NewA Rev.*, 44, 381, 2000.
32. K.M.Leighly, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 125, 297, 1999.
33. М.А.Казарян, Э.Е.Хачикян, *Астрофизика*, 17, 661, 1981.
34. М.А.Казарян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, 50, 661, 2007.
35. M.Joly, *Astron. Astrophys.*, 242, 49, 1991.
36. M.P.Veron-Cetty, P.Veron, *Astron. Astrophys.*, 412, 399, 2003.
37. G.Berbige, A.Hevitt, 359, L33, 1990.

ИССЛЕДОВАНИЕ НЕКОТОРЫХ МОРФОЛОГИЧЕСКИХ ОСОБЕННОСТЕЙ ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ РАДИОИСТОЧНИКОВ FRI И FR II ТИПОВ

Р.Р.АНДРЕАСЯН¹, М.А.ОГАННИСЯН², Г.М.ПАРОНЯН¹,
А.В.АБРАМЯН¹

Поступила 13 марта 2013

Принята к печати 12 июня 2013

В работе использованы данные более чем 650 внегалактических радиоисточников для изучения распределения спектральных индексов и вытянутостей радиоисточников разных Фанаров Рили (FR) классов. Показано, что больших различий в распределениях спектральных индексов в радиоисточниках FRI и FR II классов не наблюдается. При изучении распределения вытянутостей внегалактических радиоисточников получены следующие основные морфологические различия для объектов разных FR классов: а) радиоизображения внегалактических радиоисточников FR II типа в среднем более вытянуты, чем радиоизображения радиоисточников FRI типа; б) внегалактические радиоисточники FRI типа можно разделить на два подтипа с двумя функциями распределения параметра вытянутости K с разными максимумами. Эти два подтипа радиоисточников FRI класса, помимо разных средних вытянутостей радиоизображений, вероятно, должны иметь также различия в ориентациях направлений этих вытянутостей относительно направления оси вращения родительской оптической галактики, которые в большинстве случаев совпадают с малой оптической осью галактики.

Ключевые слова: *радиоисточники: морфологические особенности*

1. *Введение.* Известно, что внегалактические радиоисточники по размеру радиоизлучающей области подразделяются на компактные и протяженные. Протяженные внегалактические радиоисточники, которые в основном имеют двойную конфигурацию [1], в свою очередь классифицируются как Фанаров-Рили I (FRI) и Фанаров-Рили II (FR II) классов [2]. В основе этой морфологической классификации лежит тот факт, что у одних внегалактических радиоисточников радиояркость уменьшается к краям радиоизображения FRI типа, а у других - увеличивается к краям радиоизображения FR II типа. Внегалактические радиоисточники FR II типа, как правило, имеют яркие образования, так называемые горячие пятна, у обоих внешних краев двойного радиоизображения. Было также показано, что внегалактические радиоисточники FR II типа в среднем имеют большую радиосветимость, чем радиоисточники FRI типа [2]. В дальнейшем между этими FR типами было найдено много других физических и морфологических различий, например, различия между радиоизлучениями в центральных областях радиоисточников, различия между отношениями радио-

излучений центральных областей и протяженных радиокомпонентов, различия между зависимостями светимости в эмиссионных линиях от радиосветимости у разных FR типов и др [3-5]. Изучение так называемой Фанаров-Рили дихотомии очень важно для выбора подходящего механизма образования и эволюции внегалактических радиоисточников, и поэтому в настоящее время изучению FR дихотомии посвящается много работ (см., например, [6-9] и ссылки в них).

В работах Андреасяна и др. [10-12] был предложен механизм образования внегалактических радиоисточников, в основе которого лежат особенности динамики выброшенных из центральной области родительской галактики облаков релятивистских электронов с разными плотностями в предполагаемом дипольном магнитном поле галактики. В рамках предложенной модели были найдены хорошие физические объяснения для морфологической классификации Фанарова-Рили и почти для всех известных различий между разными FR типами. Из предложенного механизма также были предсказаны другие возможные различия в этих двух FR типах внегалактических радиоисточников. Эти предсказанные различия впоследствии проверялись и получили подтверждение на основе анализа большого наблюдательного материала. Это данные о 267 близлежащих радиогалактиках (отождествленные с ними оптические галактики ярче 17^m), для которых по Паломарским картам возможно было определить направления малых осей родительских оптических галактик (выборка 1) и 280 внегалактических радиоисточников, для которых были известны углы между направлениями их больших радиоосей и усредненных направлений поляризации радиоизлучения (выборка 2). Данные этих выборок приведены в работе [13]. В настоящей работе изучается зависимость вытянутостей радиоизображений, а также спектрального индекса внегалактических радиоисточников от их FR классов.

2. Используемые наблюдательные данные. В настоящей работе для статистического анализа используются данные, приведенные в вышеупомянутых выборках 1 и 2 из работы [13], а также данные выборки 3, состоящей из внегалактических радиоисточников каталога CoNFIG (Combined NVSS-FIRST Galaxy catalogue) из работы [6], в которой приведены радиокарты и другие наблюдательные данные для 859 внегалактических радиоисточников. Поскольку в настоящей работе мы будем исследовать зависимость параметра вытянутости радиоизображения и спектрального индекса внегалактических радиоисточников от их FR классов, то здесь приведем некоторую информацию об этих данных в вышеупомянутых выборках.

В работах [10,12] для внегалактических радиоисточников из выборок 1 и 2 были найдены так называемые параметры вытянутостей их радиоизображения (K). Эти параметры определяются как отношение размера

радиоизображения по направлению большой радиооси к его наибольшему размеру в перпендикулярном направлении. Из литературы были также найдены FR классы и спектральные индексы для большинства из этих объектов. Все данные выборки 1 и 2 приведены в приложении работы [13]. В выборке 1 имеется 161 радиоисточник с известными FR классами и параметрами радиовытянутостей K (82 FR I типа и 79 FR II типа). В выборке 2 часть объектов совпадает с внегалактическими радиоисточниками выборки 1. Поэтому из них мы выбрали 131 объект не совпадающий с радиоисточниками выборки 1, и для которых одновременно определены FR классы и параметры K (14 FR I типа и 117 FR II типа). Таким образом, в выборках 1 и 2 имеются всего 292 объекта, из них 96 FR I типа и 196 FR II типа. Спектральные индексы вместе с FR классами в упомянутых выборках 1 и 2 известны у 151 объекта (73 FR I типа и 78 FR II типа).

В выборке 3, как было сказано, приведены разные наблюдательные данные для 859 внегалактических радиоисточников [6]. В выборке также приведены FR классы и радиокарты на частотах 1.4 ГГц для многих объектов. Эти радиокарты нами были использованы для определения параметров радиовытянутостей K тех объектов, у которых в выборке 3 приведены также FR классы. Таких радиоисточников в выборке оказалось 373, из них 52 объекта FRI типа, и 321 - FRII типа. Данные об FR классах и параметрах радиовытянутостей K этих внегалактических радиоисточников приведены в табл.1.

Таблица 1

Название	FR	K	Название	FR	K	Название	FR	K
1	2	3	1	2	3	1	2	3
3C 192	II	4.82	3C 225A	II	1.20	3C 252	II	2.78
3C 194	II	2.00	3C 226	II	1.85	3C 253	II	2.21
3C 196	II	1.01	3C 227	II	5.12	3C 254	II	1.44
3C 197.1	II	1.64	3C 228	II	3.00	3C 261	II	2.42
3C 200	II	1.54	3C 229	II	2.59	3C 263.1	II	1.18
3C 202	II	1.99	3C 230	II	1.50	3C 264	I	1.60
3C 205	II	1.65	3C 234	II	3.27	3C 265	II	4.19
3C 207	II	1.33	3C 236	II	1.00	3C 266	II	1.01
3C 208	II	1.90	3C 238	II	1.40	3C 267	II	3.23
3C 208.1	II	1.00	3C 239	II	1.72	3C 268.2	II	7.32
3C 210	II	1.65	3C 240	II	2.46	3C 268.4	II	1.78
3C 211	II	2.63	3C 241	II	1.02	3C 269	II	2.99
3C 212	II	1.39	3C 242	II	5.72	3C 270	I	8.62
3C 213.1	II	1.55	3C 243	II	2.24	3C 270.1	II	1.02
3C 215	II	1.67	3C 244.1	II	3.83	3C 272	II	2.43
3C 217	II	1.51	3C 247	II	1.37	3C 274.1	II	5.61
3C 219	II	5.70	3C 248	II	7.14	3C 275	II	1.07
3C 220.2	II	1.48	3C 249	II	2.22	3C 275.1	II	1.77
3C 221	II	1.44	3C 250	II	4.07	3C 276	II	4.14
3C 223	II	5.42	3C 251	II	3.96	3C 277	II	5.87

Таблица 1 (Продолжение)

1	2	3	1	2	3	1	2	3
3С 277.2	II	3.48	4С 24.35	II	1.96	ТХS 1418+030	II	2.81
3С 277.3	II	1.63	4С 25.29	II	4.20	ТХS 1421+006	II	3.50
3С 280	II	1.32	4С 25.36	II	2.80	ТХS 1422-010	II	5.12
3С 280.1	II	2.45	4С 25.38	II	4.65	ТХS 1423+018	II	1.87
3С 281	II	3.14	4С 26.44	II	3.32	ТХS 1423+019	II	3.05
3С 284	II	3.46	4С 27.31	II	2.45	ТХS 1425+005	II	2.04
3С 285	II	3.03	4С 28.39	I	2.76	ТХS 1427+009	II	2.28
3С 287.1	II	2.94	4С 29.41	I	3.09	ТХS 1427+012	II	4.08
3С 288	I	1.20	4С 29.44	II	1.60	ТХS 1428-013	II	2.93
3С 288.1	II	1.41	4С 29.46	II	4.34	ТХS 1429-006	II	1.03
3С 289	II	1.58	4С 29.47	I	3.07	ТХS 1430+011	II	1.35
3С 293	I	2.92	4С 30.21	II	2.57	ТХS 1430-002	II	5.24
3С 294	II	1.53	4С 17.56	II	1.96	ТХS 1431+008	II	2.79
3С 295	II	1.31	4С 17.60	II	3.27	ТХS 1431-001	II	1.32
3С 299	II	1.76	4С 18.39	II	3.67	PKS 1227+119	I	1.65
3С 300	II	3.05	4С 18.40	II	4.09	ТХS 1500+185	II	1.95
3С 300.1	II	1.94	4С 18.43	II	1.13	ТХS 1500+259	II	2.57
3С 303	II	1.88	ТХS 0757+503	II	1.86	ТХS 1501+126	II	3.24
3С 304	II	1.32	ТХS 1115+536	II	3.78	ТХS 1501+197	II	3.12
3С 305	I	1.54	ТХS 1128+455	II	1.03	ТХS 1504+206	II	3.27
3С 306	II	4.56	ТХS 1130+504	II	4.03	ТХS 1505+190	II	1.01
3С 310	I	1.86	ТХS 1140+217	II	2.18	ТХS 1505+247	II	3.00
3С 313	II	7.81	ТХS 1152+551	II	6.85	ТХS 1506+171	II	2.72
3С 315	I	1.41	ТХS 1223+099	I	2.39	ТХS 1506+245	II	7.79
3С 319	II	2.80	ТХS 1229-013	II	5.00	ТХS 1507+235	II	2.49
3С 320	II	1.94	ТХS 1239+577	II	14.05	ТХS 1507+298	II	3.52
3С 321	II	11.47	ТХS 1249+035	I	2.59	ТХS 1508+108	II	2.04
3С 322	II	2.83	ТХS 1249+530	II	2.78	ТХS 1508+128	II	9.19
3С 323	II	2.54	ТХS 1405+026	I	2.66	ТХS 1508+148	II	4.55
3С 323.1	II	2.96	ТХS 1406-007	II	1.97	ТХS 1508+205	II	1.65
3С 324	II	1.39	ТХS 1407-009	II	1.72	ТХS 1509+213	II	3.46
3С 325	II	2.10	ТХS 1408+009	II	1.70	ТХS 1509+229	II	5.10
3С 326	II	3.34	ТХS 1408+016	II	2.04	ТХS 1511+103	II	2.67
3С 326.1	II	1.16	ТХS 1408-003	II	3.22	ТХS 1511+158	II	2.13
3С 327	II	2.14	ТХS 1409-030	II	1.15	ТХS 1512+104	I	1.14
4С 20.20	I	1.88	ТХS 1410+027	II	3.34	ТХS 1512+104B	II	2.13
4С 20.24	II	1.87	ТХS 1410+028	II	2.38	ТХS 1512+227	I	2.21
4С 20.28	II	6.42	ТХS 1410-015	II	2.28	ТХS 1513+144	II	2.19
4С 20.29	II	1.81	ТХS 1411+002	II	1.81	ТХS 1514+215	II	2.04
4С 20.31	II	1.07	ТХS 1411+019	II	2.34	ТХS 1515+146	II	3.66
4С 20.33	II	1.88	ТХS 1412+026	II	2.00	ТХS 1515+160	II	2.43
4С 20.36	II	2.06	ТХS 1412+031	II	3.54	ТХS 1515+176	II	5.73
4С 21.26	II	6.55	ТХS 1413+007	II	1.60	ТХS 1515+198	II	1.11
4С 21.42	II	1.63	ТХS 1413-011	II	2.06	ТХS 1515+269	II	2.02
4С 21.44	I	2.21	ТХS 1415+008	II	2.79	ТХS 1515+301	II	2.56
4С 22.25	II	1.75	ТХS 1415+013	II	2.34	ТХS 1519+103	II	4.44
4С 23.24	II	1.28	ТХS 1415+016	II	1.32	ТХS 1519+108	II	4.43
4С 23.42	I	3.49	ТХS 1416+006	II	7.60	ТХS 1519+228	II	3.48
4С 24.31	II	1.06	ТХS 1416-000	II	2.82	ТХS 1520+221	II	3.85
4С 24.33	I	1.84	ТХS 1416-022	II	1.38	ТХS 1521+116	I	1.85

Таблица 1 (Продолжение)

1	2	3	1	2	3	1	2	3
TXS 1521+195	II	2.08	TXS 1435+031	II	2.83	CENSORS-109	I	1.11
TXS 1522+281	II	5.25	TXS 1436+011	II	2.22	CENSORS-118	II	1.29
TXS 1524+149	II	1.96	TXS 1437+009	II	1.86	CENSORS-132	II	1.69
TXS 1525+135	II	4.10	TXS 1437-001	II	4.26	CENSORS-136	II	1.88
TXS 1525+210	II	2.08	TXS 1439+252	II	7.12	Cul 1508+182	I	4.96
TXS 1525+227	II	1.90	TXS 1440+119	II	3.61	Cul 1531+104	I	3.56
TXS 1525+290	I	2.93	TXS 1440+147	II	2.16	GB6 1441+2614	II	8.50
TXS 1526+173	II	1.96	TXS 1440+151	II	2.78	GB6 1442+195	I	2.28
TXS 1527+234	II	7.32	TXS 1440+163	II	4.01	GB6 1544+1152	II	11.63
TXS 1529+110	II	5.18	TXS 1440+189	II	1.69	GB6 B1431+0230	II	2.61
TXS 1530+161	II	2.23	TXS 1443+125	II	5.45	GB6 B1505+113	II	3.25
TXS 1532+139	II	2.81	TXS 1443+232	II	2.15	GB6 B1540+11	II	3.76
4C 31.32	II	3.79	TXS 1444+254	II	2.78	TXS 1533+142	I	1.33
4C 31.40	II	2.95	TXS 1445+167	II	3.92	TXS 1533+280	II	2.30
4C 32.24	II	3.46	TXS 1446+177	II	1.56	TXS 1534+145	II	2.76
4C 32.25A	II	2.77	TXS 1447+213	II	3.79	TXS 1534+269	I	2.59
4C 32.34	II	3.71	TXS 1447+224	II	7.70	TXS 1536+144	II	7.45
4C 32.40	II	2.18	TXS 1448+164	II	2.18	TXS 1537+145	II	3.06
4C 33.27	II	3.36	TXS 1451+118	II	2.61	TXS 1540+241	II	7.29
4C 33.30	II	5.33	TXS 1451+191	II	2.64	TXS 1541+136	II	6.46
4C 34.47	II	2.65	TXS 1451+292	II	3.32	TXS 1541+143	II	3.54
4C 37.21	II	2.01	TXS 1452+144	II	2.10	TXS 1541+219	II	3.25
4C 37.29	II	5.29	TXS 1452+204	II	3.58	TXS 1541+230	II	4.38
4C 37.32	II	14.48	TXS 1452+258	II	2.57	TXS 1543+180	II	2.93
4C 37.34	II	2.04	TXS 1452+277	II	4.09	TXS 1544+221	II	3.91
4C 38.29	II	4.42	TXS 1454+132	II	2.41	TXS 1545+279	II	1.82
4C 39.29	II	1.29	TXS 1454+139	II	4.97	TXS 1546+268	II	9.11
4C 41.19	II	4.31	TXS 1454+244	II	1.98	TXS 1548+188	II	1.43
4C 41.22	II	4.38	TXS 1454+268	II	5.60	TXS 1548+274	II	1.74
4C 41.23	I	1.48	TXS 1454+271	II	2.40	TXS 1549+107	II	4.58
4C 43.19	II	2.93	TXS 1455+251	II	3.75	TXS 1549+262	II	2.43
4C 43.21	II	3.03	TXS 1455+253	II	3.09	TXS 1550+211	II	2.47
4C 43.22	II	1.39	TXS 1456+143	II	6.92	TXS 1551+179	II	1.95
4C 43.35	II	6.49	TXS 1456+251	II	1.75	TXS 1551+221	II	3.70
4C 44.19	II	2.51	TXS 1457+241	II	2.12	TXS 1552+151	II	2.78
4C 44.22	II	3.20	TXS 1458+178	II	1.05	TXS 1553+279	I	1.51
4C 45.13	II	3.87	TXS 1458+204	I	9.51	TXS 1554+144	II	7.70
4C 45.17	II	4.58	TXS 1459+133	II	1.69	WB 1445+1459	I	1.89
4C 46.21	II	5.13	TXS 1459+194	II	3.79	WB 1504+1618	II	3.63
4C 16.41	II	5.95	TXS 1459+279	II	2.20	4C 09.41	II	2.00
4C 16.42	II	1.81	TXS 1500+128	II	3.22	4C 09.44	II	4.40
4C 16.43	II	3.92	B2 1457+29	II	3.83	4C 09.45	II	1.51
4C 17.48	II	2.73	B2 1502+28	I	1.40	4C 10.33	II	1.70
4C 17.49	II	2.51	B2 1530+28	I	2.03	4C 10.40	II	4.45
TXS 1431-011	II	4.32	BWE 1459+2451	II	2.35	4C 10.41	II	7.37
TXS 1432+028	II	2.94	BWE 1522+1303	II	8.75	4C 10.44	I	3.17
TXS 1433-015	II	3.48	BWE 1524+1302	II	2.00	4C 11.34	II	3.12
TXS 1434+019	II	5.80	BWE 1545+1505	I	1.57	4C 11.40	II	2.23
TXS 1434-028	II	1.98	CENSORS-105	I	1.79	4C 11.45	II	1.23
TXS 1435+020	II	2.09	CENSORS-106	II	1.21	4C 11.47	II	2.41

Таблица 1 (Окончание)

1	2	3	1	2	3	1	2	3
4C 11.50	I	3.08	4C 02.34	II	2.25	1432+0078	II	1.16
4C 11.51	II	1.75	4C -02.60	II	1.28	1432+0262	II	2.42
4C 12.41	II	2.71	4C 03.18	II	1.23	1432-0305	II	1.62
4C 12.42	I	3.94	4C 03.21	II	2.49	1433-0239	I	1.06
4C 12.54	II	1.93	4C 03.27	I	2.47	1435+0243	II	4.26
4C 12.55	II	2.92	4C 04.40	II	1.38	1435-0268	I	2.84
4C 12.56	II	4.03	4C 04.41	II	2.67	1437+0175	II	2.49
4C 13.41	II	2.90	4C 05.50	II	2.19	1437-0025	I	2.94
4C 13.55	II	2.70	4C 05.53	II	2.84	1437-0069	II	3.35
4C 14.35	II	2.00	4C 05.54	II	3.85	1438+0022	II	2.05
4C 14.54	II	4.20	4C 05.57	I	2.05	1438+0068	I	1.89
4C 14.55	II	1.74	4C -05.60	II	3.46	1438-0081	II	2.46
4C 14.56	II	1.34	4C 06.32	II	6.61	1438-0085	II	1.74
4C 14.57	II	1.85	4C -06.35	II	1.17	1438-0100	I	3.07
4C 15.45	II	2.07	4C 07.32	I	1.95	1438-0133	I	3.51
4C 15.47	II	2.28	4C 07.36	I	2.29	1503+1251	II	2.95
4C 15.48	II	3.19	4C 08.31	II	1.68	4C 30.23	II	2.43
4C 15.51	II	1.92	4C 08.38	II	12.42	4C 46.23	II	2.52
4C 16.27	II	1.48	J153233.19	II	10.14	4C 48.29A	II	8.80
4C 16.30	II	2.67	J1553+1401	II	4.11	4C 49.21	II	2.18
4C 16.33	I	2.22	N274Z243	I	6.10	4C 51.25	II	3.47
3C 329	II	3.79	N342Z086	I	2.11	4C 52.18	II	2.62
3C 332	II	2.62	N344Z014	I	2.34	4C 52.22	II	1.79
3C 333	II	1.49	N344Z154	I	3.65	4C 52.27	II	2.59
3C 334	II	2.62	NGC 2484	I	2.95	4C 53.16	II	1.71
3C 336	II	2.16	NGC 2656	I	1.61	4C 53.18	II	2.30
3C 337	II	3.79	NGC 5506	I	1.01	4C 53.24	II	2.76
3C 338	I	3.54	NGC 5532	I	5.84	4C 54.30	II	3.04
3C 340	II	3.33	NGC 5782	I	4.08	4C 55.21	II	4.36
3C 341	II	5.07	NGC 6109	I	3.45	4C 55.22	II	3.63
3C 342	II	4.17	1408+0050	II	6.48	4C 59.11	II	4.73
3C 344	II	2.11	1408+0281	II	3.72	4C 59.13	II	1.03
3C 346	I	1.01	1409-0135	I	2.93	4C 61.23	II	11.07
3C 349	II	4.64	1409-0307	II	10.95	4C 61.34	II	2.90
3C 350	II	3.01	1412-0075	II	1.19	7C 1454+2753	II	1.96
3C 351	II	3.55	1413-0255	II	3.13	7C 1511+2422	II	2.84
3C 352	II	1.48	1414+0182	II	2.48	7C 1512+2337	II	3.04
3C 356	II	4.70	1415+0060	II	1.79	7C 1528+2910	II	7.26
4C 00.31	II	1.79	1416+0219	I	1.09	B1407-0231	II	3.47
4C 00.34	II	2.12	1419-0324	II	3.57	J140929-01	II	1.96
4C 00.35	II	1.84	1423+0052	II	2.41	J142235-01	II	3.54
4C 00.40	II	4.83	1423+0220	II	3.57	J142746+00	II	3.36
4C 00.46	II	2.05	1423-0005	II	1.85	J143244-00	II	4.39
4C 00.50	II	2.93	1423-0276	II	1.96	J143757+01	II	1.88
4C -00.55	II	5.56	1424-0174	II	2.46	4C 18.44	II	4.46
4C 00.56	II	10.81	1425-0264	II	2.70	4C 18.45	II	1.39
4C 01.32	II	1.14	1426+0093	II	1.77	4C 19.44	II	2.92
4C 01.39	II	2.94	1430-0192	II	4.98	4C 17.50	II	4.65
4C 01.42	II	1.49	1431-0093	II	1.75	4C 17.52	I	1.63
4C 02.29	II	1.57						

Для многих радиодисточников из выборки 3 известны также низкочастотные ($178 \text{ МГц} < \nu < 1.4 \text{ ГГц}$) спектральные индексы α (57 FR I типа и 429 FR II типа) [6].

Упомянутые выше данные были использованы для изучения распределения параметра вытянутости радиоиображения K , и спектральных индексов α внегалактических радиодисточников в зависимости от их FR классов.

3. *Распределение параметра вытянутостей внегалактических радиодисточников для разных FR классов.* В настоящем разделе изучается распределение вытянутостей радиоиображения для радиодисточников разных FR классов. Данные из выборок 1, 2 и 3 используются для построения функций распределения $f(K)$ параметра вытянутости K , которые приведены на последующих рисунках. Для построения распределения на рис.1 использованы данные из выборки 1.

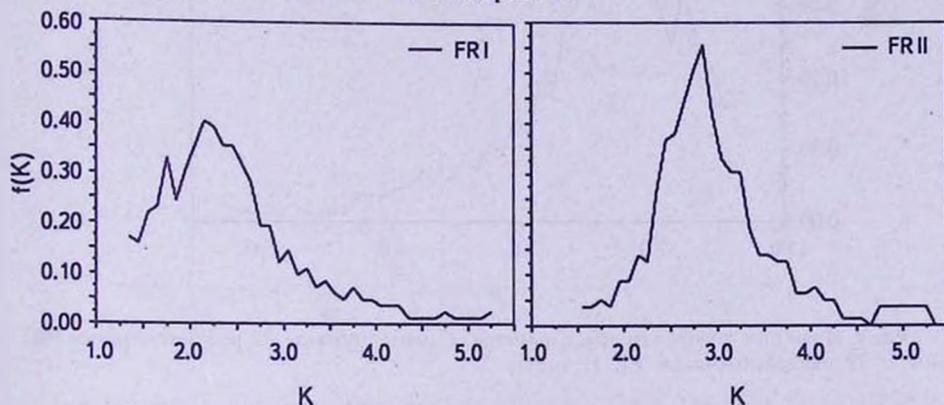


Рис.1. Функции распределения параметра вытянутости K для внегалактических радиодисточников соответственно FRI и FRII классов из выборки 1.

Из рисунков видно, что максимум распределения радиодисточников FRII типа приходится примерно на $K \approx 2.8$, тогда как для радиодисточников FRI типа максимум находится около $K \approx 2.2$. Другая, на наш взгляд важная разница в распределениях внегалактических радиодисточников FRI и FRII типов в том, что в распределении радиодисточников FRI типа наблюдается два максимума. Для наглядности различий в распределениях внегалактических радиодисточников FRI и FRII типов на рис.2 приведены оба распределения на одном графике.

Примерно такое же распределение получается, если использовать данные из выборки 2. Поскольку, как уже было сказано, в выборке 2 имеются всего 14 радиодисточников FRI типа, которые отличаются от радиодисточников FRI типа из выборки 1, то здесь мы будем использовать данные от выборок 1 и 2 совместно. В объединенном каталоге имеются 292 объекта, из них 96 радиодисточников FRI типа и 196 радиодисточников FRII типа.

Так как распределения внегалактических радиоисточников FRI и FRII типов объединенного каталога не сильно отличаются от распределений объектов выборки 1 (рис.1 и рис.2), то на рис.3 мы приводим только распределения радиоисточников обоих типов на одном графике.

Сравнивая рис.2 (с использованием 161 радиоисточника) с рис.3 (292 радиоисточника) видим, что нет больших различий в распределениях параметра вытянутости K . Как было сказано выше, максимум распределения радио-

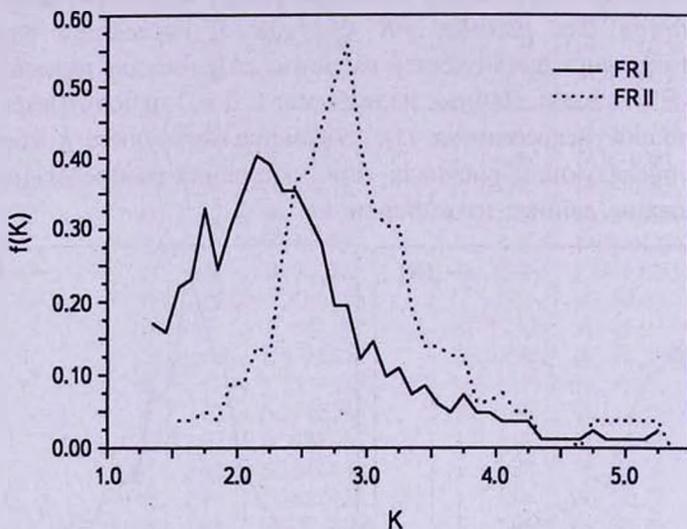


Рис.2. Функции распределения параметра K (использованы 82 радиоисточника FRI типа и 79 радиоисточников FR II типа).

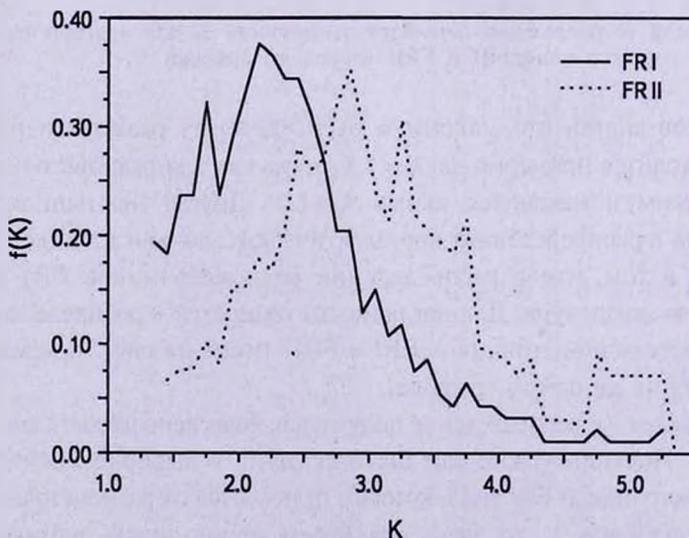


Рис.3. Функции распределения параметра вытянутости K для объектов объединенного каталога (использованы 96 радиоисточников FRI типа и 196 радиоисточников FRII типа).

источников FR II типа приходится примерно на $K \approx 2.8$, а для радиодисточников FRI типа максимум находится около $K \approx 2.2$, т.е. радиодисточники FR II типа в среднем более вытянуты, чем радиодисточники FRI типа. Из рис.3 также видно, что, как и на рис.1 и 2, в распределении внегалактических радиодисточников FRI типа есть два максимума.

Функции распределения параметра вытянутости K для внегалактических радиодисточников построены также с использованием данных из выборки 3. На рис.4 приведены эти распределения для радиодисточников FRI и FR II типа на одном графике.

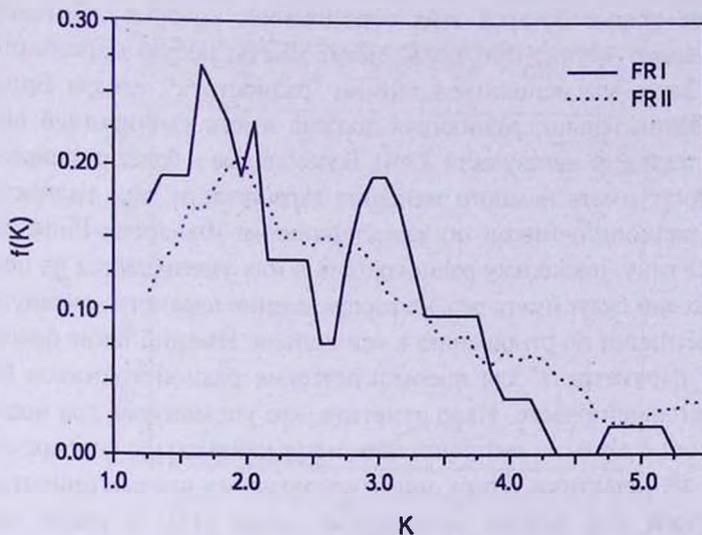


Рис.4. Функции распределения параметра вытянутости K для объектов из выборки 3 (использованы 52 радиодисточника FRI типа и 321 радиодисточник FR II типа).

Из рис.4 видно, что в функции распределения параметра вытянутости K внегалактических радиодисточников FRI типа из выборки 3, как и в распределениях объектов из выборки 1 объединенного каталога (объединение выборки 1 и выборки 2, рис.3), налицо два максимума. Наличие двух максимумов в функциях распределений радиодисточников FRI типа, вероятно, можно объяснить, если предположить, что внегалактические радиодисточники FRI типа можно разделить на два подтипа, имеющих разные функции распределения параметра вытянутости K с разными максимумами. В результате складывания двух функций распределений и получается наблюдаемая функция распределения этих объектов. Надо отметить, что наличие двух подтипов внегалактических радиодисточников FRI класса предсказывалось нами в работе [13]. Как было сказано во *Введении*, в наших работах [10-12] был предложен механизм образования внегалактических радиодисточников, в основе которого лежат особенности

динамики выброшенных из центральной области родительской галактики облаков релятивистских электронов с разными плотностями в предполагаемом дипольном магнитном поле галактики. В рамках этого механизма в зависимости от отношения Q плотности кинетической энергии релятивистских электронов к плотности энергии магнитного поля ($Q \geq 1$ или $Q < 1$) могут образоваться внегалактические радиоисточники, соответственно FR II типа или FR I типа. Однако во втором случае могут образоваться два подтипа радиоисточников, в которых радиояркость, как у FR I, уменьшается к краям радиоизображения. Это молодые струевидные радиоисточники, направленные по оси магнитного диполя и более старые остатки этих образований, которые, двигаясь по линиям дипольного магнитного поля, могут иметь любую ориентацию с осью диполя. Здесь мы используем термин "радиоструя", следуя Бридл и Перли [14]. Следовательно, радиоструя должна иметь удлинённый вид (u Бридл и Перли параметр вытянутости $K > 4$). Более старые и более расширенные образования могут иметь намного меньшие вытянутости, чем радиоструи. Эти два типа радиоисточников по классификации Фанарова-Рили будут отнесены к FR I типу, поскольку радиояркость в них уменьшается от центра к краям. Однако они будут иметь разные распределения параметра вытянутости K и разные ориентации по отношению к оси диполя. Именно такие функции распределения параметра K для внегалактических радиоисточников были получены в настоящей работе. Надо отметить, что упомянутые два подтипа радиоизображений с разными вытянутостями могут наблюдаться одновременно у одной и той же галактики. Тогда могут наблюдаться разные ориентации радиоизображений для разных масштабных шкал [15], а также могут образоваться, так называемые, X-образные радиоисточники, широко обсуждаемые в настоящее время (см., например, [16,17] и ссылки в них).

4. Распределение спектральных индексов внегалактических радиоисточников для разных FR классов. В этом разделе изучается распределение спектральных индексов у разных FR типов внегалактических радиоисточников. Используются данные спектральных индексов 151 радиоисточника из выборки 1 и 486 радиоисточников из выборки 3. По этим данным построены графики распределений спектральных индексов для радиоисточников разных FR классов. На рис.5 приведены распределения спектральных индексов внегалактических радиоисточников разных типов отдельно для выборки 1 и для выборки 3. На рис.6 приведены распределения спектральных индексов радиоисточников после объединения выборок 1 и 3.

Из рисунков видно, что распределения спектральных индексов внегалактических радиоисточников разных FR классов почти не отличаются друг от друга. Это видно как для объектов из отдельных выборок 1 и 3, так и для объектов после объединения этих выборок.

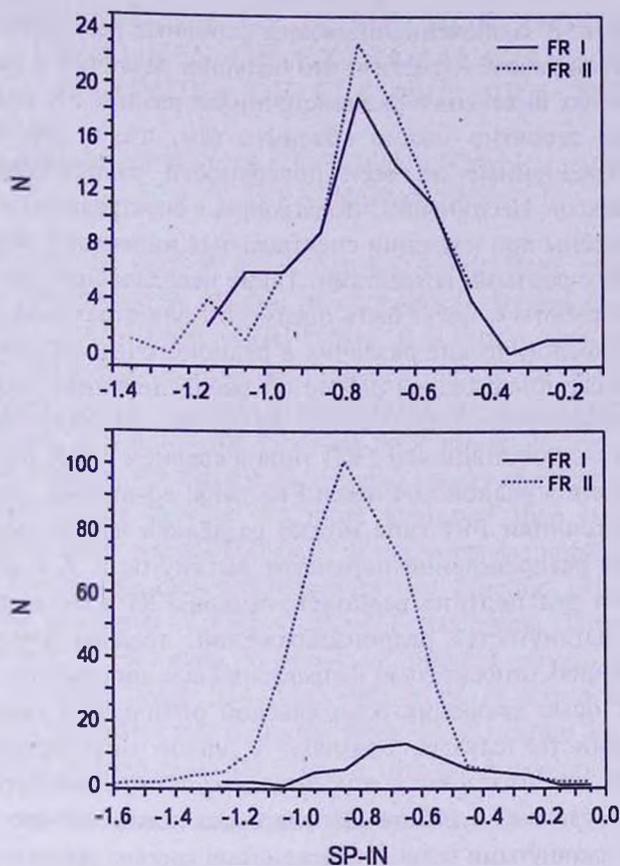


Рис.5. Распределение спектральных индексов внегалактических радиосточников разных FR классов, соответственно для выборок 1 и 3.

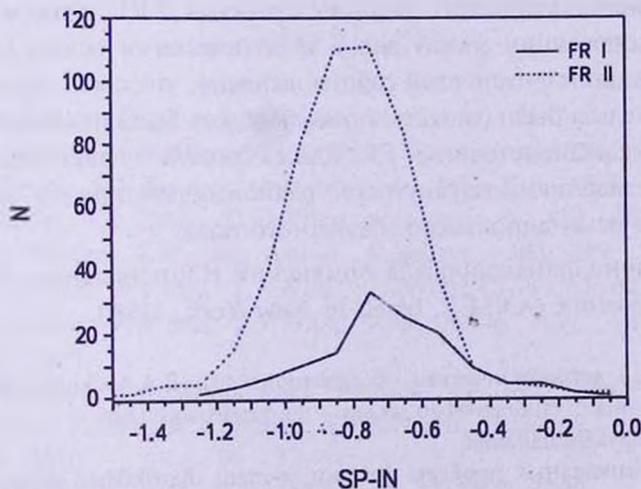


Рис.6. Распределение спектральных индексов внегалактических радиосточников разных FR классов после объединения выборок 1 и 3.

5. *Заключение.* В заключение приводим основные результаты, полученные в настоящей работе. Отметим, что больших различий в распределениях спектральных индексов в радиоисточниках разных FR классов не наблюдается. Это вероятно можно объяснить тем, что в работе были использованы усредненные по всей поверхности радиоизображения спектральных индексов. Несомненно, что различия в спектральных индексах могут быть наблюдаены при изучении спектральных индексов у отдельных радиообразований с разными возрастами. Такие исследования выходят за рамки настоящей работы и могут быть предметом для отдельной работы.

Основные морфологические различия в радиоисточниках разных FR классов, полученные в настоящей работе по распределениям параметра вытянутости K , можно считать следующие: во-первых, радиоизображения внегалактических радиоисточников FRII типа в среднем более вытянуты, чем радиоизображения радиоисточников FRI типа; во-вторых, внегалактические радиоисточники FRI типа можно разделить на два подтипа с двумя функциями распределения параметра вытянутости K с разными максимумами. Эти два подтипа радиоисточников FRI класса, помимо разных средних вытянутостей радиоизображений, должны иметь также различия в ориентациях относительно направления оси дипольного магнитного поля, или с осью вращения родительской оптической галактики, которые в большинстве случаев совпадают с малой оптической осью галактики. Отметим, что исследование относительных ориентаций оптических и радиоосей было сделано в работе [8], где было показано, что радиоисточники с более вытянутыми радиоизображениями хорошо ориентированы по направлениям малых осей оптических галактик. Такие корреляции были получены также для внегалактических радиоисточников FRII типа. Однако для внегалактических радиоисточников FRI типа никакой значительной корреляции между радио и оптическими осями не было найдено. Из результатов настоящей работы вытекает, что такой корреляции действительно нельзя было ожидать, поскольку, как было показано выше, внегалактические радиоисточники FRI класса состоят из двух подтипов с разными распределениями вытянутостей радиоизображения и с разными ориентациями с осью дипольного магнитного поля.

Работа частично финансирована Армянским Национальным Фондом Науки и Образования (ANSEF, based in New York, USA).

¹ Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна, Армения, e-mail: randrasy@bao.sci.am gurgen@bao.sci.am abrahamyanhayk@gmail.com

² Институт прикладных проблем физики, e-mail: martik@bao.sci.am

THE STUDY OF SOME MORPHOLOGICAL FEATURES OF EXTRAGALACTIC RADIO SOURCES OF FRI AND FRII TYPES

R.R.ANDREASYAN¹, M.A.HOVHANNISYAN², G.M.PARONYAN¹,
H.V.ABRAHAMYAN¹

It is used the data of more than 650 extragalactic radio sources for the study of distribution of spectral indexes and elongation for the radio sources of different Fanaroff Riley (FR) classes. It is shown, that no large differences are observed in the distribution of spectral indexes in radio sources FRI and FRII classes. From the study of distribution of the elongation of extragalactic radio sources it is found the following basic morphological differences for the objects of different FR classes: a) the radio images of extragalactic radio sources FRII type in the average are more elongated than the radio images of extragalactic radio sources FRI type: b) the extragalactic radio sources FRI type can be divided on two subtypes with two function of distribution of the elongation parameter K having different maximums. These two subtypes of radio sources of FRI class, in besides of different average elongation of radio images, probably must have also differences in the orientations of these elongations directions relative to the direction of rotation axes of parent optical galaxies that in most cases are coincide with the minor optical axes of galaxies.

Key words: *radiosources: morphological features*

ЛИТЕРАТУРА

1. *А.Пахольчик*, Радиоастрофизика, М., Мир, 1973.
2. *B.L.Fanaroff, J.M.Riley*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 167, 31, 1974.
3. *E.L.Zirbel, S.A.Baum*, , Astrophys. J., 448, 521, 1995.
4. *S.A.Baum, E.L.Zirbel, C.P.O'Dea*, Astrophys. J., 451, 88, 1995.
5. *Gopal-Krishna, J.W.Paul*, Astron. Astrophys., 363, 507, 2000.
6. *M.A.Gendre, P.N.Best, J.V.Wall*, arXiv1001.4514G, 2010.
7. *M.A.Gendre, P.N.Best, J.V.Wall*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 404, 1719, 2010.
8. *B.V.Komberg*, Astronomicheskii Zhurnal, 71, 697, 1994.
9. *Y.-T.Lin, Y.Shen, M.A.Strauss, G.T.Richards, R.Lunnan*, Astrophys. J., 723, 1119, 2010.
10. *Р.Р.Андреасян, Э.Сол*, Астрофизика, 42, 365, 1999.
11. *Р.Р.Андреасян, Э.Сол*, Астрофизика, 43, 561, 2000.

12. *Р.Р.Андреасян, С.Аннл, Э.Сол, Астрофизика, 45, 241, 2002.*
13. *R.Andreasyan, arXiv:1203.6549A, 2012.*
14. *A.H.Bridle, R.A.Perley, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 22, 319, 1984.*
15. *S.Appl, H.Sol, L.Vicente, Astron. Astrophys., 310, 419, 1996.*
16. *C.C.Cheung, Astron. J., 133, 2097, 2007.*
17. *Gopal-Krishna, P.L.Biermann, L.A.Gergely, P.J.Wiita, Research in Astron. Astrophys., 12, 127, 2012.*

V695 Per - КАНДИДАТ В ПЕРЕМЕННЫЕ ТИПА AA Tau В МОЛОДОМ СКОПЛЕНИИ IC 348

О.Ю.БАРСУНОВА¹, В.П.ГРИНИН^{1,2}, С.Г.СЕРГЕЕВ³

Поступила 6 мая 2013

На основе многолетних фотометрических наблюдений выполнен анализ фотометрической активности звезды V695 Per, находящейся в молодом скоплении IC 348. Показано, что по своим фотометрическим свойствам эта звезда является двойником хорошо известной звезды типа T Тельца AA Tau, демонстрирующей периодические затмения собственным газопылевым диском. Предполагается, что, как и в случае AA Tau, внутренняя область околозвездного диска V695 Per деформирована в результате взаимодействия с магнитным диполем, ось которого наклонена относительно оси вращения звезды. Такая интерпретация предполагает, что луч зрения почти совпадает с плоскостью диска.

Ключевые слова: *зезды: V695 Per*

1. *Введение.* Фотометрическая активность является одним из характерных признаков молодости звезд. Причины, вызывающие изменения блеска молодых звезд, могут быть весьма разнообразными. Так, светимость холодных молодых звезд ($T < 5000$ K) чувствительным образом зависит от температурных условий на их поверхности. Наличие на вращающейся звезде холодных магнитных пятен вызывает модуляцию блеска с периодом, равным периоду вращения звезды (Хербст и др. [1]). Этот тип переменности наблюдается у звезд типа WTTS (weak line T Tauri star), для которых характерен низкий темп аккреции (Чьеза и др. [2]). Амплитуда вращательной модуляции блеска таких звезд, как правило, невелика: $\Delta V = 0.1 - 0.3$ (наибольшая амплитуда: $\Delta V \approx 0.6$ наблюдалась Врба и др. [3] у WTTS V410 Tau). Переменность блеска классических звезд типа T Тельца может быть вызвана горячими пятнами, образующимися на их поверхности при аккреции околозвездного газа. Этот механизм переменности (впервые идентифицирован у DF Tau [4]) наблюдается у многих звезд типа T Тельца [5]. При большом темпе аккреции ($\dot{M}_a > 10^{-5} M_\odot$ в год) вклад в оптическое излучение вносят ближайшие к звезде слои аккреционного диска, нагретые в результате вязкой диссипации кинетической энергии диска. Этот механизм считается ответственным за вспышки фуоров (Хартманн и Кеньон [6]).

Переменность блеска молодых звезд может быть вызвана также изменениями околозвездной экстинкции. В наиболее отчетливой форме этот тип переменности наблюдается у молодых горячих звезд типа UX

Оп1, околозвездные диски которых наклонены под небольшим углом к лучу зрения (Гринин и др. [7], Натта и Уитни [8]). Изменения блеска этих звезд достигают 2-3 звездных величин и имеют неправильный характер. У ряда звезд типа UX Оп1 наряду со стохастической переменностью наблюдаются периодические изменения блеска с периодами от нескольких месяцев до десяти и более лет (см., например, Ростопчина и др. [9]; Артеменко и др. [10]), свидетельствующие о периодических изменениях околозвездной экстинкции.

Переменность блеска, вызванная изменениями околозвездной экстинкции, наблюдается и у звезд типа Т Тельца (см., например, [11,12]). Из-за низкой светимости этих звезд зона испарения околозвездной пыли находится в непосредственной близости от магнитосферы звезды. Пыль, увлекаемая газом, может даже проникать внутрь магнитосферы [13]. Особый интерес представляет случай, когда ось магнитного диполя не совпадает с осью вращения звезды. В этом случае взаимодействие околозвездного диска с магнитным полем приводит к значительным возмущениям во внутренней области диска (Теркуем и Папалойзу [14]; Романова и др. [15]). Если диск сильно наклонен (как и в случае звезд типа UX Оп1) относительно картинной плоскости, то звезда будет испытывать периодические затмения вспученной (warped) областью диска. При этом интервал времени между последовательными затмениями будет равен периоду вращения звезды.

Прототипом таких звезд является классическая звезда типа Т Тельца AA Tau, детально исследованная в работах Бувье и др. [16-18]. Ниже мы покажем, что у нее есть фотометрический двойник: звезда V695 Per ($S_p = M3.75$, Луман и др. [19]), находящаяся в молодом скоплении IC 348. Согласно Хербигу [20] она относится к семейству звезд типа WTTS: эквивалентная ширина линии $H\alpha$ в ее спектре равна 4 \AA . По данным Луман и др. [21] $EW(H\alpha) = 9.5 \pm 1 \text{ \AA}$. Поскольку условная граница между звездами типа WTTS и CTTS соответствует $EW(H\alpha) \approx 10 \text{ \AA}$, то вероятнее всего V695 Per является объектом промежуточным между WTTS и CTTS. Его положение на эволюционных треках соответствует массе $0.35 M_{\odot}$ (Хербст и др. [22]). Инфракрасный избыток излучения указывает на то, что звезда окружена оптическим толстым околозвездным диском (Лада и др. [23]). На угловом расстоянии около $3''$ от V695 Per есть слабый ($\Delta H = 1.89$), холодный компаньон [24]. Фотометрические наблюдения V695 Per, выполнявшиеся в ходе исследования скопления IC 348 Хербстом и его соавторами [22,25,26], показали, что в изменениях блеска звезды присутствует периодическая компонента, обусловленная предположительно пятнами на поверхности вращающейся звезды.

2. Наблюдения. Фотометрические наблюдения, положенные в основу нашей статьи, выполнялись в Крымской астрофизической обсерватории с 2003 по 2012гг. и были первоначально нацелены на изучение необычных

затмений звезды типа WTTS V718 Per (см. [27] и цитированную там литературу). Наблюдения проводились на телескопе АЗТ-8 (0.7 м) с ПЗС камерой AP7p размером 511 x 511 пикселей и размером пиксела 24 x 24 микрона. В табл.1 приведены результаты фотометрических наблюдений. Они выполнялись в трех полосах v , r , i и приводились к фотометрической

Таблица 1

ФОТОМЕТРИЯ V695 Per

Date	JD+24000	V	σ	Rc	σ	Ic	σ
1	2	3	4	5	6	7	8
10.12.2003	52984.45			16.25		14.60	0.04
14.09.2004	53262.55	17.97		16.29	0.07	14.58	0.03
28.09.2004	53277.47	17.85	0.09	16.25	0.09	14.55	0.06
14.10.2004	53292.55	17.85		16.23		14.55	0.03
23.10.2004	53301.52	17.76		16.17	0.10	14.52	0.03
07.11.2004	53317.45			16.29		14.52	0.03
23.11.2004	53332.50	17.80	0.10	16.23	0.07	14.60	0.04
15.12.2004	53355.39	18.09		16.23		14.52	0.03
14.03.2005	53444.24			16.32		14.60	0.03
29.03.2005	53459.22			16.24		14.58	0.04
30.03.2005	53460.22					14.57	0.04
31.03.2005	53461.23	17.63		16.10	0.09	14.49	0.04
04.04.2005	53465.23	17.79		16.53	0.09	14.88	0.04
15.08.2005	53597.56					14.47	0.03
16.08.2005	53598.56					14.48	0.03
24.08.2005	53606.57	17.76		16.15		14.49	0.03
26.08.2005	53608.56			16.14		14.48	0.04
27.08.2005	53609.58					14.50	0.05
09.09.2005	53622.54	17.99	0.09	16.27	0.06	14.61	0.03
12.09.2005	53625.60					14.57	0.07
13.09.2005	53626.57	17.96	0.07	16.27	0.05	14.54	0.03
27.09.2005	53640.60					15.23	0.04
30.09.2005	53643.52	17.70	0.06	16.04	0.04	14.40	0.03
04.10.2005	53647.60	18.44		16.60	0.08	14.86	0.03
10.10.2005	53653.57	18.28	0.08	16.55	0.06	14.81	0.03
21.03.2006	53816.21	17.87		16.16	0.08	14.47	0.03
27.03.2006	53822.23	18.36		16.44	0.10	14.70	0.03
05.08.2006	53952.55	17.81	0.09	16.17	0.06	14.50	0.03
12.08.2006	53959.54			16.27		14.55	0.04
20.08.2006	53967.55	17.98	0.09	16.22	0.06	14.51	0.03
26.08.2006	53973.55	18.04	0.07	16.27	0.05	14.54	0.03
08.09.2006	53986.56	17.82		16.11	0.08	14.44	0.03
02.10.2006	54010.55	17.87	0.04	16.17	0.03	14.49	0.03
14.10.2006	54022.52	17.63	0.06	15.98	0.04	14.38	0.02
05.11.2006	54044.50			16.01		14.44	0.04
19.11.2006	54059.43	17.71	0.05	16.04	0.04	14.41	0.02
24.11.2006	54064.47	18.20		16.45	0.08	14.72	0.03
15.01.2007	54116.34	17.87	0.07	16.13	0.05	14.49	0.03
22.01.2007	54123.44	17.69	0.06	16.02	0.04	14.41	0.03

Таблица 1 (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8
14.02.2007	54146.24	17.64	0.05	16.01	0.04	14.39	0.03
09.03.2007	54169.20	17.74		16.12	0.08	14.48	0.03
27.03.2007	54187.25			16.32		14.62	0.04
28.03.2007	54188.26	17.88		16.08		14.42	0.03
09.04.2007	54200.23	18.25		16.52		14.87	0.03
11.04.2007	54202.23					14.69	0.04
25.08.2007	54337.57			17.20		15.36	0.04
28.09.2007	54372.44	17.63		15.98		14.37	0.03
02.10.2007	54376.48	17.96		16.28	0.08	14.65	0.03
06.10.2007	54379.53	17.57		15.98	0.08	14.39	0.03
19.10.2007	54392.61	17.79	0.04	16.10	0.03	14.45	0.02
22.11.2007	54426.51	17.49	0.08	15.97	0.06	14.39	0.03
22.11.2007	54427.46					15.01	0.08
29.11.2007	54434.43	18.15	0.09	16.66	0.07	15.04	0.03
08.12.2007	54443.44			17.11		15.32	0.04
10.01.2008	54476.39	17.74	0.04	16.08	0.03	14.45	0.02
12.01.2008	54478.35	17.75	0.09	16.05	0.07	14.41	0.03
16.01.2008	54482.38					15.12	0.04
06.03.2008	54532.29	17.98	0.07	16.23	0.05	14.59	0.03
28.03.2008	54554.25			16.26		14.58	0.04
29.07.2008	54676.54	17.75	0.10	16.09	0.07	14.48	0.03
12.08.2008	54690.56	17.80		16.10	0.09	14.46	0.03
22.08.2008	54700.57			16.12		14.47	0.04
24.08.2008	54702.55					14.78	0.05
03.10.2008	54742.50	17.87	0.06	16.15	0.04	14.50	0.02
15.10.2008	54754.52			16.33		14.57	0.04
07.11.2008	54778.47	18.91		16.99		15.18	0.03
12.11.2008	54783.43					14.48	0.05
15.11.2008	54786.37					14.81	0.06
28.11.2008	54799.42	17.93	0.06	16.20	0.05	14.53	0.03
30.11.2008	54801.34	18.51		16.67	0.09	14.95	0.03
30.12.2008	54831.41	18.72		16.90	0.07	15.08	0.03
04.01.2009	54835.51	17.74		16.15	0.08	14.50	0.03
06.01.2009	54838.39					14.99	0.06
12.01.2009	54844.33	17.93		16.20	0.08	14.51	0.03
13.01.2009	54845.33	18.25		16.50		14.80	0.03
20.01.2009	54852.39	17.81	0.05	16.15	0.03	14.50	0.02
26.01.2009	54858.24	17.99	0.07	16.27	0.05	14.56	0.03
05.02.2009	54868.23			16.27		14.56	0.04
17.02.2009	54880.25					14.49	0.05
26.02.2009	54889.36	17.93		16.19	0.09	14.50	0.03
02.04.2009	54924.22					14.74	0.04
03.04.2009	54925.21					14.67	0.04
10.04.2009	54932.23			16.27		14.61	0.04
22.07.2009	55034.53	17.87		16.24	0.08	14.57	0.03
30.07.2009	55042.54	17.98	0.08	16.24	0.06	14.56	0.03
31.07.2009	55043.55	18.14		16.36	0.08	14.65	0.03
12.08.2009	55055.56	17.85		16.15		14.49	0.03
13.08.2009	55056.51			16.16		14.50	0.03

Таблица 1 (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8
14.08.2009	55057.54			16.27		14.57	0.03
17.08.2009	55060.54	18.47		16.67	0.10	14.96	0.03
26.08.2009	55069.53	17.95	0.06	16.21	0.04	14.53	0.02
27.08.2009	55070.57	17.89	0.07	16.17	0.05	14.48	0.03
28.08.2009	55071.55	17.92	0.06	16.14	0.05	14.48	0.03
31.08.2009	55074.53	18.22	0.09	16.45	0.07	14.74	0.03
11.09.2009	55085.54					14.53	0.05
15.09.2009	55089.55	18.20	0.09	16.35	0.06	14.63	0.03
23.09.2009	55097.56	18.08	0.06	16.35	0.04	14.66	0.03
28.09.2009	55103.44	17.99	0.06	16.25	0.05	14.55	0.03
07.10.2009	55112.49			16.22		14.65	0.05
25.10.2009	55129.51	18.65		16.79	0.09	15.01	0.03
06.11.2009	55141.53	17.99		16.24		14.53	0.03
08.11.2009	55143.51			17.02		15.24	0.04
05.01.2010	55202.34	18.14	0.08	16.31	0.06	14.63	0.03
16.01.2010	55213.41	18.75		16.86		15.07	0.03
25.01.2010	55222.25					14.57	0.04
26.01.2010	55223.35	17.79		16.16		14.51	0.03
22.02.2010	55250.21			16.55		15.05	0.04
22.03.2010	55278.22			16.40		14.61	0.03
03.04.2010	55290.24			16.21		14.53	0.04
14.08.2010	55422.58					14.52	0.06
24.08.2010	55433.46			16.28		14.55	0.03
05.09.2010	55445.45	18.28	0.10	16.56	0.07	14.84	0.03
15.09.2010	55454.56	17.97	0.08	16.24	0.06	14.55	0.03
22.09.2010	55462.47	18.08		16.35		14.66	0.03
31.10.2010	55500.50	18.32	0.08	16.48	0.06	14.74	0.03
01.11.2010	55501.51	18.04	0.08	16.28	0.06	14.55	0.03
01.11.2010	55502.47	17.98	0.05	16.23	0.04	14.51	0.02
03.11.2010	55503.53	17.76		16.12	0.08	14.46	0.03
04.11.2010	55505.47	17.83	0.05	16.12	0.03	14.49	0.03
05.11.2010	55506.43	18.22	0.06	16.49	0.05	14.80	0.03
06.11.2010	55507.47	18.03	0.05	16.29	0.04	14.61	0.02
08.11.2010	55508.52	18.11	0.06	16.34	0.05	14.62	0.02
10.11.2010	55510.57	17.89		16.20		14.51	0.04
11.11.2010	55512.49	17.83	0.05	16.12	0.04	14.46	0.02
13.11.2010	55514.42	18.10	0.05	16.34	0.04	14.67	0.02
15.11.2010	55515.53	18.25	0.07	16.45	0.05	14.73	0.03
15.11.2010	55516.39	18.33	0.09	16.54	0.06	14.78	0.03
17.11.2010	55517.53	17.82	0.05	16.19	0.04	14.51	0.03
19.11.2010	55520.42	17.69		16.03	0.08	14.45	0.03
03.12.2010	55534.31			16.12		14.50	0.05
08.12.2010	55539.49	18.05	0.06	16.29	0.04	14.58	0.02
12.12.2010	55543.43	17.84	0.07	16.13	0.05	14.50	0.03
23.12.2010	55553.52			16.51		14.77	0.04
24.12.2010	55554.52	18.22		16.43		14.66	0.03
23.02.2011	55616.35	18.05	0.08	16.29	0.06	14.58	0.03
14.03.2011	55635.22			16.76		14.99	0.03
20.07.2011	55762.54			16.03		14.43	0.04

Таблица 1 (окончние)

1	2	3	4	5	6	7	8
07.08.2011	55780.52	18.75		16.85		15.06	0.03
05.09.2011	55809.59	17.89	0.07	16.17	0.05	14.53	0.03
20.09.2011	55824.59	17.82	0.09	16.16	0.06	14.52	0.03
25.10.2011	55860.46	18.00		16.43		14.75	0.04
04.11.2011	55870.47	17.85	0.05	16.16	0.03	14.52	0.03
07.11.2011	55872.58	19.16		17.21		15.31	0.03
08.11.2011	55873.50			16.76		14.98	0.04
08.11.2011	55874.35			16.16		14.52	0.04
24.11.2011	55889.61	18.02	0.07	16.27	0.05	14.56	0.03
25.11.2011	55891.30	17.79	0.06	16.10	0.05	14.44	0.03
29.11.2011	55894.60	18.32	0.09	16.56	0.07	14.82	0.03
22.12.2011	55918.38	18.66	0.12	16.84	0.09	15.10	0.03
03.01.2012	55930.38	17.70	0.09	16.04	0.06	14.44	0.03
10.02.2012	55968.27	17.87	0.07	16.14	0.06	14.51	0.03
19.07.2012	56127.53	17.77	0.16	16.11	0.12	14.52	0.03
20.07.2012	56128.51	17.84	0.07	16.09	0.05	14.46	0.03
22.07.2012	56130.54					14.77	0.07
18.08.2012	56157.57	17.52	0.18	16.04	0.13	14.46	0.04
20.08.2012	56159.55	18.27	0.11	16.53	0.08	14.87	0.03
31.08.2012	56170.57	17.95	0.15	16.18	0.11	14.51	0.03
01.09.2012	56171.56	17.76	0.14	16.14	0.10	14.54	0.03
03.09.2012	56173.56	17.88	0.12	16.15	0.09	14.51	0.03
03.09.2012	56174.49	17.79	0.15	16.19	0.11	14.59	0.03
11.09.2012	56182.48					15.03	0.03
13.09.2012	56183.57	18.08	0.16	16.41	0.12	14.75	0.04
15.09.2012	56185.58	17.90	0.05	16.21	0.04		
26.09.2012	56196.57	17.84	0.08	16.07	0.06	14.42	0.03
27.09.2012	56197.53	17.95	0.24	16.39	0.17	14.80	0.03
01.10.2012	56201.58					14.48	0.04
02.10.2012	56202.52					14.47	0.04
12.10.2012	56212.55	18.09	0.10	16.35	0.07	14.69	0.03

системе Johnson-Cousins V, Rc, Ic . Используя полученную коллекцию ПЗС изображений, мы исследовали переменность находящихся на них звезд скопления IC 348, в том числе звезду V695 Per. Измерения блеска выполнялись методом апертурной фотометрии. В качестве звезд сравнения использовались звезды с наиболее стабильным фотометрическим поведением из статьи [28]: H139, H205 и H210. Поскольку ниже все фотометрические параметры приводятся в фотометрической системе Johnson-Cousins, мы опускаем для простоты символ "с".

3. *Результаты.* На рис.1 представлена кривая блеска V695 Per в полосе I . Она напоминает кривые блеска звезд типа UX Ori: звезда имеет отчетливо выраженное состояние яркого (внезатменного) блеска и характерные для звезд этого типа ослабления блеска с амплитудой $\Delta I \approx 1^m$. В

полосе *I* амплитуда ослаблений блеска примерно в два раза больше (см. ниже). На рис.2 показана гистограмма фотометрической активности V695 Per. Она имеет вид, характерный для звезд типа UX Ori и совершенно не похожа

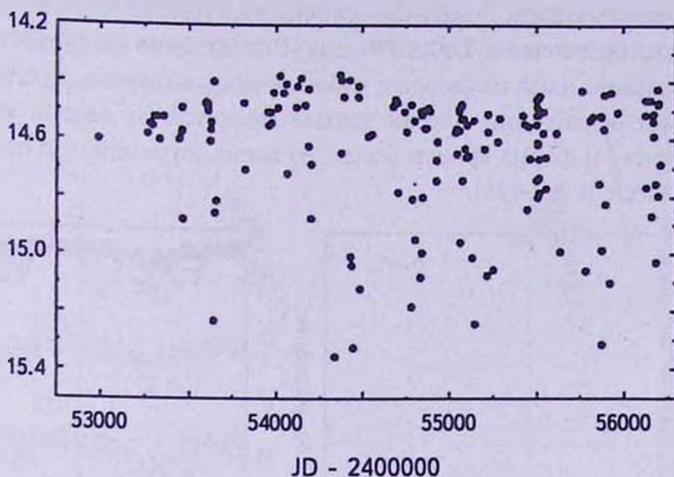


Рис.1. Кривая блеска V695 Per в полосе *I* по данным наших наблюдений.

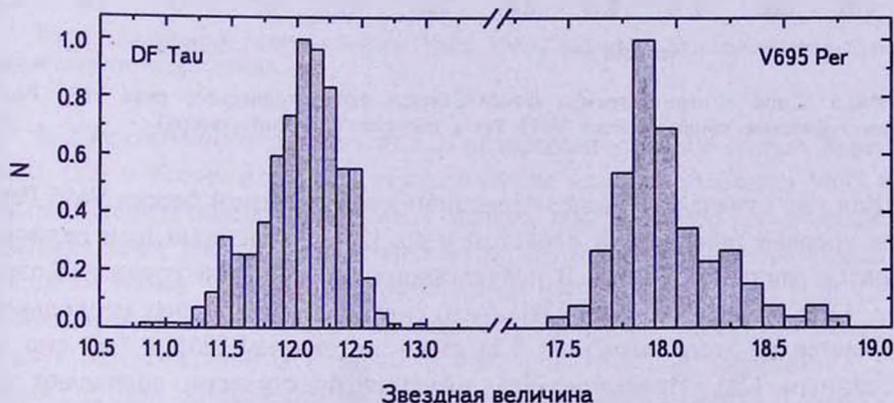


Рис.2. Гистограммы фотометрической активности в полосе *I*: справа - V695 Per, слева - классической звезды типа Т Тельца DF Tau.

на гистограмму активности классической звезды типа Т Тельца DF Tau из статьи Шаховского и др. [13], которую мы привели на этом же рисунке для сравнения. Из рис.1 видно, что яркое состояние V695 Per медленно меняется на временной шкале около 6 лет с амплитудой $\Delta I \approx 0^m.25$. Длина фотометрического ряда недостаточна, чтобы сказать, является это изменение периодическим, или нет. Сравнение с результатами Нордхаген и др. [26] показывает, что за шесть лет с момента их последних наблюдений максимальный блеск звезды в полосе *I* увеличился примерно на $0^m.1$.

Визуальный просмотр кривой блеска V695 Per создает впечатление, что ослабления блеска звезды происходят случайным образом (что характерно для звезд типа UX Ori¹). Однако это впечатление обманчиво: периодограммный анализ методом Ломба-Скэргла показал (рис.3), что в ослаблениях блеска присутствует период 7.60 ± 0.01 дня. Впечатление же стохастичности возникает частично из-за разрывов в наблюдениях, а также вследствие того, что амплитуда ослаблений блеска звезды меняется от сезона к сезону. Изменяется также и форма кривых блеска во время затмений, что отмечалось также Нордхаген и др. [26].

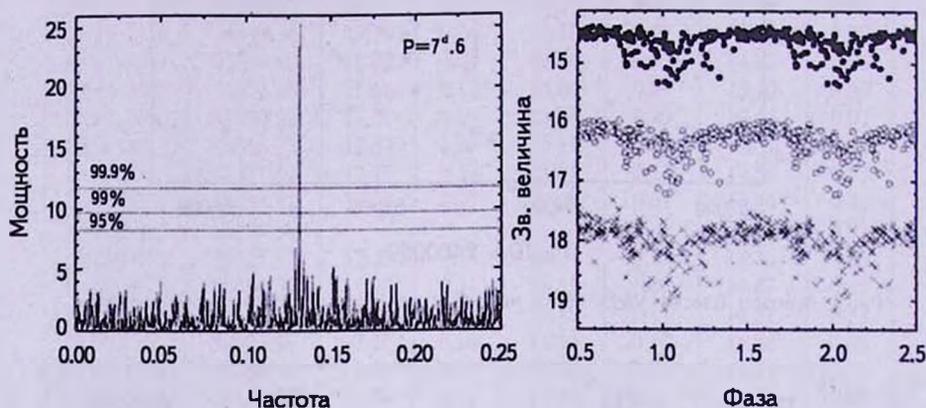


Рис.3. Слева - периодограмма Ломба-Скэргла фотометрического ряда V695 Per, справа - фазовые кривые блеска V695 Per в полосах VRI (снизу-вверх).

Как уже отмечалось выше, периодичность изменений блеска V695 Per была впервые обнаружена Хербстом и др. [22]. Найденный ими период оказался равным 7.47 дня. В последующих работах этой группы (Коэн и др. [25]; Нордхаген и др. [26]) было показано, что период несколько отличается от этого значения: 7.58 дня - по данным [25] и 7.61 дня - по данным [26]. Последние два значения практически совпадают с полученным нами. Таким образом, V 695 Per демонстрирует периодические изменения блеска с периодом близким к 7.6 дня. Этот период сохраняется на протяжении свыше 10 лет, тогда как амплитуда изменений блеска меняется от сезона к сезону.

На рис.3 показаны фазовые кривые блеска V695 Per в полосах VRI с периодом 7.6 дня. Видно, что амплитуда ослаблений блеска увеличивается с уменьшением длины волны. В полосе V она почти в два раза больше, чем в полосе I. Это означает, что при ослаблениях блеска звезда краснеет.

¹ Заметим, что в списке переменных звезд Казаровец и др. [29] V695 Per отнесена (по типу кривой блеска) к звездам INT, т.е. типа UX Ori.

Это видно также из рис.4, на котором показаны диаграммы цвет-величина $(V-R)/V$ и $(V-I)/V$. Интересно, что цветовые треки в верхней и нижней частях этих диаграмм имеют разные наклоны: вначале звезда краснеет сильнее, чем это следует из межзвездного закона покраснения. Затем темп покраснения замедляется. Эта особенность присутствует на обеих диаграммах.

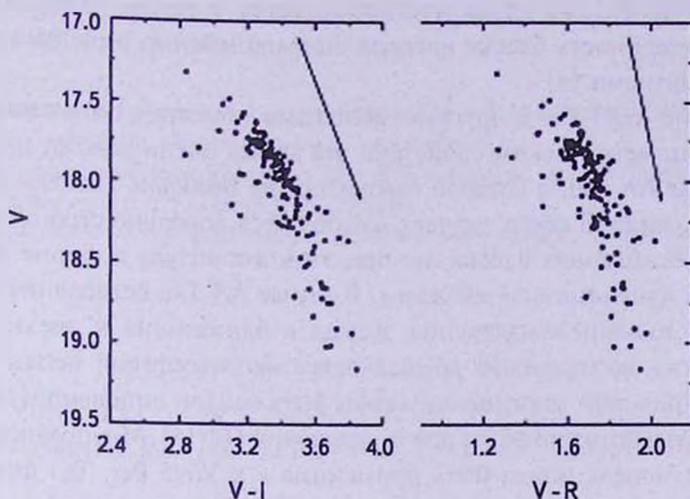


Рис.4. Диаграммы цвет-величина V695 Per. Стрелками показано направление межзвездного покраснения.

4. *Обсуждение и заключение.* В цитированных выше статьях Хербста и др. [22] и Коэна и др. [25] периодические изменения блеска V695 Per были интерпретированы в рамках модели поверхностно неоднородной вращающейся звезды в предположении, что на звезде имеется большое холодное пятно. В следующей работе этой группы (Нордхаген и др. [26]) было показано, что амплитуда периодических изменений блеска не одинакова в двух наблюдательных сезонах. В одном из них она достигала $1^m.3$ в полосе *I*. Для объяснения таких сильных изменений блеска в модели с холодным пятном нужно предположить, что пятно занимает большую часть поверхности звезды. Поэтому Нордхаген и др. [26] предположили, что периодическая модуляция блеска V695 Per вызвана существованием на ее поверхности достаточно стабильного *горячего* аккреционного пятна.

Такое предположение кажется на первый взгляд довольно правдоподобным, если учесть, что спектральный тип звезды M3.75. На фоне холодной фотосферы даже небольшое по площади горячее пятно может дать сильный фотометрический эффект. Но тогда у звезды должен был бы наблюдаться интенсивный эмиссионный спектр. Мы знаем, однако, что V695 Per - это звезда со слабой эмиссией в линии $H\alpha$ [20,21]. С этой точки зрения гипотеза о горячем аккреционном пятне, как источнике

интенсивного оптического излучения, представляется маловероятной. Другим аргументом против этой модели служит то обстоятельство, что яркость горячих аккреционных пятен не постоянна. Она флуктуирует из-за флуктуаций темпа аккреции, что отражается на гистограммах фотометрической активности звезд. Как видно из рис.2, гистограмма активности V695 Per совершенно не похожа на то, что наблюдается у звезды типа Т Тельца DF Tau, переменность блеска которой вызвана именно горячими аккреционными пятнами [4].

Сравнение V695 Per с другими молодыми объектам показывает, что по своим фотометрическим свойствам эта звезда очень похожа на звезду типа Т Тельца AA Tau, о которой говорилось во *Введении*. Похожи кривые блеска обеих звезд. В обоих случаях наблюдается довольно строгая периодичность в ослаблениях блеска, но при этом амплитуда и форма кривых блеска могут изменяться со временем. В случае AA Tau ослабления блеска вызваны поглощением излучения звезды в ближайших к звезде слоях пылевого диска, возмущаемых вращающейся магнитосферой звезды (Бувьё и др. [16]). Причиной возмущений может быть наклон дипольного магнитного поля звезды относительно оси ее вращения [14-16]. Мы предполагаем, что такая же модель может быть применима и к V695 Per. Тот факт, что при ослаблениях блеска эта звезда краснеет, говорит о том, что ее излучение проходит по пути к наблюдателю сквозь пылевую атмосферу возмущенной области диска, состоящую из мелких пылинок, и испытывает селективное поглощение в ней.

Существует, однако, одно важное отличие: эмиссионный спектр AA Tau значительно мощнее, чем у V695 Per. Например, по данным [16] эквивалентная ширина линии $H\alpha$ в спектре AA Tau меняется в разных фазах затмений от примерно 20 до 40 \AA , тогда как в спектре V695 Per величина $EW(H\alpha)$ примерно в 4 раза меньше [20,21]. Возникает вопрос: если причиной затмений в обоих случаях является оптически толстый диск, взаимодействующий с магнитосферой звезды, то почему так сильно отличается у этих двух звезд темп аккреции? В связи с этим было бы важно получить независимые доказательства того, что процесс аккреции на V695 Per действительно имеет место. Для этого необходимо провести фотометрический мониторинг этой звезды, который включал бы наблюдения в полосах U и B . Из-за слабости звезды в синей области спектра такие наблюдения до сих пор не проводились. Если звезда действительно аккрецирует околозвездное вещество, то в полосах B и особенно U эффект горячего пятна должен быть заметен в поведении показателей цвета $U-B$ и $B-V$ (как это наблюдается у AA Tau [16]). Если влияние горячего пятна в синей части спектра обнаружить не удастся, то это будет означать, что затмения V695 Per обусловлены совсем другой причиной,

а именно, движением по орбите маломассивного компаньона с протяженной пылевой оболочкой.

Авторы благодарны Л.В.Тамбовцевой и П.П.Петрову за полезные обсуждения и замечания. Работа выполнена по программе Президиума РАН П 21 "Нестационарные явления в объектах Вселенной" при поддержке гранта ФЦП Министерства образования и науки РФ (соглашение 8417), и гранта НШ 1625.2012.2.

¹ Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН,
Ст. Петербург, Россия, e-mail: vgsrao@mail.ru

² Астрономический Институт им. В.В.Соболева, Ст.-Петербургский
Университет, Ст.-Петербург, Россия

³ Крымская Астрофизическая обсерватория, Крым, Украина

V695 Per - A CANDIDATE IN AA Tau TYPE VARIABLES IN THE YOUNG CLUSTER IC 348

O.Yu.BARSUNOVA¹, V.P.GRININ^{1,2}, S.G.SERGEEV³

The results of the multi-year photometric *VRI* observations of the T Tauri star V695 Per in the young cluster IC 348 are presented. It is shown that according to its photometric properties this star is an analog of the well-known T Tauri star AA Tau demonstrating the periodic eclipses by its circumstellar disk. It is supposed that as in the case of AA Tau the inner layers of the circumstellar disk of V695 Per are warped due to the interaction with the magnetic dipole, whose axis is inclined to the star's rotation axis. Such interpretation is supposed that the line-of-sight is almost coincides with the plane of the disk.

Key words: *stars: V695 Per*

ЛИТЕРАТУРА

1. *W.Herbst, D.K.Herbst, E.J.Grossman et al.*, *Astron. J.*, 108, 1906, 1994.
2. *L.A.Cieza, J.Olofsson, P.M.Harvey et al.*, *Astrophys. J.*, 762, 100, 2013.
3. *F.J.Vrba, W.Herbst, J.F.Booth*, *Astron. J.*, 96, 1032, 1988.
4. *В.П.Гринин*, *Астрофизика*, 16, 243, 1980.

5. П.П.Петров, *Астрофизика*, 46, 611, 2003.
6. L.Hartmann, S.J.Kenyon, *Astrophys. J.*, 299, 462, 1985.
7. V.P.Grinin, N.N.Kiselev, G.P.Chernova et al., *Astrophys. Space. Sci.*, 186, 283, 1991.
8. A.Natta, V.A.Whitney, *Astron. Astrophys.*, 364, 633, 2000.
9. А.Н.Ростопчина, В.П.Гринин, Д.Н.Шаховской и др., *Астрон. ж.*, 84, 60, 2007.
10. С.А.Артеменко, К.Н.Гранкин, П.П.Петров, *Астрон. ж.*, 87, 186, 2010.
11. V.P.Grinin, E.A.Kolotilov, A.N.Rostopchina, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 112, 457, 1995.
12. P.P.Petrov, G.V.Zajiseva, Yu.S.Efimov et al., *Astron. Astrophys.*, 341, 553, 1999.
13. D.Shakhovskoj, V.Grinin, A.Rostopchina et al., *Astron. Astrophys.*, 448, 1075, 2006.
14. C.Terquet, J.C.B.Papaloizou, *Astron. Astrophys.*, 360, 1031, 2000.
15. М.М.Романова, G.V.Ustyugova, A.V.Koldoba, R.V.E.Lovelace, *Astrophys. J.*, 610, 920, 2004.
16. J.Bouvier, A.Chelli, S.Allain et al., *Astron. Astrophys.*, 349, 619, 1999.
17. J.Bouvier, K.N.Grankin, S.H.P.Alencar et al., *Astron. Astrophys.*, 409, 169, 2003.
18. J.Bouvier, S.H.P.Alencar, T.Boutelier et al., *Astron. Astrophys.*, 463, 1017, 2007.
19. K.L.Luhman, J.R.Stauffer, A.A.Muench et al., *Astrophys. J.*, 593, 1093, 2003.
20. G.H.Herbig, *Astrophys. J.*, 497, 736, 1998.
21. K.L.Luhman, K.K.McLeod, N.Goldenson, *Astrophys. J.*, 623, 1141, 2005.
22. W.Herbst, J.A.Maley, E.C.Williams, *Astron. J.*, 120, 349, 2000.
23. Ch.J.Lada, A.A.Muench, K.L.Luhman et al., *Astron. J.*, 131, 1574, 2006.
24. G.Duchene, J.Bouvier, T.Simon, *Astron. Astrophys.*, 343, 831, 1999.
25. R.E.Cohen, W.Herbst, E.C.Williams, *Astron. J.*, 127, 1602, 2004.
26. S.Nordhagen, W.Herbst, L.Rhode, E.C.Williams, *Astron. J.*, 132, 1555, 2006.
27. V.P.Grinin, H.C.Stempels, G.F.Gahm et al., *Astron. Astrophys.*, 489, 1233, 2008.
28. В.П.Гринин, О.Ю.Барсунова, С.Г.Сергеев и др., *Письма в Астрон. ж.*, 32, 918, 2006.
29. E.V.Kazarovets, N.N.Samus, O.V.Durlevich et al., *IAU Inform. Bull. Var. Stars*, 5721, 1, 2006.

ЭВОЛЮЦИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ CP-ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ. II

Ю.В. ГЛАГОЛЕВСКИЙ

Поступила 30 мая 2013

Принята к печати 12 июня 2013

Величины средних поверхностных магнитных полей B_s около 120 CP-звезд приведены к моменту V класса светимости, которые постоянно изменяются за счет роста поля вследствие упрощения поверхностной структуры и одновременного ослабления поля при эволюционном изменении радиуса. Зависимость исправленных величин B_s от возраста $\log t$ звезд соответствует предположению о времени затухания поля $\tau \sim 10^9 - 10^{10}$ лет, что соответствует предполагаемой омической диссипации поля. Практически в течение всего времени пребывания магнитных звезд на Главной последовательности полный магнитный поток остается постоянным. Изменение поверхностного магнитного поля вследствие эволюционного изменения радиуса вероятнее всего происходит не по кубической зависимости, а медленнее, вследствие отклонения внутренних структур от "дипольности". По характеру распределения звезд на зависимостях B_s от возраста магнитные звезды разных типов пекулярности резко различаются, предположительно вследствие особенностей формирования из намагниченных протозвездных облаков.

Ключевые слова: CP-звезды; магнитные поля; эволюция

1. *Введение.* В предыдущей статье под номером I [1], а также в работе [2] мы исследовали изменение магнитного поля с возрастом у магнитных звезд Главной последовательности, используя зависимость среднего поверхностного магнитного поля от эффективной температуры $B_s(T_e)$, а также такую же зависимость от возраста $\log t$, но с исключением влияния эволюционного изменения радиуса. Было показано, что в обоих случаях получается неуверенный результат потому, что гелиевые, кремниевые и SrCrEu звезды ведут себя на этих зависимостях по-разному, у них разное среднее значение магнитного поля. Поэтому следует изучать поведение магнитного поля с возрастом у звезд этих трех групп отдельно. Пока неясно, чем вызвано различие свойств этих групп звезд, почему кремниевые звезды намагничены в среднем сильнее. Возможно, что они формируются из объемов протозвездных облаков, имеющих максимальные поля. В этой части работы будет учтено не только изменение поля из-за роста радиуса, но и за счет роста поля после ZAMS, которое хорошо заметно на рис.6 в работе [1], происходящего скорее всего из-за предполагаемого упрощения мелкомасштабной магнитной структуры на их поверхности. Особенности эволюции магнитного поля зависят от механизма его возникновения.

А. Наиболее вероятные механизмы происхождения магнитного поля следующие.

1) Динамо. У звезд в диапазоне температур 7000–25000 К, в котором находятся магнитные звезды, нет конвективных слоев, в которых может развиваться механизм динамо. Некоторые авторы предполагают действие динамо в конвективном ядре и вынос магнитного поля наружу. Однако расчеты показывают, что время выхода поля наружу превышает время жизни звезды на Главной последовательности [3]. Против генерации магнитного поля посредством динамо внутри конвективного [2] ядра можно привести также тот довод, что на холодных SrCrEu- звездах и горячих He-г звездах оно должно всплыть в разное время, учитывая разный путь и разный темп эволюции. Но у всех звезд поле появляется именно на ZAMS, т.е. поле внутри звезд к моменту выхода на ZAMS уже содержится [1].

Наблюдается большое разнообразие структур магнитного поля [2], которое не объясняется механизмом динамо, не наблюдается также предполагаемая прямая корреляция величины поля от скорости вращения [4], ее отсутствие соответствует реликтовой гипотезе. В работах [5-7] показано, что доля магнитных звезд по отношению к нормальным звездам растет с уменьшением $\sin i$ (рис.1). Отсюда можно предположить, что магнитными звездами (как и другими химически пекулярными объектами) становятся те звезды, которые изначально медленно вращаются. Это означает, что магнитное поле не генерируется динамо. Остается пока единственный механизм - реликтовый.

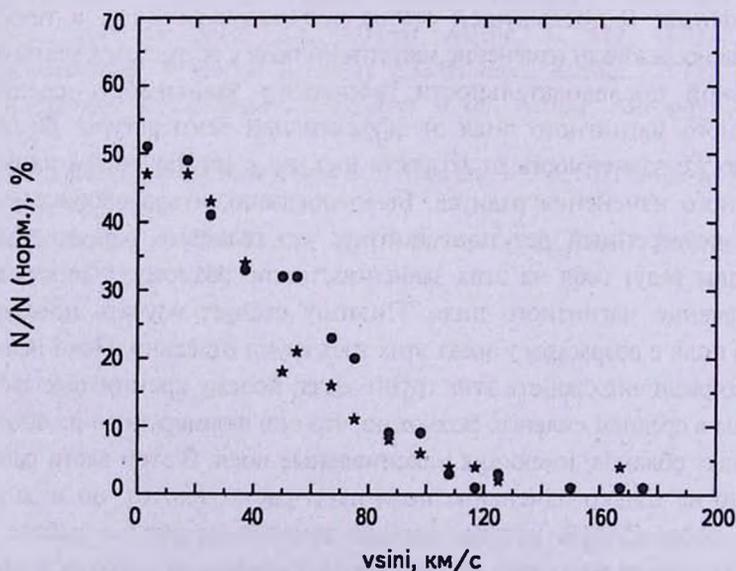


Рис.1. Рост доли химически пекулярных звезд с уменьшением скорости вращения (число CP-звезд относительно 800 нормальных звезд). Кружки - магнитные CP-звезды, звездочки - не магнитные CP-звезды.

2) Слияние с намагниченным тесным компонентом [8] - идея оригинальная, но она встречается с трудностями вследствие того, что неизвестно как поведет себя магнитное поле в случае катастрофических нестационарных процессов, происходящих вследствие 1) взаимного гравитационного возмущения при относительном движении звезд перед слиянием, и затем 2) при слиянии двух звезд. Химсостав можно "перелить" от одной звезды в другую таким путем, но не поле. Поле может разрушиться и как оно впоследствии сформируется в простую дипольную структуру неясно. Факт обнаружения двух звезд типа Ae/Be Хербига HD 200775 и V350 Ori с дипольным полем [9,10] показывает, что релаксация вначале сложного поля у них давно уже прошла, а для того, чтобы сформировалось дипольное поле от поглощенного тесного магнитного компонента нужно время, а возраст V350 Ori менее 10^7 лет. Возраст намагниченного компонента такого же порядка. Вряд ли эти две звезды могли стать магнитными таким путем.

3) Реликтовое поле, в смысле остаточное поле на магнитных звездах после формирования звезды из намагниченных протозвездных облаков - наиболее обсуждаемая гипотеза [11-13]. На начальных этапах на звезду происходит мощная аккреция, вызывающая ударные волны и зоны неустойчивости, в более поздние времена аккреция происходит в период неустойчивой фазы Ae/Be Хербига вплоть до выхода на линию нулевого возраста (ZAMS). Поэтому естественно предположить, что начальное поле имело сложную структуру. Механизм формирования в рамках реликтового механизма именно дипольного поля в таких условиях пока непонятен, в частности потому, что неизвестны детали эволюции звезд на ранних стадиях. Неизвестна переходная структура магнитного поля внутри коллапсирующего намагниченного облака. Однако ясно, что сложная структура современных полей является остатком более сложных ранних конфигураций [2]. В таких условиях в запутанном магнитном поле может возникнуть преобладающий вектор, который остается после релаксации. Таким путем первоначальная магнитная структура, по-видимому, организуется в дипольную, причем в большинстве случаев диполь почему-то располагается в плоскости экватора вращения. Очевидно, вращение играет существенную роль в формировании структур. Сильное различие величин магнитных полей у CP-звезд, вероятно, связано в первую очередь с большим диапазоном величин магнитного поля в протозвездных облаках, из которых формируются будущие магнитные звезды. Непонятно почему поле остается только у 10% звезд. Возможно, магнитные звезды образуются из самых намагниченных облаков и из самых медленных ротаторов.

В работе [1] показано, что магнитное поле быстро растет после выхода звезды на ZAMS (этот рост продолжается, вероятно, до ухода ее с Главной последовательности, см. далее) затем рост замедляется и начинает

преобладать падение поля вследствие эволюционного увеличения радиуса. Скорее всего, начальный быстрый рост связан с упорядочиванием мелкой структуры поля на поверхности, после чего остается только крупномасштабная дипольная конфигурация.

В. *Поле у молодых звезд Ae/Be Хербига.* После того, как магнитное поле на ранних стадиях эволюции у 10% будущих магнитных звезд сохранилось, а у остальных, будущих нормальных звезд, оно исчезло, оно должно было пережить нестационарный период Ae/Be звезд Хербига вплоть до выхода на Главную последовательность. Как уже было упомянуто, есть предположение, что магнитные поля остаются только у медленно вращающихся ротаторов и у звезд, образующихся из наиболее намагниченных облаков [5]. Нет достаточно надежных данных о том, что происходит на поверхности звезд Ae/Be Хербига в настоящее время и не совсем понятно, какие могут быть причины подавления сильных полей на поверхности тех звезд, которые в будущем становятся магнитными CP-звездами Главной последовательности. Делались попытки обнаружить объекты с сильным магнитным полем у звезд Ae/Be Хербига [14-16]. Для этого были отобраны звезды со слабыми ИК-избытками, у которых наименьшее экранирование диска звезды окружающей оболочкой и есть надежда получить спектральные линии самой звезды, а также объекты с наименьшими величинами $v \sin i$, как и у магнитных звезд. Совершенно определенно был сделан вывод, что у избранных объектов на поверхности сильные поля, подобные типичным магнитным звездам, отсутствуют. С другой стороны, было найдено, что некоторые звезды, выходящие, или уже вышедшие, на Главную последовательность, так называемые "Post-Ae/Be" объекты [17], имеют заметные магнитные поля. Это служит одним из признаков того, что сильные магнитные поля начинают появляться только на ZAMS. Звезда HD 200775 относится к таким объектам [18]. У HD 200775, V350 Ori, HD 101412 позднее были найдены поля, синусоидально изменяющиеся со временем как у большинства магнитных звезд [9,19]. Моделирование показало [18], что первые две звезды ориентированы на наблюдателя полюсом вращения, поэтому наблюдается область поверхности, которая не подвергалась влиянию дисковой аккреции и находится в стационарном состоянии. Но звезда HD 101412 ориентирована к наблюдателю экватором [20]. То, что сквозь аккреционный диск хорошо виден поверхностный спектр, говорит о том, что это звезда "Post-Ae/Be" Хербига. Тем не менее, наличие простого дипольного поля у нестационарных звезд типа Ae/Be Хербига представляет собой проблему. Например, в спектроскопическом исследовании [21] звезды HD 200775 отмечается, что у нее сильные изменения профилей и интенсивностей линий являются результатом столкновения ветра с оболочкой, которое вызывает последующую аккрецию окружающего вещества на звезду. Как в таких условиях выживает стационарное магнитное

поле - неясно. Причина того, почему сильные поля на видимой поверхности других молодых звезд не были обнаружены может состоять в том, что мы не видим поверхности, а видим только верхний слой протяженной дисковой структуры. Кроме того, звезда имеет перед выходом на ZAMS диаметр больше, чем на ГП, и вследствие кубической зависимости величины поля от радиуса на поверхности поле оказывается уменьшенным. Поле на поверхности может быть запутано вследствие нестационарных процессов, происходящих в настоящее время и в недавнем прошлом у молодых звезд. Большинство магнитных звезд имеют магнитные диполи в плоскости экватора вращения, т.е. в плоскости аккреционного диска, где нестационарные явления наиболее сильные.

У самых массивных O-звезд дипольное поле, очевидно, не успевает организовать и среди них нет объектов с достаточно сильными полями. Но должны быть такие, которые имеют сложные структуры. К таким звездам можно отнести HD 149438 [22]. Однако известно, что такие массивные объекты обычно слишком нестационарны и среди них мало вероятно найти стабильные объекты, у которых магнитное поле не разрушено. Поэтому обнаружение магнитного поля у таких звезд и изучение его структуры было бы интересным.

С. Поведение магнитного поля на Главной последовательности. Таким образом, на фазах эволюции "до Главной последовательности" магнитное поле проявляется слабо [35], поэтому возникает вопрос, в какой момент и почему они становятся заметными. В работе [23], обнаружено, что на зависимости среднеквадратического магнитного поля от относительного радиуса $\langle B_e \rangle (B/R_z)$ хорошо заметен рост поля в начальный период после ZAMS и, затем, его медленный спад, как это видно на рис.2а, взятом из этой работы. (R/R_z) - радиус звезды в данный момент относительно ее радиуса на ZAMS). В работе [24] подтверждено наличие такой зависимости, только там вместо $\langle B_e \rangle$ использованы средние поверхностные величины магнитного поля B_s . Такая же зависимость приведена на рис.2б, построенная по данным работы [1]. В отличие от зависимости, приведенной в [1], здесь мы использовали только те измерения B_s , которые сделаны в нескольких фазах периода вращения, а также величины, полученные из моделей. Таким образом одиночные измерения мы использовали во вторую очередь. Несколько новых звезд мы добавили. Белыми большими кружками обозначены средние величины в разных R/R_z . В указанной работе показано, что такое изменение происходит вследствие двух причин: 1) ослабления поверхностного поля за счет эволюционного увеличения радиуса и 2) усиления среднего поверхностного поля за счет, вероятно, постепенного упрощения и упорядочения поверхностной структуры (вследствие исчезновения неустойчивых мелких структур). Начальный рост магнитного поля у звезд SrCrEu- типа, который мы нашли,

подтвержден позднее в работе [25] (сильное поле проявляется только после прохождения звезды вдоль эволюционного трека 30% общего пути) он исследовался также в [5 и 26]. Изменение среднего поверхностного поля со временем происходит сильнее всего в начальный момент после ZAMS и эволюционного увеличения радиуса.

В отличие от рис.2а, б, построенного для звезд всех типов, в работе [27] была сделана попытка исследования изменений поля после ZAMS у звезд разных типов пекулярности. Для этого использовались среднеквадратические величины магнитного поля $\langle Be \rangle$. Оказалось, что магнитное поле

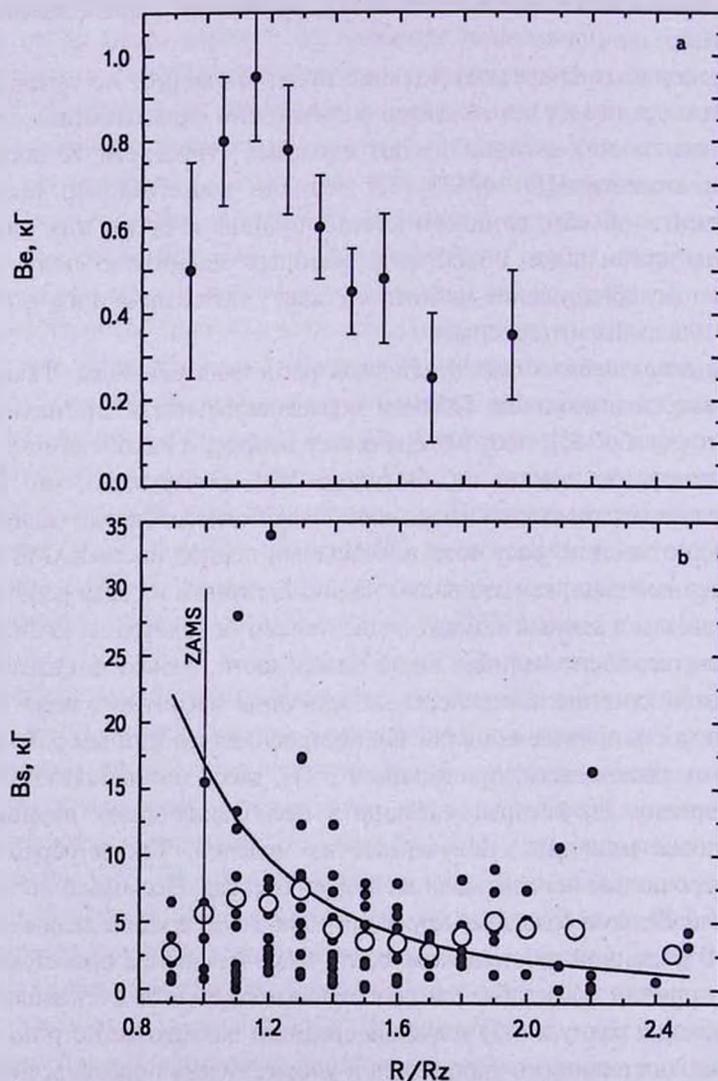


Рис.2. Изменение магнитного поля при эволюционном движении звезд поперек полосы Главной последовательности. а - зависимость для среднеквадратических величин продольного поля $\langle Be \rangle$; б - зависимость для средних поверхностных величин B_s ,

He-г звезд увеличивается с возрастом вплоть до верхней границы полосы Главной последовательности. Очевидно, темп эволюции звезд этого типа настолько высок, что упорядочивание поверхностной структуры происходит в течение всего времени пребывания их на Главной последовательности.

У звезд He-w вначале поле увеличивается, потом падает. Падение после максимума, очевидно, происходит вследствие замедления начального роста и начинающегося преобладания эффекта увеличения радиуса. Точно так же ведут себя кремниевые звезды.

У SrCrEu звезд - поле в этой работе растет так быстро (по отношению к времени жизни на Главной последовательности), что на рис.2 в [27] это незаметно. Однако на построенной в данной работе зависимости $B_s(R/R_z)$ рост поля после ZAMS у SrCrEu-звезд хорошо заметен.

Итак, сложное запутанное вначале на ZAMS поверхностное поле постепенно превращается в простую дипольную конфигурацию, наблюдаемую у большинства звезд. Очевидно, что внутри звезды дипольная конфигурация уже сформировалась, а процесс релаксаций на поверхности заметен на рис.2 в виде быстрого роста B_s [2,28] и $\langle Be \rangle$ [27] после ZAMS. У всех звезд поле появляется именно после ZAMS, как мы видели в [1,2].

Дополнительные сведения о росте поля после ZAMS показаны в работе [29]. Там приведены данные о росте содержания He у звезд He-г-типа с возрастом. На ZAMS содержание He у звезд нормальное, затем оно растет по закону $(He/H) = (0.17 \pm 0.05) R/R_z - 0.03$ при коэффициенте корреляции $R = 0.52$, достигает максимума и потом падает. Там сделано заключение, что рост содержания He происходит вследствие увеличения ветра и магнитного поля [30]. В работе [29] тоже было высказано предположение, что все химические аномалии возникают после прихода будущей СР-звезды на ZAMS, когда окружающие их газово-пылевые оболочки рассеиваются и аккреция прекращается. В этот момент атмосфера стабилизируется, растущее магнитное поле дополнительно стабилизирует верхние слои поверхности звезды, возникают условия для диффузии химических элементов, приводящей к наблюдаемым химическим аномалиям, зависящим от величины магнитного поля [31,32]. Степень химических аномалий пропорциональна величине магнитного поля, как показано в [33,34]. Мы рассматриваем коротко эту проблему потому, что рост химических аномалий после ZAMS происходит именно вследствие роста поля.

В работах [29,33] тоже показано, что при эволюционном движении звезды поперек полосы Главной последовательности поле растет, при этом аномальность содержания He у He-г и He-w-звезд растет тоже вплоть до достижения максимума, затем степень аномальности начинает уменьшаться вследствие дальнейшего уменьшения поля вследствие эволюционного роста радиуса. Из этих работ видно также, что гелиевая

аномалия появляется сразу после выхода звезды на ZAMS, когда оболочка и аккреция исчезают и атмосфера стабилизируется. Вероятно, после ZAMS содержание гелия растет также вследствие усиления ветра, упорядочения структуры поля, уменьшения турбуленции, подавляемой магнитным полем. Эта проблема детально рассматривалась также в [36].

К сожалению, начало и конец зависимости на рис. 1а недостаточно надежны вследствие наблюдательной селекции. Особенно это касается звезд типа He-г, потому что из всех звезд с аномальными линиями гелия [37] заметное поле обнаружено только у 40%. Возможно, у многих из них поле еще не успело сформироваться. Наблюдательная селекция заключается в том, что объекты с еще слабыми полями вблизи ZAMS и ослабевшими полями на верхней части полосы Главной последовательности не интересны для наблюдателя или даже трудно наблюдаемы вследствие слабого расщепления спектральных линий. Влияет также известное стремление изучать звезды с наиболее сильными полями.

Классические магнитно-переменные химически пекулярные (CP) звезды находятся в пределах полосы Главной последовательности от 7000 до 25000 К. Нижняя граница достаточно резкая имеет свое объяснение (см. далее). Однако природа верхней границы пока непонятна. Отсутствие реликтового поля у массивных O-B звезд Главной последовательности становится непонятным. Очевидно, что играют роль особенности эволюции этих звезд, которые надо установить. Поэтому следует приветствовать усилия, которые некоторые коллективы проявляют для поиска признаков присутствия магнитного поля у массивных звезд Главной последовательности. Обнаружение поля сложной структуры у O-звезды HD 149438 [22] является очень важным. Появившиеся в последнее время аппаратурные и методические

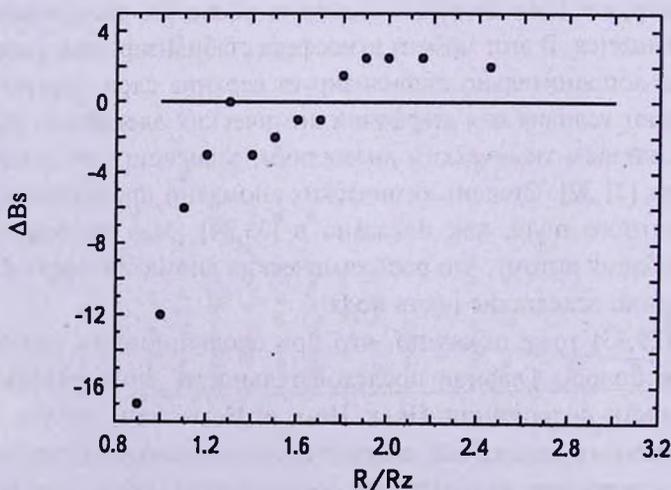


Рис.3. Величины отклонений наблюдаемых средних поверхностных величин поля B_s от предполагаемой кубической зависимости.

Таблица 1

R/R_z	k	K	$K \cdot k$	R/R_z	k	K	$K \cdot k$
0.9	0.25	6.8	1.70	1.8	1.83	0.8	1.46
1.0	0.32	2.5	0.80	1.9	2.10	0.5	1.05
1.1	0.44	1.8	0.79	2.0	2.30	0.5	1.15
1.2	0.58	1.9	1.10	2.1	2.50	0.4	1.00
1.3	0.78	1.0	0.78	2.2	2.75	0.5	1.37
1.4	1.00	1.2	1.20	2.3	3.10	0.4	1.24
1.5	1.10	1.4	1.54	2.4	3.44	0.4	1.38
1.6	1.34	1.2	1.51	2.5	3.67	0.4	1.47
1.7	1.57	1.2	1.88				

достижения, вероятно, позволят сдвинуть проблему в положительном направлении. В отличие от классических магнитных СР-звезд, атмосферы которых стабильны, О-звезды нестабильны как и Ae/Be звезды Хербига. Возникает предположение, что в таких условиях глобальные дипольные структуры реликтового магнитного поля разрушаются. Имеются методические трудности - наличие эмиссии в линиях, часто на глаз незаметной, может затруднить измерение циркулярной поляризации, а иногда и привести к неверному результату.

На рис.3 показаны отклонения $\Delta B_s = (B_s - B_x)$ средних величин B_s (белые кружки) от кубической зависимости, выведенные на основании рис.2. Ход этой зависимости с несомненностью показывает начальное быстрое изменение поля, которое затем замедляется и зависимость становится пологой, когда поле упорядочивается полностью. Интересно

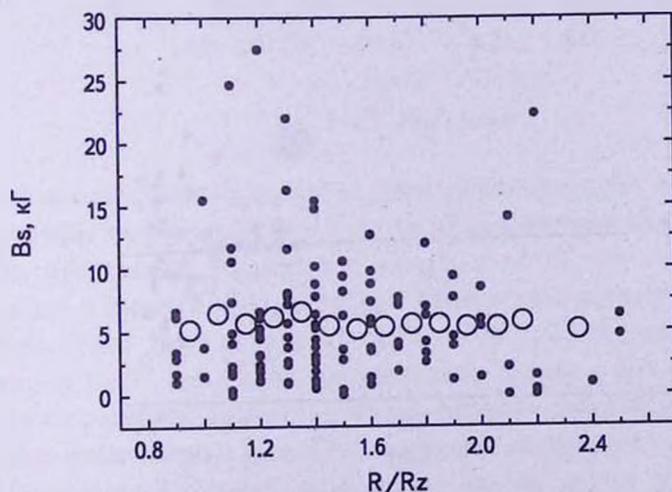


Рис.4. Изменение B_s при эволюционном движении звезд поперек полосы Главной последовательности, исправленное за эффект роста вследствие постепенной стабилизации магнитного поля и за эффект роста радиуса.

посмотреть, каково было бы поведение магнитного поля, если бы не было рассматриваемых двух эффектов.

Наблюдаемые величины B_s были исправлены за счет влияния "кубического" уменьшения, а также за счет медленного увеличения B_s , показанного на рис.3. Соответствующие коэффициенты обозначены в табл.1 как k и K . Общий коэффициент обозначен $K \cdot k$.

После исправления величин B_s с помощью коэффициентов $K \cdot k$ зависимость на рис.2b становится такой как на рис.4, который показывает, как менялось бы поле при эволюционном движении звезд поперек ГП если бы не было зависимости B_s от радиуса и если бы поле не увеличивалось за счет упрощения структуры поля. Однако здесь не учтен эффект уменьшения B_s за счет омической диссипации, который мы попытаемся определить в следующем разделе.

2. Зависимость $B_s(t)$ для звезд *SrCrEu-типа*. Возраст звезд $\log t$ определялся с помощью сетки моделей [38]. Для этого светимости звезд $\log L/L_\odot$, частично были взяты из [39,40], для ряда объектов они определены по параметрам β и M_V из каталога [41].

Звезды этого типа интересны прежде всего тем, что они изучены наиболее полно и среди них имеются объекты с максимальным возрастом, в то время как гелиевые и кремниевые звезды уходят с Главной последовательности более молодыми. На рис.5а показана зависимость $B_s(\log t)$, построенная по B_s , исправленным за влияние эволюционного изменения радиуса и роста поля за счет упрощения поверхностной структуры с

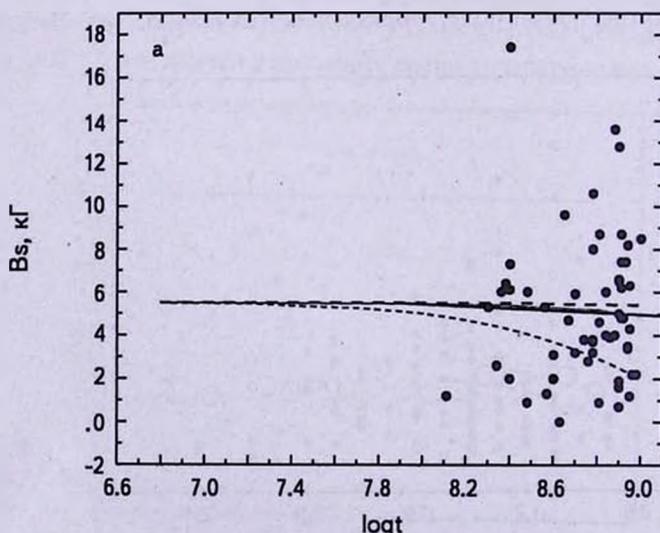


Рис.5. Изменение исправленных величин B_s с возрастом звезд. а - SrCrEu-звезды; б - Si-звезды; с - He-звезды. Толстая сплошная линия - линейная регрессия, толстая штриховая линия - экспонента при $\tau = 10^{10}$ лет, тонкая сплошная линия - экспонента при $\tau = 10^8$ лет, тонкая штриховая линия - $\tau = 10^8$ лет.

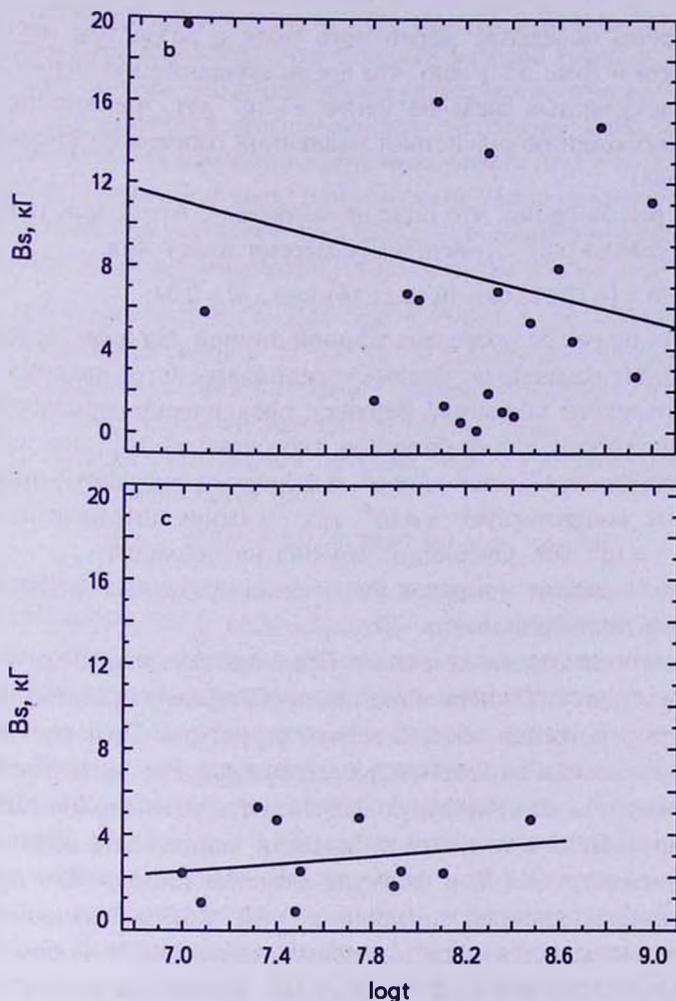


Рис.5. (Окончание).

помощью коэффициентов в табл.1. Эти звезды находятся преимущественно в диапазоне возрастов от $t = 10^3$ до $t = 10^9$ лет. Резкий обрыв зависимости справа происходит потому, что звезды с $t = 10^9$ лет преимущественно находятся в верхней кромке полосы ГП и в этом возрасте они покидают ее. Несколько звезд в нашем списке с $T_e \sim 6000$ К имеют возраст по видимому $t > 10^9$ лет. Более долгоживущие звезды с меньшими температурами не содержат магнитных полей, вероятно, вследствие того, что они прошли конвективную фазу ТГау, в которой реликтовое поле разрушилось.

Приведенные данные показывают, что на самом деле у магнитных звезд возраст t был бы больше 10^9 лет, если бы они продолжали находиться на Главной последовательности. В предыдущей статье [1] тоже

было рассмотрено поведение магнитного поля с возрастом несколько другим способом и тоже получено, что время затухания магнитного поля у химически пекулярных звезд не менее $\tau \sim 10^9$ лет, что вполне соответствует предположению о действии медленной омической диссипации магнитного поля.

Из рис.4 и рис.5а видно, что поле не меняется с возрастом, оставаясь в среднем на уровне 5 кГ. Линейная регрессия имеет вид

$$B_s = (9.12 \pm 12.68) - (0.46 \pm 1.44) \cdot \log t, \quad R = 0.04.$$

Эта зависимость на рис.5а проведена жирной линией. На этом же рисунке показаны экспоненциальные кривые предполагаемого падения поля вследствие омического затухания. Верхняя, практически горизонтальная зависимость, построена для постоянной затухания $\tau = 10^{10}$ лет, средняя зависимость, проведенная тонкой линией, практически совпадает с линейной регрессией, она соответствует $\tau = 10^9$ лет. Нижняя штриховая линия соответствует $\tau = 10^8$ лет. Очевидно, что она не подходит.

В принципе, введение поправок не изменило результат, полученный в работе [1], но подтвердило его.

Следует сделать следующее замечание. Предполагаемый спад магнитного поля вследствие омических потерь может частично компенсироваться ростом поля вследствие упрощения поверхностной структуры. Этот рост поля в конце пребывания звезды на Главной последовательности может оказаться меньше, если принять не кубическую зависимость уменьшения поля, а в меньшей степени. Дело в том, что кубическая зависимость возникает в случае, если параметр $l \ll R$, в формуле момента диполя $M = l \cdot Q$. На самом деле, как мы видели выше, величина $l \sim 0.1 - 0.5R$, и магнитное поле на поверхности уменьшается с ростом радиуса медленнее. В любом случае величина времени затухания поля будет $\tau > 10^8$. Несколько звезд в нашем списке имеют возраст порядка $\tau > 10^9$ лет. Очевидно, что полный магнитный поток в течение жизни звезды на Главной последовательности практически не изменяется. Этот результат подтверждает наш такой же вывод, сделанный в работе [23] на основании использования среднеквадратических величин магнитного поля.

3. Зависимость $B_s(t)$ для звезд S_i и S_i -типов. На рис.5б показана исправленная зависимость $B_s(\log t)$ для звезд с кремниевыми аномалиями. Первое, что бросается в глаза, это сильный разброс величин B_s и возрастов. Это может происходить потому, что очень нерезкая граница между соседними типами звезд, они сильно перекрываются по массам. Линейная регрессия приводит к некоторому наклону зависимости, но он незначим вследствие большого рассеяния точек:

$$B_s = (30.93 \pm 28.70) - (2.84 \pm 3.84) \cdot \log t, \quad R = -0.18.$$

Это свойство кремниевых звезд обсуждалось в работе I.

Можно предположить, что сильный разброс точек по величинам B_s происходит потому, что характерные размеры протозвездных облаков, из которых формируются звезды данного диапазона масс, больше и они включают больший диапазон магнитных полей, чем у звезд SrCrEu-типа. Средняя величина B_s у звезд данного типа выше средней величины для звезд SrCrEu-типа примерно на 1500 Гс. Для получения более уверенных результатов необходимо увеличить количество изученных Si-звезд.

4. *Зависимость $B_s(t)$ для звезд He-w и He-r-типов.* Искомая зависимость представлена на рис.4с. К сожалению звезд мало. Тем не менее, обращает на себя внимание в среднем меньшая величина B_s по сравнению со звездами кремниевых и SrCrEu-типов. Звезды данного типа также сильно перекрываются по возрастам с кремниевыми объектами. Линейная регрессия имеет вид

$$B_s = (-30.90 \pm 9.54) + (0.88 \pm 1.25) \cdot \log t, \quad R = 0.23.$$

Таким образом, и в этом случае нет хода B_s с возрастом, что, впрочем, неудивительно имея в виду слишком короткое время жизни гелиевых звезд на Главной последовательности. Сильное отличие полученной зависимости от графиков для Si и SrCrEu-звезд приводит к предположению об отличных условиях формирования звезд этих типов. Небольшой диапазон величин B_s , возможно, получается вследствие существенно большего объема протозвездных облаков, из которых формировались звезды с гелиевыми аномалиями, что приводит к большему усреднению неравномерного распределения магнитных полей. Важно также учесть быстрый темп эволюции He-r звезд, за короткое время магнитное поле не успевает вырасти до максимума. Действительно, в работе [27] было показано, что среди звезд с гелиевыми аномалиями очень большой процент слабомагнитных. К сожалению, слишком мало данных для звезд этого типа и для окончательного вывода об их свойствах необходимы дополнительные наблюдения.

5. *Заключение.* В предыдущей статье под номером I [1], затем в данной работе, а также в работе [2], получено несколько результатов, основные из которых следующие:

1) На основе моделирования глобальных структур магнитных полей химически около 60 пекулярных звезд (CP) сделан вывод, что все исследованные объекты имеют структуру крупномасштабной составляющей магнитного поля, соответствующую структуре магнитного диполя.

2) Форма фазовых зависимостей изменения магнитного поля с периодом вращения $B_e(\Phi)$ и $B_s(\Phi)$ определяется только положением и ориентацией магнитного диполя внутри звезды.

3) Фактически все магнитные звезды имеют магнитный диполь, в той

или иной степени смещенный из центра звезды, некоторое количество звезд имеют структуру, формируемую двумя и более смещенными из центра диполями.

4) Наблюдаемые деформации, а иногда и сложность магнитных полей CP-звезд, скорее всего, являются остатком значительных неоднородностей магнитных структур, которые были в начале формирования магнитных звезд, полная релаксация которых еще не успела завершиться. Предполагается, что магнитное поле может искажаться также в течение времени эволюции "до Главной последовательности" вследствие выпадения крупных аккреционных масс, вплоть до слияния звезды с тесным компонентом. Важно отметить, что сильно искаженные структуры встречаются как у молодых звезд, так и у звезд с значительным возрастом, около $t = 10^9$ лет. Это говорит о том, что самые долгоживущие звезды уходят с Главной последовательности, не успев завершить упрощение структур.

5) Магнитные звезды после прохождения фазы Ae/Be Хербига имеют, как правило, слабое поверхностное поле B_s , которое после выхода на ZAMS начинает расти, сначала быстро, потом медленно, вплоть до ухода звезды с Главной последовательности. Точно так же изменяется степень аномальности химсостава. Предполагается, что причина роста поля связана с постепенным упрощением мелких неоднородностей на поверхности вследствие их неустойчивости. Одновременно величины среднего поверхностного поля B_s сильно уменьшаются с возрастом вследствие эволюционного увеличения радиуса. Магнитное поле, в принципе, уменьшается также вследствие омических потерь, но они пренебрежимо малы. Оценки показали, что в результате всех перечисленных эффектов полный магнитный поток сохраняется до возраста $t = 10^9$ лет и звезда уходит с Главной последовательности не растратив его. Этот результат получен на основании исследований звезд SrCrEu-группы. Отсюда ясно, что бесполезно искать признаки уменьшения магнитного потока у звезд гелиевой и кремниевой группы, которые уходят с Главной последовательности гораздо быстрее, чем звезды SrCrEu-типа. Этот результат не противоречит предположению, что отсутствуют другие, кроме омических, источники разрушения магнитного поля и подтверждает предположение о стабильности атмосферы магнитных звезд, которая обеспечивает беспрепятственную диффузию химических элементов под действием гравитации, светового давления и ветра. Нет таких обсуждаемых источников разрушения магнитного поля как дифференциальное вращение и меридиональная циркуляция.

6) Если факт быстрого роста поля после ZAMS не вызывает сомнения, то более слабый его рост в области больших $R/R_z \geq 1.8$, показанный на рис.3, может оказаться завышенным, потому что зависимость $B_s(R/R_z)$ на самом деле не кубическая, как бывает только в случае "идеального" диполя,

а более плавная. Реально у магнитных звезд диполь имеет большие размеры ($I \sim R$), как это показано в [38]. Природа создала в магнитных звездах такую структуру магнитного поля, какую дал бы "магнитный диполь", если бы он существовал на самом деле. Дипольное приближение в пределах ошибок наблюдений хорошо соответствует наблюдательным данным. Внутри звезд нет источников магнитного поля, а найденные диполи с разной ориентацией только показывают сложную структуру магнитных полей в центральных областях. Не исключено влияние конвективного ядра.

7) Очень большой диапазон наблюдаемых величин B_s может являться одним из признаков того, что магнитное поле СР-звезд сформировалось из крайне неоднородно намагниченных протозвездных облаков. Это обстоятельство затрудняет исследование разного рода зависимостей от магнитного поля.

8) Важным результатом, связанным, очевидно, с эволюцией магнитных звезд, является различное поведение трех основных типов звезд на зависимости $B_s(\log t)$. Наблюдаемый разный разброс величин B_s у звезд разных типов пекулярности происходит, вероятно, вследствие разных характерных размеров протозвездных облаков, из которых формируются звезды разных размеров.

9) Полученные результаты не поддерживают гипотезу генерации магнитного поля посредством динамо внутри конвективного [1] ядра. На холодных SrCrEu-звездах и горячих He-г звездах оно должно всплыть в разное время, учитывая разный путь до поверхности и существенно разный темп эволюции звезд. Как мы видели [1], у звезд всех типов поле появляется именно на ZAMS.

10) Рост поля после ZAMS подтверждается ростом химических аномалий после ZAMS.

11) Из полученных в этой работе данных следует вывод, что при построении зависимостей от магнитного поля следует учитывать переменность магнитного поля (не связанную с вращением) в период жизни на Главной последовательности. То же касается и переменности химических аномалий, зависящих от величины поля.

12) Полученные результаты следует считать предварительными, для их подтверждения следует накопить больше наблюдательного материала (B_s), особенно для звезд, находящихся вблизи ZAMS и звезд, уходящих с Главной последовательности.

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: glagol@sao.ru

EVOLUTION OF THE MAGNETIC FIELDS OF MAIN SEQUENCE CP-STARS. II

Yu.V.GLAGOLEVSKIJ

The values of the mean surface magnetic fields B_s of around 120 CP stars are reduced to the time of luminosity class V, which are constantly changing due to the growth of the field owing to the simplification of the surface structure and the simultaneous weakening of the field in the evolutionary variation of the radius. The dependence of the corrected B_s values on the age of logt stars corresponds to the assumption of the field decay time of $\tau \sim 10^9 - 10^{10}$ years, which coincides with the expected ohmic dissipation of the field. Almost during entire lifetime of the magnetic stars on the Main Sequence the total magnetic flux remains constant. The variation in the surface magnetic field due to the evolution of the radius is not likely to occur in a cubic dependence, but slower due to the deviation of the internal structures from "dipolar". By the nature of the distribution of the dependences of B_s on age, magnetic stars of different types of peculiarities differ sharply, presumably due to the nature of formation from magnetized protostellar clouds.

Key words: *Cp-stars: magnetic fields: evolution*

ЛИТЕРАТУРА

1. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, 56, 189, 2013.
2. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, 55, 369, 2012.
3. *Е.Паркер*, *Космические магнитные поля*, т.1, М., Мир, с.33, 1982.
4. *Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth*, *Magnetic stars*, Nizhny Arkhyz, 2011, p.153.
5. Ю.В.Глаголевский, *Г.А.Чунтонов*, *Бюлл. САО*, 51, 88, 2001.
6. Ю.В.Глаголевский, *Астрофизика*, 48, 229, 2005.
7. Ю.В.Глаголевский, *Е.Герт*, *Бюлл. САО*, 55, 38, 2003.
8. *А.В.Тутуков, А.В.Федорова*, *Астрон. ж.*, 87, 1, 2010.
9. *E.Alecian et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 385, 391, 2008.
10. *E.Alecian et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 400, 354, 2009.
11. *T.G.Cowling*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 105, 166, 1945.
12. *D.Moss*, *IAU Symp. No224*, Cambridge Univ. Press, 2004, p.245.
13. *A.E.Dudurov*, *Magnetic stars*, Leningrad, Nauka, 1988, p.226.
14. *Yu.V.Glagolevskij*, *Chemically peculiar and magnetic stars*, Tatranska Lomnica, 1994, p.21.
15. *Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov*, *Stellar Magnetic fields*, Moscow, 1997, p.116.

16. *Yu.V.Glagolevskij*, Magnet fields across HR dyagram, 2001, p.535
17. *Б.С.Шевченко*, Ae/Be звезды Хербига, Ташкент, Изд.ФАН, 1989.
18. *Ю.В.Глаголевский*, Астрофизика, 55, 189, 2012.
19. *S.Hubri et al.*, Astron. Astrophys., 525, L4, 2011.
20. *Ю.В.Глаголевский*, Астрофиз. Бюлл., 2014 (в печати).
21. *A.S.Miroshnichenko et al.*, Publ. Astron. Soc. Pacif., 110, 883, 1998.
22. *Ю.В.Глаголевский*, Астрофиз. Бюлл., 2013 (в печати).
23. *Yu.V.Glagolevskij*, Magnetic stars, Leningrad, Nauka, 1988, p.206.
24. *Ю.В.Глаголевский*, *Е.Герт*, Бюлл. САО., 58, 17, 2005.
25. *S.Hubrig, M.Scholler, R.V.Yudin*, Astron. Astrophys., 428, L1, 2004.
26. *Yu.V.Glagolevskij, G.P.Topilskaya, T.A.Kartasheva*, Stellar magnetism, Sankt-Peterburg, Nauka, 1992, p.36.
27. *Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov*, Bull. SAO., 45, 105, 1998.
28. *Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth*, ASP Conf. Ser., №305, 2003, p.225.
29. *V.V.Leushin, Yu.V.Glagolevskij, P.Nort*, Magnetic fields of chemically peculiar and related stars, Moscow, 2000, p.173.
30. *G.Alecian, S.Vauclair*, Astron. Astrophys., 101, 15, 1981.
31. *Ю.В.Глаголевский*, Астрон. ж., 71, 858, 1994.
32. *Ю.В.Глаголевский*, Астрофиз. Бюлл., 62, 1, 2007.
33. *Yu.V.Glagolevskij*, Бюлл. САО., 48, 118, 1998.
34. *Ю.В.Глаголевский*, Астрон. ж., 71, 858, 1994.
35. *S.Hubrig et al.*, Proc. IAU Symp., №259, 2008, p.395.
36. *V.V.Leushin, Yu.V.Glagolevskij, P.North*, Magnetic fields of chemically peculiar and related stars, Moskow, 2000, p.171.
37. *Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth*, Magnetic stars, Nizhny Arkhyz, 2011, p.153.
38. *S.Ekström, C.Georgy et al.*, Astron. Astrophys., 537, A146, 2012.
39. *S.Hubrig et al.*, Astron. Astrophys., 539, 352, 2000.
40. *J.D.Landstreet et al.*, Astron. Astrophys., 470, 685, 2007.
41. *A.E.Gomez et al.*, Astron. Astrophys., 336, 953, 1998.

КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД КР 2001 ПО СПЕКТРАМ, ПОЛУЧЕННЫМ ЩЕЛЕВЫМ СПЕКТРОГРАФОМ. II

Г.В.ПЕТРОСЯН

Поступила 5 апреля 2013

Принята к печати 12 июня 2013

Приводятся результаты двухмерной классификации тринадцати звезд из каталога КР2001. ПЗС спектры этих звезд были получены на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории со спектральными камерами SCORPIO и VuY FOSC2. При классификации используются методы, основанные на депрессионных полосах молекул TiO и CaH, а также линий поглощения FeI, D линий NaI, иона BaII, линии H α и других. Классы светимостей были определены с помощью полосы CaH, минимальное значение депрессионной глубины которой наблюдается на $\lambda 6975 \text{ \AA}$. Результаты классификации звезд приведены в табл.1, подклассы звезд меняются от M5 до M10, а классы светимостей - от сверхгигантов (I) до гигантов (III). Принимая во внимание то, что звезды КР2001 находятся близко от плоскости нашей Галактики, учитывалось межзвездное поглощение, с учетом которого на диаграмме (*J - H*) и (*H - K*) они попадают в область LPV. Звезды КР2001-6, 7, 70 и 230 оказались переменными, что подтверждается поведением их кривых яркостей, взятых из базы данных NSVS. Из них КР2001-6, 7 и 70 являются полуправильными переменными (SR), а КР2001-230 - типа Мира. Причем переменность последней звезды на фотографических пластинках с разницей в один год была выявлена в 2003г. (разница фотографических величин была 1^m.2).

Ключевые слова: *звезды: спектральная классификация*

1. *Введение.* Классификация звезд каталога КР2001 имеет особую цель. В работе [1] приведены результаты предварительной одномерной классификации звезд каталога КР2001, сделанной по спектрам, полученным 4^o объективной призмой на 1-м телескопе Шмидта БАО. Каталог КР2001 доступен в электронном формате: <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?source=J/other/Ap/44.335>. В [1] отмечено, что по сравнению с окружающими областями, парциальная плотность красных звезд в данной области выше, и достигает в центральной части до 20 звезд на квадратный градус. В [2] показано, что на фотографических пластинках данной области, полученных на 1-м телескопе Шмидта БАО с разницей в год, примерно 11.3% звезд этого каталога оказались переменными. Кроме того, на этих пластинках, при просмотре звезд фона, были обнаружены еще три переменные [3]. Учитывая, что плотность звезд фона гораздо выше по сравнению с плотностью звезд каталога, можно сказать, что доля переменности звезд в каталоге значительно больше, чем у звезд фона. Чтобы выяснить эволюцию звезд типа М и звезд плоской составляющей

Галактики в целом, необходимо произвести многостороннее изучение этих звезд. Прежде всего необходимо уточнить подклассы звезд каталога и определить их классы светимостей.

С этой целью, первые ПЗС спектры для семи объектов каталога KP2001, в диапазоне $\lambda\lambda 3940+8500 \text{ \AA}$, были получены в 2009г. на 1.52-м телескопе Болонской астрономической обсерватории в Лояно (Италия) [4].

Основным критерием для точного определения подкласса красных звезд являются полосы поглощения TiO и VO ближнеинфракрасной области спектра, особенно полосы поглощения VO, которые очень чувствительны к изменениям температуры [5]. Настоящая область наблюдаемых спектров охватывает более узкий промежуток спектра $\lambda\lambda 3920+7420 \text{ \AA}$ и в которую, к сожалению, не попадают те полосы TiO и VO, по которым классифицировались звезды в [4]. Поэтому, для классификации звезд в данной работе использовались критерии, приведенные в работах [6-8]. Как описано в [6] линии TiO, CaH и FeI дают возможность довольно точного определения подклассов и классов светимостей красных звезд. В работе [7] также использовались полосы CaH для классификации красных звезд, а для определения классов светимостей I, II, III, IV и V этих звезд использовались D линии NaI. Для классификации можно использовать также инфракрасные цвета звезд [8]. В спектрах этих звезд часто наблюдается эмиссионная линия H α , которая тоже учитывается при классификации.

2. Спектральные наблюдения. Спектры тринадцати звезд каталога KP2001 были получены на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории со спектральными камерами SCORPIO с дисперсией $1.7 \text{ \AA}/\text{pix}$ и Vuu FOSC2

Таблица 1

НАБЛЮДАЕМЫЙ МАТЕРИАЛ И СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД

№ звезды	Дата наблюдения	Экспозиция (с)	Классификация по [1]	ПЗС классификация
KP2001-6	06.11.2008г.	600	M7	M7 I
KP2001-7	12.10.2009г.	600	M6	M8 II
KP2001-18	12.10.2009г.	300	M5	M5 I
KP2001-22	06.11.2008г.	900	M7	M9 I
KP2001-49	08.11.2008г.	600	M6	M7 II
KP2001-50	06.11.2008г.	600	M7	M8 I
KP2001-70	08.11.2008г.	300	M8	M10 III
KP2001-79	12.10.2009г.	900	M5	M6 II
KP2001-88	10.11.2008г.	600	M7	M7 I
KP2001-99	10.11.2008г.	600	M5	M5 II
KP2001-201	31.08.2005г.	120	M7	M8 II
KP2001-230	12.10.2009г.	900	M9	M8 I
KP2001-237	12.10.2009г.	600	M8	M8 III

с дисперсией $1.9 \text{ \AA}/\text{pix}$, оснащенной гризмой ($C = 600$ шт/мм). Система охватывает спектральную область $\lambda\lambda 3920 + 7420 \text{ \AA}$. Шель спектральной камеры была направлена на восток-запад, ширина $2''$, высота $5'$.

Обработка наблюдений проводилась с помощью пакета MIDAS-ESO.

Сведения о наблюдаемом материале приведены в табл.1, где нумерация звезд такая же как в [4].

3. Спектральная классификация. Для определения с большой точностью подклассов и классов светимостей звезд типа М, важно учитывать внутреннюю структуру каждой полосы молекул. Депрессии интенсивностей с двух крыльев (голубой и красной) каждой полосы до минимального значения интенсивности происходят неодинаковым образом. Они могут иметь как одинаковую, так и разную крутизну. Иногда полоса имеет больше одного минимума. Причем падение интенсивностей внутри каждой полосы в подавляющем большинстве случаев бывает не равномерным, как это происходит внутри линии поглощения атомов. У полос эти процессы часто происходят подъемами и спусками - они очень разнообразны. Такие образования внутри полос молекул зависят от сложных физических процессов, происходящих в атмосферах М звезд.

В спектрах красных звезд, полученных в оптической и ближнеинфракрасной области $\lambda\lambda 3900 + 9000 \text{ \AA}$ полосы молекул TiO в основном охватывают область $\lambda\lambda 4700 + 8900 \text{ \AA}$. Полосы TiO многочисленны и проявляются почти во всех частях отмеченной области. Подробное изучение этих полос TiO может дать много новых возможностей для повышения точности определения подклассов и классов светимостей красных звезд.

Как отмечено выше, для полученных спектров будут использованы спектральные особенности тех молекулярных полос и линий, которые попадают в наблюдаемую область. В работах [6-8] приведены спектры стандартных красных звезд и отмечены линии, которые используются при их классификации. Из данных линий были выбраны полосы молекул TiO и CaH, а также линии поглощения атомов FeI, BaII, NaI и HI, при помощи которых проводится классификация звезд.

В работе [7] для этой цели были использованы линии отмеченных элементов и некоторые полосы TiO, попадающие в наблюдаемый интервал. Разработанный метод в этой работе имеет эмпирический характер, на основании которого создан список 33 стандартных звезд со спектральными типами от K2 до M6 и с классами светимостей от сверхгигантов Ia до звезд Главной последовательности V. В [7] используются полосы TiO, расположенные в разных частях спектра с разными депрессионными глубинами. Из них самыми важными являются TiO $\lambda 6170 \text{ \AA}$, TiO $\lambda\lambda 6654 \text{ \AA}$, 6684 \AA и 6717 \AA .

Однако как величины депрессионных глубин этих полос, так и величины депрессионных глубин, используемые для классификации отмеченных

линий, относительны. Отмеченные значения длин волн соответствуют самым глубоким частям полос. Каждая из линий TiO $\lambda\lambda 6654$ и 6684 \AA имеет по две компоненты: $\lambda\lambda 6651, 6658 \text{ \AA}$ и $\lambda\lambda 6681, 6686 \text{ \AA}$, соответственно. В отличие от более ранних звезд, в которых сравнительно четко выражаются непрерывные спектры, у этих звезд они сильно загрязняются из-за присутствия в спектрах многочисленных полос поглощения. Поэтому у этих звезд в работе [6] отмечаются всего 6 точек, которые принадлежат к непрерывному спектру. В области наших наблюдений, согласно [6], имеются только две точки с длинами волн $\lambda\lambda 6530$ и 7040 \AA , которые считаются точками непрерывного спектра. Поэтому, данные полос и величин атомов будут отличаться от их истинных значений. В [7] используется также одна депрессионная область, которая наблюдается в спектре этих звезд, минимальная интенсивность которой наблюдается на длине волны $\lambda 6458 \text{ \AA}$. В [7] отмечается, что она образовалась путем слияния некоторых линий поглощения, главным образом CaI. В работах [1,6,10,11] отмечается, что красные звезды позднее M5, по существу переменные. Кроме этого, данные звезды не имеют истинного непрерывного спектра. Из изучаемых звезд по предварительной классификации [1], только три имеют подкласс M5, остальные - позднее M5.

Учитывая вышесказанное, для классификации звезд целесообразно использовать те характерные особенности наблюдаемых полос и депрессионной области $\lambda 6458 \text{ \AA}$, которые используются в работах [6-9].

В спектре KP2001-6 наблюдаются все вышеотмеченные полосы погло-

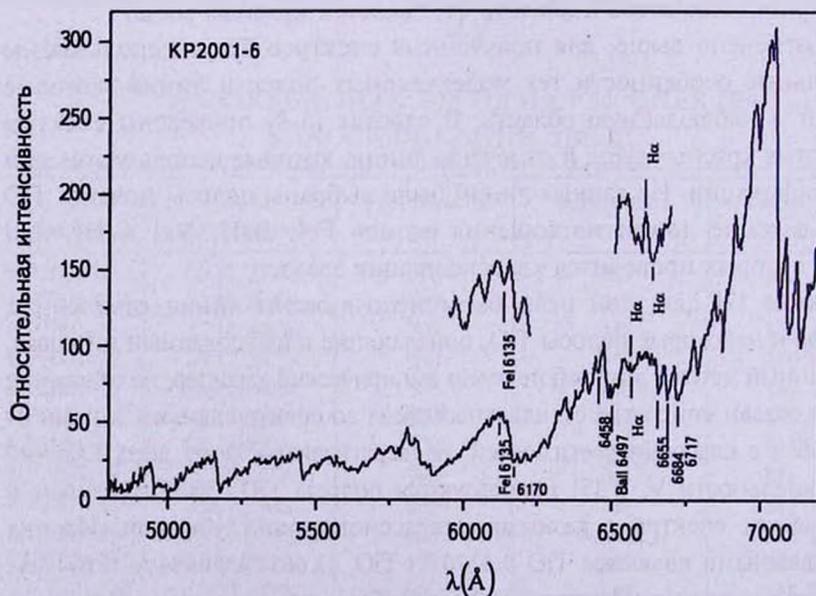


Рис.1. ПЗС спектр KP2001-6 в диапазоне $\lambda\lambda 4500+7200 \text{ \AA}$.

шения TiO и линий FeI $\lambda 6135 \text{ \AA}$, BaII $\lambda 6497 \text{ \AA}$, H α , NaI D, а также депрессионная область, минимальная длина волны которой равна приблизительно $\lambda 6458 \text{ \AA}$.

Из спектров стандартных звезд, а также из спектров наблюдаемых звезд, приведенных в работах [6,7], видно, что при переходе к более поздним подклассам минимальная интенсивность полосы $\lambda 6717 \text{ \AA}$ углубляется. В спектрах M звезд наличие линии поглощения FeI $\lambda 6135 \text{ \AA}$, BaII $\lambda 6497 \text{ \AA}$

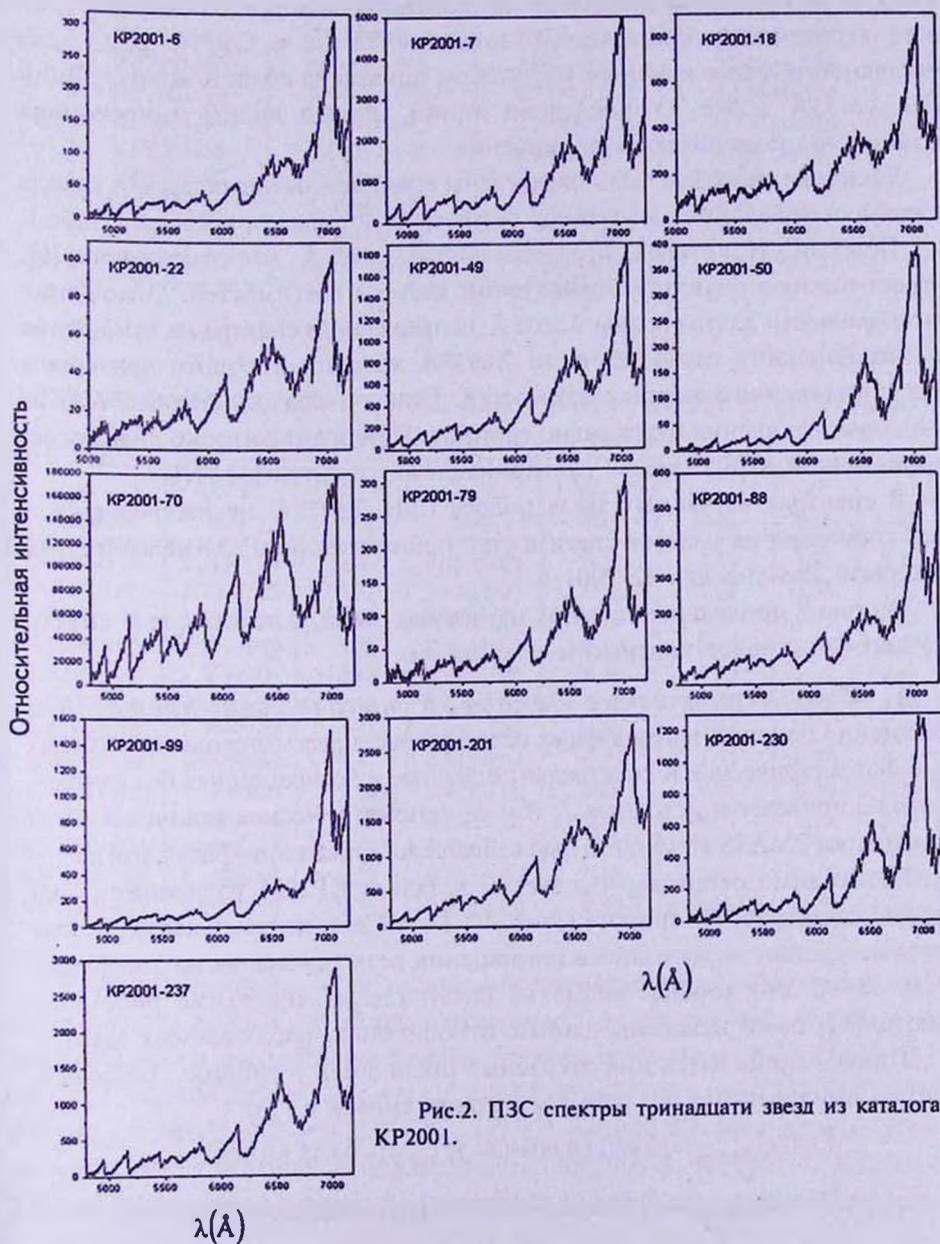


Рис.2. ПЗС спектры тринадцати звезд из каталога КР2001.

и депрессионной области $\lambda 6458 \text{ \AA}$ является признаком сверхгиганта. Эти линии наблюдаются в спектре KP2001-6, поэтому она отнесена по светимости к сверхгигантам I. В пользу этого предположения говорит также линия поглощения $H\alpha$, которая наблюдается в спектре и состоит из двух компонент - эмиссионной и поглощенной.

На рис.1 приведен спектр KP2001-6, где отмечены полосы и линии, указанные выше. Из рисунка видно, что на отмеченной части линии $BaII$ $\lambda 6497 \text{ \AA}$ наблюдаются несколько компонент, которые, согласно [7], по всей вероятности принадлежат элементам Ti, Fe и Ca. На рис.1, для наглядности, более крупным масштабом приведена область вокруг линии FeI $\lambda 6135 \text{ \AA}$ и $H\alpha$. У последней линии хорошо видны эмиссионная компонента и компонента поглощения.

Таким же способом были определены спектральные подклассы и классы светимостей для остальных звезд, результаты которых приведены в табл.1.

Полоса CaH , которая образуется вокруг $\lambda 6975 \text{ \AA}$, как отмечается в [6], играет важную роль при определении классов светимостей. Отношение интенсивности длины волны $\lambda 7035 \text{ \AA}$ непрерывного спектра на отношение к интенсивности глубокой части $\lambda 6975 \text{ \AA}$ является хорошим критерием для определения классов светимостей. Если полоса не наблюдается, то значение отношения будет равно единице. При этом, согласно диаграмме, приведенной в [6], звезды уже принадлежат к гигантам (III).

В спектрах изучаемых звезд полоса CaH $\lambda 6975 \text{ \AA}$ не наблюдается и для уточнения их классов светимостей использовались другие критерии, как было сделано для KP2001-6.

На рис.2 приведены спектры изучаемых звезд, в том числе и спектр KP2001-6, но более маленьким масштабом.

4. *Фотометрические данные и показатели цвета.* Для выяснения природы наблюдаемых объектов были рассмотрены все возможные фотометрические и спектральные данные из современных баз данных. В табл.2 приведены исходные J , H и Ks фотометрические величины звезд из каталога 2MASS (<http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/BabyCator>).

Необходимо отметить, что звезды каталога KP2001 расположены на низкой галактической широте ($l = 5^h 34^m$, $b = +5^\circ 20'$), поэтому наблюдаемые цвета вследствие межзвездного поглощения резко смещены на диаграмме $J-H$, $H-K$. Это хорошо видно на рис.4, где на диаграмме рис.А3 из работы [12] были нанесены данные относительно наблюдаемых звезд.

В табл.3 приводятся инфракрасные цвета звезд в системе Бессела и Бретта, вычисленные по формулам приведенным в [13]:

$$(J-H)_{2MASS} = (0.980 \pm 0.009)(J-H)_{BB} + (-0.045 \pm 0.006)$$

$$(H-Ks)_{2MASS} = (0.996 \pm 0.019)(H-K)_{BB} + (0.028 \pm 0.005).$$

Таблица 2

2MASS ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД КР2001

№ звезды	J mag.	H mag.	Ks mag.
КР2001-6	7.640±0.023	6.398±0.031	5.909±0.018
КР2001-7	6.003±0.021	4.874±0.026	4.436±0.016
КР2001-18	5.245±0.238	3.923±0.184	3.226±0.242
КР2001-22	8.055±0.024	6.842±0.020	6.319±0.021
КР2001-49	7.147±0.043	5.864±0.051	5.351±0.017
КР2001-50	5.089±0.035	3.999±0.162	3.296±0.278
КР2001-70	5.949±0.025	4.752±0.020	4.279±0.020
КР2001-79	8.577±0.025	7.288±0.024	6.752±0.018
КР2001-88	8.649±0.025	7.539±0.059	7.090±0.027
КР2001-99	7.999±0.018	6.905±0.038	6.520±0.020
КР2001-201	5.995±0.023	4.798±0.029	4.292±0.017
КР2001-230	6.306±0.023	5.249±0.047	4.665±0.017
КР2001-237	5.227±0.260	4.026±0.240	3.590±0.320

Таблица 3

2MASS ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ВЕЛИЧИНЫ, ПРИВЕДЕННЫЕ К СИСТЕМЕ БЕССЕЛА И БРЕТТА

№ звезды	J - H mag.	E(J - H) mag.	H - Ks mag.	E(H - Ks) mag.	E(B - V) mag.	A _r mag.	A _k mag.
КР2001-6	1.31±0.04	0.40	0.46±0.04	0.17	1.19	3.68	0.41
КР2001-7	1.20±0.03	0.37	0.41±0.03	0.15	1.08	3.35	0.37
КР2001-18	1.39±0.30	0.45	0.67±0.30	0.20	1.36	4.21	0.46
КР2001-22	1.28±0.03	0.28	0.50±0.03	0.10	0.77	2.38	0.26
КР2001-49	1.36±0.06	0.44	0.49±0.06	0.19	1.32	4.08	0.45
КР2001-50	1.16±0.20	0.43	0.68±0.30	0.19	1.30	4.02	0.44
КР2001-70	1.27±0.03	0.45	0.45±0.02	0.20	1.34	4.16	0.46
КР2001-79	1.36±0.03	0.51	0.51±0.03	0.23	1.53	4.75	0.52
КР2001-88	1.18±0.06	0.26	0.42±0.06	0.09	0.71	2.20	0.24
КР2001-99	1.16±0.04	0.26	0.36±0.04	0.09	0.71	2.20	0.24
КР2001-201	1.27±0.03	0.41	0.48±0.03	0.18	1.22	3.79	0.42
КР2001-230	1.12±0.05	0.33	0.56±0.05	0.13	0.95	2.95	0.32
КР2001-237	1.27±0.30	0.36	0.41±0.40	0.15	1.053	3.26	0.36

5. *Переменность.* Для выяснения переменности наблюдаемых 13 звезд каталога КР2001, из обзора переменности северного неба (NSVS) [14] подробно были рассмотрены кривые яркости этих звезд. Для КР2001-18 ($R_{\text{rise}} = 9^{\text{m}}.9$), КР2001-49 ($R_{\text{rise}} = 11^{\text{m}}.8$), КР2001-50 ($R_{\text{rise}} = 10^{\text{m}}.7$), КР2001-201 ($R_{\text{rise}} = 10^{\text{m}}.5$), КР2001-237 ($R_{\text{rise}} = 9^{\text{m}}.7$) кривые яркости практически не показывают признаков переменности. КР2001-6, КР2001-7, КР2001-230 показывают переменность яркости, и они присутствуют в каталоге

"Красные переменные в NSVS" [15]. В этом каталоге KP2001-6 и KP2001-7 классифицированы как полуправильные переменные (SR) с амплитудой $1^m.67$ и $0^m.39$, $R_{\text{Розсе}} = 12^m.0$ и $R_{\text{Розсе}} = 10^m.5$, с периодами 148 и 290 дней, соответственно. KP2001-230 также включена в каталог как переменная

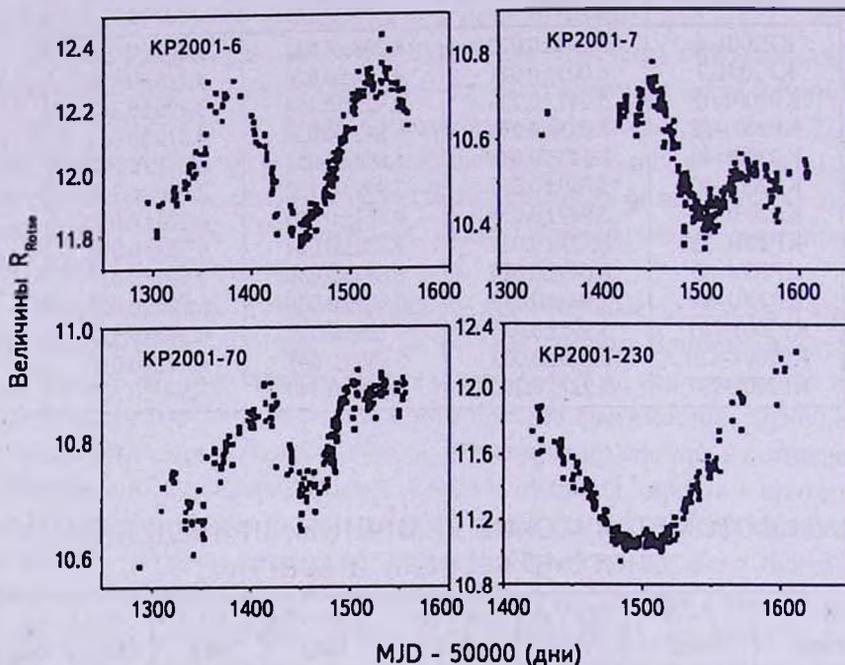


Рис.3. Кривые изменения яркости звезд из базы данных NSVS.

типа Мира с амплитудой $1^m.25$, $R_{\text{Розсе}} = 11^m.3$ с периодом в 249 дней. Звезда KP2001-70 не включена ни в один из каталогов переменных звезд, но она в [16] отмечена как переменная SR, с периодом в 95 дней, с амплитудой $0^m.35$. На рис.3 приведены кривые яркости указанных четырех звезд, взятые из базы данных NSVS [14].

6. Результаты и обсуждение. В предыдущих разделах описаны спектры, инфракрасные цвета и фотометрические характеристики тринадцати звезд каталога KP2001.

Девять из них - KP2001-18, 22, 49, 50, 79, 88, 99, 201 и 237 по данным NSVS не показывают переменность. Из этих звезд только KP2001-22 на диаграмме рис.4 расположена в области углеродных звезд. Однако в ее спектре не наблюдается ни одной полосы молекул углеродного соединения. По всей вероятности она, как и другие изучаемые звезды, является красным гигантом, которые попадают в области LPV.

В [1] отмечено, что среди звезд KP2001 возможно есть много переменных, которые до сих пор не обнаружены. Это предположение впервые

подтвердилось в работе [2], о чем было сказано выше. В работе [4] обнаружилось три переменные, а в настоящей работе говорится о четырех переменных звездах. Таким образом, среди 20 изучаемых звезд в [4] и в настоящей работе семь звезд или порядка 30% являются переменными звездами. Это говорит о том, что в каталоге КР2001 имеются много нестационарных звезд, которые могут пролить свет на проблему эволюции красных звезд.

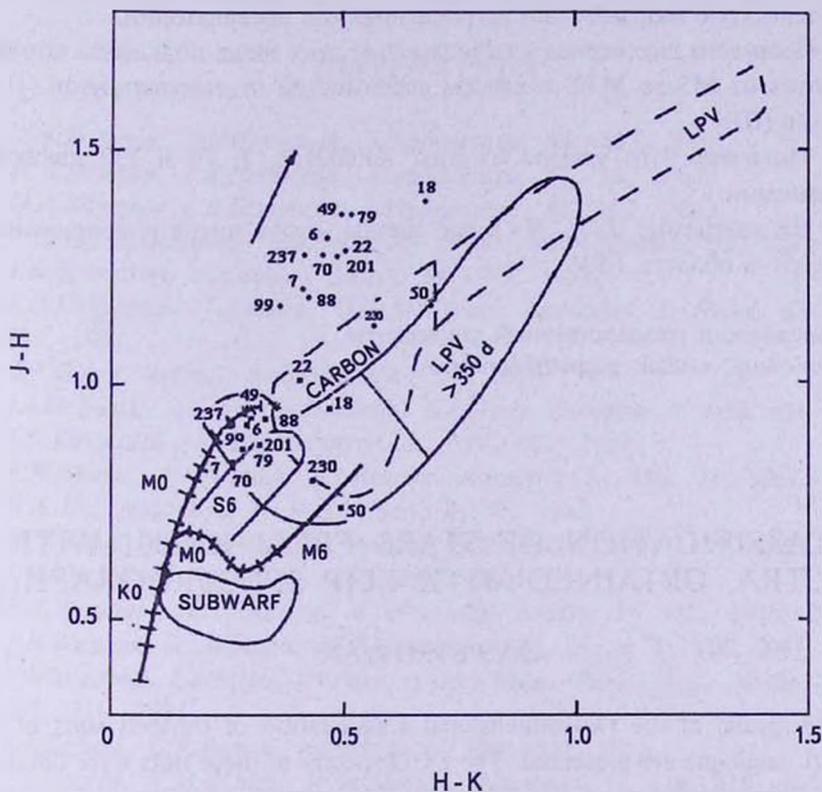


Рис.4. Диаграмма J - H. H - K.

Звезда КР2001-230, которая является переменным типа Мира на диаграмме J - H, H - K (рис.4) попадает в область Мира (LPV). Звезды КР2001-6, 7, 70, которые являются полуправильными переменными (SR), на этой диаграмме также попадают в область LPV.

Известно, что в спектрах карликов поздних подклассов не наблюдаются полосы поглощения VO у $\lambda 7900 \text{ \AA}$, они наблюдаются в спектрах гигантов [17-19]. В этих же работах утверждается, что те звезды типа М, которые находятся в поглощающих облаках, являются гигантами. Эти два факта имеют место у изученных нами звезд, так как они все поздних подтипов

и при их классификации в работе [1] использовалась полоса $\lambda 7900 \text{ \AA}$ и, одновременно, они находятся близко от плоскости Галактики в поглощающей области. Поэтому их излучение подвержено сильному поглощению, о котором свидетельствует их расположение на диаграмме до и после учета поглощения.

Резюмируя вышеприведенные результаты, можно отметить:

1. Получены ПЗС спектры тринадцати звезд из каталога KP2001 на 2.6-м телескопе Бюраканской астрофизической обсерватории.
2. Проведена двухмерная классификация этих звезд, подклассы которых меняются от M5 до M10, а классы светимостей от сверхгигантов (I) до гигантов (III).
3. Показано, что четыре из них, KP2001-6, 7, 70 и 230 являются переменными.
4. На диаграмме $J-H$, $H-K$ все звезды, в том числе и переменные, попадают в область LPV.

Ереванский государственный университет,
Армения, e-mail: gogpetr@rambler.ru

CLASSIFICATION OF STARS FROM KP2001 WITH SPECTRA, OBTAINED WITH SLIP SPECTROGRAPH. II

G.V.PETROSYAN

The results of the two-dimensional classification of thirteen stars of the KP2001 catalogue are presented. The CCD spectra of these stars were obtained at the 2.6m telescope of the Byurakan Observatory with spectral cameras SCORPIO and Byu FOSC2. Methods used for the classification are based on the depressional bands of TiO and CaH, as well as absorption lines FeI, D line NaI, ion BaII, H α line and others. Luminosity classes were determined by band CaH, depressional minimum depth of which observed on the $\lambda 6975 \text{ \AA}$. The results of the classification of stars are given in Table 1, subclasses of stars changes from M5 to M10, and the luminosity classes changes of super giants (I) to giants (III). Taking into account the fact that the KP2001 stars are close from the plane of our Galaxy, the interstellar absorption was taken into account, and in the diagram ($J-H$), ($H-K$) they fall in the areas of LPV. KP2001-6, 7, 70 and 230 stars are variables, that confirms light curve behavior of database NSVS. Of these, KP2001-6, 7 and 70 are semi-regular variable

(SR) and KP2001-230 is Mira variable. Moreover, the variability of this star on photographic plates with one year difference has been shown in 2003 (the difference of the photographic magnitudes was $1^m.2$).

Key words: *stars: spectral classification*

ЛИТЕРАТУРА

1. М.А.Казарян, Г.В.Петросян, *Астрофизика*, 44, 413, 2001.
2. М.А.Казарян, Г.В.Петросян, *Астрофизика*, 46, 35, 2003.
3. М.А.Казарян, Г.В.Петросян, *Астрофизика*, 46, 607, 2003.
4. С.Rossi, S.Gandenzi, G.V.Petrosyan *et al.*, *Астрофизика*, 52, 577, 2009.
5. J.Solf, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 34, 409, 1978.
6. J.D.Kirkpatrick, T.J.Henry, D.W.McCarthy, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 77, 417, 1991.
7. G.F.Gahm, *Astron. Astrophys.*, 4, 268, 1970.
8. J.J.Bochanski, A.A.West, S.L.Hawely, K.R.Covey, *Astrophys. J.*, 133, 531, 2007.
9. J.D.Kirkpatrick *et al.*, *Astrophys. J.*, 519, 802, 1999.
10. P.W.Merril, A.J.Deutsch, A.J.Kennan, *Astrophys. J.*, 136, 21, 1962.
11. H.A.Abi, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 8, 99, 1963.
12. M.S.Bessel, J.M.Brett, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 100, 1134, 1988.
13. J.M.Carpenter, *Astron. J.*, 121, 2851, 2001.
14. P.R.Wozniak, W.T.Vestrand, C.W.Akerlof, *Astron. J.*, 127, 2436, 2004.
15. P.R.Wozniak, S.J.Williams, W.T.Vestrand *et al.*, *Astron. J.*, 128, 2965, 2004.
16. P.Whiterlock, J.Menzies, M.Feast *et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 267, 711, 1994.
17. J.J.Nassau, C.R.Purton, *Astrophys. J.*, 139, 190, 1964.
18. J.J.Nassau, V.M.Blanco, W.W.Morgan, *Astrophys. J.*, 120, 478, 1954.
19. S.Sharpless, *Astrophys. J.*, 124, 342, 1956.

МОДЕЛЬ ДЕ-СИТТЕРА В ПРИСУТСТВИИ СКАЛЯРНЫХ ПОЛЕЙ. I

Л.А.АБРАМЯН, Р.М.АВАКЯН, Г.Г.АРУТЮНЯН, А.В.ОВСЕПЯН,
Э.В.ЧУБАРЯН

Поступила 29 апреля 2013

Принята к печати 12 июня 2013

Работа выполнена на основе модифицированной тензорно-скалярной теории тяготения Йордана. Учитывая актуальность исследований, связанных с наличием вакуумных явлений в космической эволюции, рассмотрены некоторые стандартные космологические модели со скалярным полем и физическим вакуумом (доминирующее скалярное поле с учетом вакуумной энергии, которая феноменологически может быть представлена космологической постоянной Λ) в различных конформных представлениях теории Йордана.

Ключевые слова: *космология: скалярное поле: вакуум: космологическая постоянная*

1. *Введение.* Современные космологические наблюдения крупномасштабных структур (красное смещение сверхновых типа Ia) подтверждают, что Вселенная в настоящее время расширяется с ускорением и ее доминирующим компонентом является темная энергия. Это стимулирует развитие теории тяготения и приводит к возникновению многочисленных альтернативных вариантов, в том числе тензорно-скалярных. Уже в 1998-1999гг. стало понятно, что динамикой наблюдаемой Вселенной управляет не только тяготение, но и космическое отталкивание. Антитяготение способствует расширению Вселенной с ускорением, которое в прямых астрономических наблюдениях было обнаружено на больших расстояниях почти у края видимой Вселенной [1,2]. Яркость далеких сверхновых звезд определенного типа (Ia) настолько велика, что их можно зарегистрировать на космологических расстояниях в сотни и тысячи мегапарсек и выяснить, как движутся галактики, в которых обнаружены эти звезды. Наблюдения велись на мощном космическом телескопе "Хаббл" и крупнейших наземных рефлекторах. Тогда же удалось заметить и измерить зависимость видимой яркости источника от его красного смещения (относительное увеличение длины волны в наблюдаемом спектре источника). Характерной величиной в этом эффекте является ускорение, с которым движется источник света, и он существенно заметен только на больших расстояниях, где красное смещение не меньше единицы. Таким образом было обнаружено, что

скорости разбегающихся галактик возрастают со временем. Очевидно, что объяснение этого явления можно связать только с существованием космического отталкивания, физический источник которого уже принято называть темной энергией. Она предположительно невидима и неуловима: не излучает, не поглощает и не рассеивает свет. Феноменологически темная энергия - это своего рода сплошная среда с положительной плотностью и отрицательным давлением. Гипотеза об универсальном космическом отталкивании впервые была выдвинута Эйнштейном (1917г.), причем антигравитация представлена в уравнениях ОТО всего одной величиной - космологической постоянной Λ , которая всюду и всегда одинакова. В модели расширяющейся Вселенной Фридмана численное значение константы Λ не вытекает из теории, оно подлежит измерению в специальных космологических наблюдениях. В настоящее время это простейший способ интерпретации темной энергии, хотя и во многом правдоподобный. В стандартной модели плотность темной материи определяется Λ -ой, она постоянна во времени и однородна в пространстве, кроме того, Λ одинакова во всех системах отсчета. По данным [1,2] на долю темной энергии приходится 70% полной плотности Вселенной, 25% - темной материи, около 5% - "обычного вещества" (протоны, нейтроны, электроны, входящие в состав планет, звезды-барионы), 0.01% - реликтовое излучение. В результате перед космологическими исследованиями был поставлен ряд проблем. Кроме сингулярной природы эволюции Вселенной, встали вопросы об инфляционном изменении на начальной фазе развития и о стадии ускоренного расширения позднего этапа [3-5]. Представленная работа посвящена ряду работ, выполненных в рамках модифицированной тензорно-скалярной теории Йордана, так называемого "эйнштейновского представления" [6], когда скалярное поле является минимально связанным с тензорным полем, а также "собственного представления" этой теории с самосогласованным скалярным полем [7]. Учитывая актуальность исследований, связанных с наличием вакуумных явлений в космической эволюции, рассмотрены, во-первых, модель, в которой Λ является ответственной за эффекты, связанные с вакуумной энергией [8-10], во-вторых, рассмотрен конформный вариант теории Йордана в присутствии конформно-связанного скалярного поля.

2. Доминирующее скалярное поле с учетом вакуумной энергии в роли темной энергии. Исходя из вышеприведенного предполагаемого состава Вселенной, первоначально имеет смысл отбросить возможный вклад от всех видов энергии, кроме темной, представляемой космологической постоянной Λ , и энергии минимально- связанного скалярного поля.

Полевые уравнения в рамках "эйнштейновского" представления теории Йордана [11] с использованием метрики ФРУ (Фридман-Робертсон-Уолкер)

[12] для плоской Вселенной имеют вид

$$dS^2 = dt^2 - a^2(t) \left[dr^2 + r^2 (d\theta^2 + \sin\theta d\varphi^2) \right], \quad (1)$$

$$\frac{d}{dt} (\Phi a^3) = 0, \quad (2)$$

$$\frac{3\dot{a}^2}{a^2} = 8\pi G \frac{\Phi^2}{2} + \Lambda, \quad (3)$$

$$\frac{3\ddot{a}}{a} + \frac{\dot{a}^2}{a^2} = -8\pi G \frac{\dot{\Phi}^2}{2} + \Lambda, \quad (4)$$

где плотность энергии $\epsilon = \frac{\Lambda}{8\pi G} + \frac{\Phi^2}{2}$, давление $P = -\frac{\Lambda}{8\pi G} + \frac{\Phi^2}{2}$, а точка обозначает производную по времени ($\dot{f} = df/dt$).

Вводя "постоянную Хаббла" (хаббловская скорость расширения)

$$H = \frac{\dot{a}}{a}, \quad (5)$$

безразмерный параметр "замедления"

$$q = \frac{\ddot{a}}{a} \frac{1}{H^2} = \frac{\ddot{a}a}{\dot{a}^2} \quad (6)$$

и, по аналогии с известной эйнштейновской критической плотностью $\epsilon_{k0} = 3H_0^2/8\pi G$ (H_0 - современное значение параметра Хаббла)

$$\epsilon_k = \frac{3H^2}{8\pi G}, \quad (7)$$

перепишем уравнения (2)-(4), выраженные через наблюдательные параметры и поэтому приобретшие прозрачный физический смысл. Уравнение (3) записывается в виде

$$1 = \frac{\epsilon_{ck}}{\epsilon_k} + \frac{\epsilon_\Lambda}{\epsilon_k} = \Omega_{ck} + \Omega_\Lambda, \quad (8)$$

где $\epsilon_{ck} = \frac{\Phi^2}{2}$, $\epsilon_\Lambda = \frac{\Lambda}{8\pi G}$, $\Omega_{ck} = \frac{\epsilon_{ck}}{\epsilon_k}$, $\Omega_\Lambda = \frac{\epsilon_\Lambda}{\epsilon_k}$.

Таким образом, вклады энергии скалярного поля и поля, порожденного Λ -членом до тех пор, пока Вселенную можно считать плоской (кривизна гиперповерхности $k=0$), в сумме дают единицу. Аналогично (4) приводится к виду

$$2q+1 = -3\Omega_{ck} + 3\Omega_\Lambda, \quad (9)$$

или

$$\frac{2}{3} \frac{\dot{H}}{H^2} + 1 = -\Omega_{ck} + \Omega_\Lambda. \quad (10)$$

Из последних двух соотношений очевидно, что при взаимной компенсации

вкладов скалярного и вакуумного полей (или при их отсутствии) параметр "замедления" принимает известное эйнштейновское значение $q_0 = -1/2$.

Из (8) и (10), исключив Ω_Λ

$$\frac{\dot{H}}{3H^2} = -\Omega_{ck} = -\frac{\dot{\Phi}^2}{2} \frac{8\pi G}{3H^2} \quad (11)$$

и с учетом (3)

$$8\pi G \frac{\dot{\Phi}^2}{2} = 3H^2 - \Lambda \quad (12)$$

получим

$$\dot{H} = \Lambda - 3H^2, \quad (13)$$

$$\frac{H}{H_0} = \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} \operatorname{cth} \left(3H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} t + \delta \right), \quad e^{2\delta} = \frac{1 + \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda}}{1 - \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda}} \quad (14)$$

с предельным значением

$$(H/H_0)_\infty = \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} \quad \text{или} \quad H_\infty = \sqrt{\frac{\Lambda}{3}}. \quad (15)$$

Следуя определению (5) для масштабного коэффициента $a(t)$, получаем

$$\left(\frac{a}{a_0} \right)^3 = \operatorname{sh} \left(3H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} t + \delta \right) / \operatorname{sh} \delta. \quad (16)$$

Что касается относительных вкладов Ω_Λ и Ω_{ck} , то их нетрудно выразить через соответствующие величины, относящиеся к современному состоянию Вселенной и обозначенные значком нуля

$$\begin{aligned} \Omega_\Lambda &= \dot{\Omega}_\Lambda \left(\frac{H_0}{H} \right)^2, & \Omega_{\Lambda\infty} &\rightarrow 1 \\ \Omega_{ck} &= 1 - \Omega_\Lambda, & \Omega_{ck\infty} &\rightarrow 0. \end{aligned} \quad (17)$$

Выражение параметра замедления при этом имеет вид

$$q = 1 - 3\Omega_{ck} = -2 + 3\dot{\Omega}_\Lambda \left(\frac{H_0}{H} \right)^2, \quad q_\infty \rightarrow 1, \quad (18)$$

а момент времени, соответствующий нулевому ускорению расширяющейся Вселенной

$$t_{0,q=0} = \frac{\operatorname{Arcth} \sqrt{3/2} - \delta}{3H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda}}. \quad (19)$$

Отметим, что на приведенных в статье рисунках изображена зависимость от времени, которое измеряется в единицах $\left(3H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} \right)^{-1} \approx 5 \cdot 10^9$ лет, где

принятое в настоящее время $H_0^{-1} = 13 \cdot 10^9$ лет, $\Omega_\Lambda = 0.75$. На рис.1-4 представлены временные зависимости полученных параметров эволюцион-

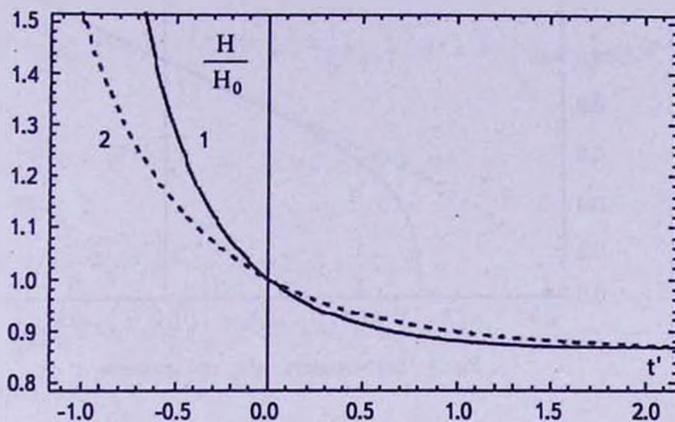


Рис.1. Зависимость H/H_0 от времени t' (единица измерения $5 \cdot 10^9$ лет).

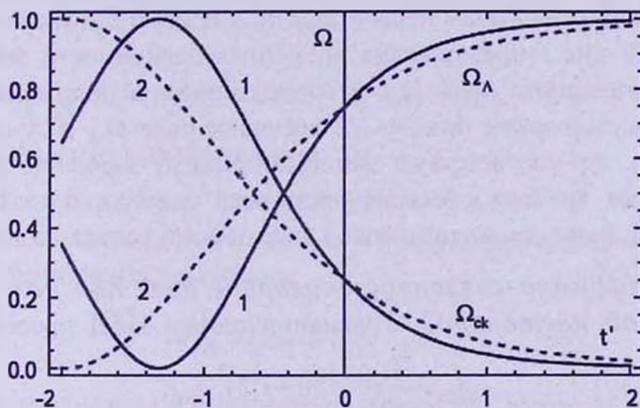


Рис.2. Зависимость Ω_Λ и $\Omega_{\text{м}}$ от времени t' .

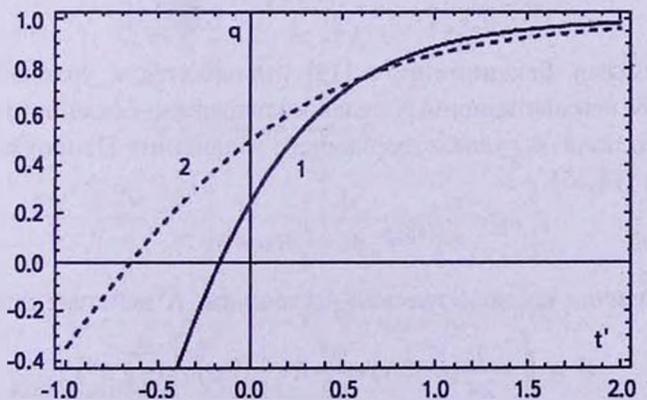
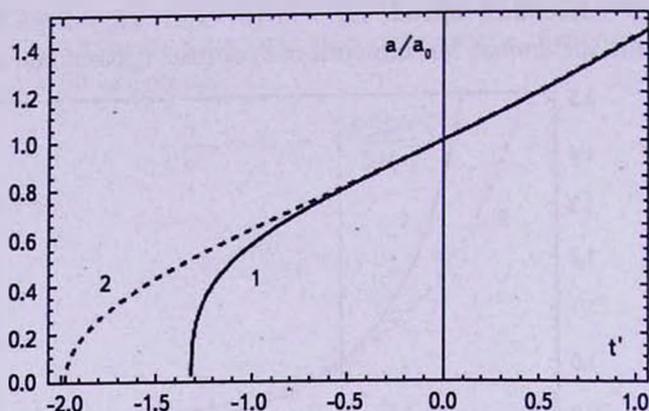


Рис.3. Зависимость параметра q от времени t' .

Рис.4. Зависимость a/a_0 от времени t' .

ного развития Вселенной для обоих вариантов тензорно-скалярной теории, рассмотренных в настоящей статье. Кривые 1 изображают величины, соответствующие результатам первой задачи, а кривые 2 - относятся ко второй задаче. На рис.2 представлена временная зависимость энергетических вкладов скалярного поля Ω_{ck} и космологической постоянной Ω_Λ . Как видно, в первой задаче при $t = -1/2$ скалярное поле Ω_{ck} и Λ компенсируют друг друга, что соответствует эйнштейновскому значению $q = -1/2$. При устремлении времени к бесконечности роль скалярного поля уменьшается до нуля, а вклад космологической постоянной растет до единицы.

3. *Конформно-связанное скалярное поле при наличии космологической постоянной.* Уравнения теории ЙБД преобразованиями

$$\tilde{g}_{\mu\nu} = \frac{1}{4} z^{(n+1)/n} (1+z^{-n})^2 g_{\mu\nu}, \quad (20)$$

$$\psi = \frac{6z^n - 1}{kz^n + 1}, \quad n = \sqrt{\frac{3+2\xi}{3}}, \quad z = \left(\frac{y}{y_0} \right)^n, \quad (21)$$

используемыми Бекенштейном [13], приводятся к уравнениям ОТО с источником негравитационных полей и конформно-связанного безмассового скалярного поля ψ , удовлетворяющего уравнению Пенроуза -Черникова -Тагирова [14,15]

$$g^{\alpha\beta} \nabla_\alpha \psi_\beta - \frac{1}{6} R \psi = 0.$$

При наличии космологической постоянной Λ действие принимает вид

$$W = \int \left[-\frac{1}{2k} (R + 2\Lambda) + \frac{\psi^2}{12} R + \frac{1}{2} (\nabla\psi)^2 \right] \sqrt{-g} d^4x, \quad (22)$$

а соответствующие уравнения

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} R - \lambda g_{\mu\nu} = k T_{\mu\nu}, \quad (23)$$

$$T_{\mu\nu} = \nabla_{\mu} \psi \nabla_{\nu} \psi - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} (\nabla \psi)^2 - \frac{1}{6} \nabla_{\mu} \nabla_{\nu} \psi^2 + \frac{1}{6} g_{\mu\nu} \nabla^2 \psi^2 + \frac{\psi^2}{6} \left(R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} R \right), \quad (24)$$

где

$$\nabla^2 \psi = g^{\mu\nu} \nabla_{\mu} \nabla_{\nu} \psi, \quad (\nabla \psi)^2 = g^{\mu\nu} \nabla_{\mu} \psi \nabla_{\nu} \psi.$$

Имея в виду, что

$$\begin{aligned} \frac{1}{6} \nabla_{\mu} \nabla_{\nu} \psi^2 &= \frac{1}{3} \nabla_{\mu} \psi \nabla_{\nu} \psi + \frac{1}{3} \nabla_{\mu} \nabla_{\nu} \psi, \\ \frac{1}{6} g_{\mu\nu} \nabla^2 \psi^2 &= \frac{1}{3} g_{\mu\nu} g^{\alpha\beta} \nabla_{\beta} \psi \nabla_{\alpha} \psi + \frac{1}{3} g_{\mu\nu} \nabla^2 \psi, \end{aligned} \quad (25)$$

окончательно получим

$$\left(1 - \frac{k \psi^2}{6} \right) \left(R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} R \right) - \Lambda g_{\mu\nu} = k \tau_{\mu\nu} \quad (26)$$

с

$$\tau_{\mu\nu} = \frac{2}{3} \nabla_{\mu} \psi \nabla_{\nu} \psi - \frac{1}{6} g_{\mu\nu} (\nabla \psi)^2 - \frac{\psi}{3} \nabla_{\mu} \nabla_{\nu} \psi + \frac{\psi}{3} g_{\mu\nu} \nabla^2 \psi.$$

Свертка последнего выражения дает

$$R = -4\Lambda. \quad (27)$$

В результате конформно-связанное поле ψ в присутствии космологической постоянной удовлетворяет уравнению

$$\nabla^2 \psi + \frac{2}{3} \Lambda \psi = 0. \quad (28)$$

Таким образом, аналог космологической задачи де-Ситтера ($\varepsilon = 0, P = 0$) определяется основными уравнениями

$$-6 \left(\frac{\ddot{a}}{a} + \frac{\dot{a}^2}{a^2} \right) = -4\Lambda, \quad (29)$$

$$\ddot{\psi} + 3H\dot{\psi} + \frac{2}{3} \Lambda \psi = 0, \quad (30)$$

$$\left(1 - \frac{k \psi^2}{6} \right) \left[\frac{2\ddot{a}}{a} + \frac{\dot{a}^2}{a^2} \right] - \Lambda = -\frac{k}{3} \left[\frac{\dot{\psi}^2}{2} - 2\psi\dot{\psi} \frac{\dot{a}}{a} - \psi\ddot{\psi} \right], \quad (31)$$

$$\left(1 - \frac{k \psi^2}{6} \right) \frac{3\dot{a}^2}{a^2} - \Lambda = k \left(\frac{\dot{\psi}}{2} + \psi\dot{\psi} \frac{\dot{a}}{a} \right), \quad (32)$$

где $H = \dot{a}/a$ - коэффициент Хаббла.

Из (29) можно получить, параметр "замедления"

$$q = \frac{\ddot{a}a}{\dot{a}^2} = \frac{2}{3} \frac{\Lambda}{H^2} - 1 = 2\Omega_\Lambda - 1, \quad (33)$$

где $\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda}{8\pi G} \frac{8\pi G}{3H^2}$ ($\rho_{cr} = \frac{3H^2}{8\pi G}$ - критическая плотность плоской Вселенной).

Поскольку Ω_Λ по современным представлениям ≈ 0.75 , поставленная задача, по существу, описывает расширяющуюся с ускорением плоскую Вселенную с учетом доминирующего конформно-связанного поля в присутствии космологической постоянной Λ .

Уравнения (31) и (32), записанные в вышеприведенных обозначениях, принимают вид

$$\left(1 - \frac{k\psi^2}{6}\right) (2q+1) - 3\Omega_\Lambda = -\frac{k}{3H^2} \left(\frac{\dot{\psi}^2}{2} - 2\psi\dot{\psi}H - \psi\ddot{\psi}\right), \quad (34)$$

$$\left(1 - \frac{k\psi^2}{6}\right) - \Omega_\Lambda = \frac{k}{3H^2} \left(\frac{\dot{\psi}^2}{2} + \psi\dot{\psi}H\right), \quad (35)$$

из которых следует, что сумма (34) и (35) совпадает с (33), а это означает, что они не являются независимыми. Второе уравнение из этой пары может быть переписано так, как принято во всех аналогичных космологических задачах, описывающих плоскую Вселенную

$$1 - \Omega_\Lambda - \frac{k\psi^2}{6H^2} \left(H^2 + 2\frac{\dot{\psi}}{\psi}H + \frac{\dot{\psi}^2}{\psi^2}\right) = 0, \quad (36)$$

откуда естественно предположить, что энергетический вклад скалярного поля представлен третьим членом (36).

Уравнение (30) можно переписать следующим образом

$$\frac{d}{dt}(\dot{\psi}a^3) = -\frac{2}{3}\Lambda\psi a^3 \quad (37)$$

и посчитав вторую производную ψa^3 с использованием (29) и (30), можно получить линейное дифференциальное уравнение второго порядка

$$\frac{d^2(\psi a^3)}{dt^2} - 3H \frac{d(\psi a^3)}{dt} + 2\psi a^3 \left(\frac{2}{3}\Lambda - 3H^2\right) = 0. \quad (38)$$

Другая возможность решения (30) сводится к подстановке $\Phi = \frac{\dot{\psi}}{\psi} + \frac{\dot{a}}{a}$, которая дает уравнение первого порядка

$$\dot{\Phi} + \Phi^2 + \Phi H = 0. \quad (39)$$

Для функции $y = 1/\Phi$ имеем

$$\dot{y} - Hy - 1 = 0, \quad (40)$$

решение которого

$$y = c(t)a = a \int_0^t \frac{dt}{a} = \frac{1}{\frac{\dot{\Psi}}{\Psi} + H}. \quad (41)$$

Из (29) имеем

$$\frac{dH}{dt} + 2H^2 = \frac{2}{3}\Lambda, \quad (42)$$

откуда, вводя обозначение

$$e^{2\delta} = \frac{1 + \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda}}{1 - \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda}}, \quad (43)$$

получаем временную зависимость параметра Хаббла

$$\frac{H}{H_0} = \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} \operatorname{cth} \left(2H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} t + \delta \right). \quad (44)$$

С учетом обозначения $H = \dot{a}/a$, интегрирование (44) дает выражение масштабного фактора $a(t)$

$$\left(\frac{a}{a_0} \right)^2 = \frac{\operatorname{sh} \left(2H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} t + \delta \right)}{\operatorname{sh} \delta}. \quad (45)$$

Для сравнения полученных временных зависимостей с аналогичными в первой задаче в качестве абсцисс снова выбрано $t' = 3H_0 \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} t$, так что, например, (44) принимает вид

$$H/H_0 = \sqrt{\dot{\Omega}_\Lambda} \operatorname{cth} \left(\frac{2}{3}t' + \delta \right). \quad (46)$$

На рис.1-4 кривые 2 относятся к результатам второй задачи.

5. *Заключение.* По современным представлениям [1,2] доля "обычного вещества" составляет около 5% полной плотности Вселенной - поэтому результаты, полученные в первом пункте этой работы дают довольно объективную эволюционную картину, что подтверждается при сравнении с [16], в которой учтен вклад "обычного вещества", а результаты сравнимы с экспериментальными данными. Как видно из рис.1-4, качественного различия результатов представленных задач практически нет, расширение ускоренное в обоих случаях, роль скалярного поля стремится к нулю и доминирующим становится вклад вакуума. Во второй части этой работы космическое развитие будет рассмотрено на основе модифицированной теории тяготения Йордана-Дикке-Бранса, которая позволяет получать результаты для разных коэффициентов безразмерного параметра ζ , определяющего степень взаимодействия тензорного и скалярного полей.

DE-SITTER'S MODEL IN THE PRESENCE OF SCALAR FIELDS. I

L.A.ABRAMYAN, R.M.AVAGYAN, G.H.HARUTYUNYAN,
A.V.HOVSEPYAN, E.V.CHUBARYAN

The work is based on Jordan's modified tensor-scalar theory of gravity. Due to the relevance of the researches related to the presence of vacuum phenomena in cosmic evolution, some of the standart cosmological models with a scalar field and physical vacuum are considered (dominant scalar field with vacuum energy that can phenomenologically be presented as a cosmological constant) in varius conformal presentations of Jordan's theory.

Key words: *cosmology: scalar field: vacuum: cosmological constant*

ЛИТЕРАТУРА

1. A.G.Riess, Astron. J., 116, 1009, 1998.
2. S.Permutter, Astrophys. J. Mod. Phys., 517, 565, 1999.
3. N.Brown, Nuovo Cim., 120, 667, 2005.
4. E.T.Copeland, M.Sami, S.Tsujikawa, Int. J. Mod. Phys., D15, 1753, 2006.
5. V.Sahni, A.A.Starobinsky, Int. J. Mod. Phys., D9, 273, 2000.
6. Р.М.Авакян, Г.Г.Арутюнян, В.В.Папоян, Астрофизика, 48, 455, 2005.
7. Р.М.Авакян, Г.Г.Арутюнян, Астрофизика, 48, 633, 2005.
8. S.Carneiro, Int. J. Mod. Phys., D15, 2241, 2006.
9. R.Schutzhold, Phys. Rev. Lett., D89, 302, 2002.
10. A.A.Starobinsky, Phys. Rev. Lett., D91, 99, 1980.
11. Г.Г.Арутюнян, В.В.Папоян, Астрофизика, 44, 483, 2001.
12. S.Weinberg, Gravitation and Cosmology, John Wiley and Sons, New York, 1972.
13. J.D.Bekenshtein, Ann. Phys. (N.Y.), 82, 535, 1974.
14. R.Penrose, Relativity, groups and topology, N.Y., 1964.
15. N.Chernikow, E.Tagirow, Ann. Inst. Henri Poincare, 9, 109, 1968.
16. Р.М.Авакян, Г.Г.Арутюнян, А.В.Овсепян, Астрофизика, 54, 631, 2011.

ОБ ОБЛУЧЕНИИ ПЫЛИ В МОЛЕКУЛЯРНЫХ ОБЛАКАХ. IV. ДОЗЫ

А.Г.ЕГИКЯН, Л.БАРСАМЯН

Поступила 14 декабря 2012

Принята к печати 12 июня 2013

Рассчитаны потоки космических лучей внутри типичных молекулярных облаков, обусловленные аномальной компонентой космических лучей, возникающей при столкновениях звезд с облаками. Заряженные частицы, образующиеся в облаке в окрестности звезды, ускоряются на ударном фронте астросферы известными статистическими механизмами до энергий порядка нескольких 100 МэВ. Показано, что протоны и α -частицы с энергиями в диапазоне $1 \text{ кэВ} \leq E \leq 10 \text{ ГэВ}$ проникают достаточно глубоко, чтобы за время прохождения звезды через облако порядка 1-5 сотен тысяч лет обусловить такие дозы облучения ледяных мантий пылинок, кумулятивный эффект которых из-за многократных прохождений превысил бы пороговое значение порядка 0.1-1 эВ/а.е.м. Обсуждается возможность использования этих результатов для астрофизической интерпретации лабораторных экспериментов по облучению смесей льдов типа $\text{H}_2\text{O}:\text{CH}_3\text{OH}:\text{NH}_3:\text{CO}$. Формирующиеся в результате радиационно-химической трансформации сложные органические вещества, возможно, играют важную роль в предбиологической эволюции пылевой компоненты молекулярных облаков.

Ключевые слова: *молекулярные облака; космические лучи; льды; дозы облучения*

1. *Введение.* В предыдущих статьях этой серии исследовались возможности облучения пыли межзвездных молекулярных облаков ультрафиолетовыми фотонами (УФ) с энергиями порядка 6-13.6 эВ и протонами и альфа-частицами космических лучей (КЛ) в диапазоне 1 МэВ - 10 ГэВ, играющими важную роль в образовании сложных химических соединений [1-3]. В работе [1] рассматривалось УФ излучение как от близкой к облаку звезды (на примере звезды класса А), так и от межзвездного фона, а в [2] - энергетические частицы галактических КЛ (ГКЛ). В недавней работе [3] в качестве источника облучения рассматривалось УФ поле излучения звезд А, F и G классов Главной последовательности (ГП), достаточно часто сталкивающихся с межзвездными облаками галактического диска. Проведенный в [3] анализ показал, в частности, что через каждое молекулярное облако размером порядка 10 пк каждые 220000 лет проходит, по крайней мере, одна звезда-карлик классов А, F и G, с относительной скоростью порядка 10 км/с. Так как время жизни молекулярных облаков порядка 10-50 млн лет, ясно, что каждое облако успевает за время жизни

испытать как минимум от 10 до 100 столкновений со звездами. Во всех рассмотренных выше моделях рассчитывались потоки излучений внутри облаков и дозы облучения льдов и их смесей, характерных для оболочек пылинок. Как оказалось, во всех случаях накопленная за время жизни облака (в случае столкновения звезды с облаком - за время одного прохождения) доза облучения превышала пороговые значения, известные из лабораторных данных: 1-2 эВ/а.е.м. и 0.3 эВ/а.е.м. для УФ фотонов и КЛ, соответственно.

Настоящая работа, являющаяся продолжением статей [1-3], посвящена расчетам доз облучения льдов внутри молекулярных облаков аномальной компонентой КЛ (АКЛ), образующейся при прохождении звезд через облака.

2. *Потоки АКЛ, образующихся при прохождении звезд через облака.* Как известно, молекулярные облака относятся к холодной фазе межзвездной среды и представляют собой газопылевые туманности и их комплексы, в диапазоне концентраций, размеров и температур порядка $n \sim 10^2 - 10^4 \text{ см}^{-3}$, $L \sim 1 - 30 \text{ пк}$ и $T \sim 10 - 100 \text{ К}$, соответственно, с преобладанием H_2 в более плотных образованиях. В гигантских молекулярных облаках возможно наличие центрального сгущения ядра с $n \geq 10^7 \text{ см}^{-3}$ и $L \sim 0.1 \text{ пк}$, и просто сгущений, с $n \geq 10^5 \text{ см}^{-3}$ и $L \leq 0.0001 - 0.1 \text{ пк}$. В связанных с очагами звездообразования облаках имеются также молодые звезды разных светимостей. Содержание пыли не превосходит 1% от массы облака, с концентрацией $n_d \sim 10^{-12} n$. Сами пылинки обладают силикатными или графитовыми ядрами с размерами $d \sim 0.01 - 0.1 \text{ мкм}$ и ледяными мантиями с размерами до нескольких 0.1 мкм, содержащих в основном H_2O , CH_3OH , NH_3 , CO , CH_4 и некоторые другие соединения [1,2,4].

Согласно наблюдательным и модельным данным, интенсивность ГКЛ в диапазоне энергий $1 \text{ МэВ} \leq E \leq 10 \text{ ГэВ}$ задается степенной зависимостью от энергии частиц,

$$I(E) = \frac{CE^{0.3}}{(E+E_0)^3} \frac{\text{част.}}{\text{см}^2 \text{ сстер}(\text{МэВ/нукл.})}, \quad (1)$$

где $C = 9.42 \cdot 10^4$ - нормировочный коэффициент, а параметр $E_0 \leq 940 \text{ МэВ}$ выбирается для лучшего соответствия с наблюдениями ([2] и ссылки там). Обычно используются дифференциальные и интегральные потоки, задаваемые формулами

$$F(E) = \pi \cdot I(E) \quad (2)$$

(в единицах $\text{част. см}^{-2} \text{ с}^{-1} (\text{МэВ/нукл.})^{-1}$) и $F = \int F(E) dE$ (в единицах $\text{част. см}^{-2} \text{ с}^{-1}$). Потенциальную возможность облучения характеризует величина облученности $\Phi = \int F(E) E dE$ (в единицах $\text{эВ см}^{-2} \text{ с}^{-1}$). Принимая распределение (1) в качестве характерного в окрестностях межзвездных облаков, следует иметь в виду, что доля протонов в составе КЛ порядка 90%,

α -частиц ~10%, а более тяжелыми ядрами и высокоэнергичными электронами, содержание которых не превосходит 0.1% и 1%, соответственно, при расчете доз облучения, можно пренебречь ([2] и ссылки там). Вклад α -частиц учтем приближенно, непосредственно при оценке доз облучения льдов.

Перейдем теперь к рассмотрению вопросов, связанных с так называемой аномальной компонентой КЛ (АКЛ). Как известно, она наблюдается в Солнечной системе в виде избыточного (по сравнению с ГКЛ) потока энергетических частиц с энергиями $E \leq 100$ МэВ, и объясняется наличием ионов, образовавшихся в результате ионизации нейтральной компоненты межзвездной среды УФ излучением Солнца и солнечным ветром в окрестностях гелиосферы и ускоренными на фронте ударной волны посредством известных статистических механизмов Ферми [5,6]. Поскольку все, подобное Солнцу, звезды-карлики поздних классов теряют массу посредством звездных ветров с темпами порядка $10^{-14} - 10^{-12} M_{\odot}/\text{год}$, взаимодействующих с окружающей межзвездной средой с установлением астросфер (по аналогии с гелиосферой), то аномальная компонента КЛ должна образоваться и во всех случаях столкновений таких звезд с межзвездными облаками. Астросферы в подобных случаях определяются как поверхности, где уравниваются динамические давления двух сверхзвуковых потоков: звездного ветра от данной звезды, и сверхзвукового же течения набегающего газа облака.

Энергетические потоки АКЛ, образующиеся при прохождении Солнца через нейтральные межзвездные облака с концентрациями 0.1, 1, 50 и 100 см^{-3} , рассчитаны в [5] по хорошо известной 5-жидкостной ("боннской") 2-мерной модели гелиосферы с двумя ударными волнами, в которой учитываются 5 сортов частиц: протоны солнечного ветра со скоростью $V_{\odot} = 400$ км/с, атомы водорода межзвездного облака, набегающие на гелиосферу со скоростью порядка $V = 20$ км/с и ионизуемые в процессах реакций перезарядки и превращающиеся в так называемые "нагруженные" ионы, ускоряемые стохастическими процессами в частицы АКЛ, и наконец, ГКЛ. Эффективность фотоионизации в случае Солнца на порядок меньше по сравнению с ионизацией перезарядки, поэтому не учитывается. В настоящем разделе будут приведены результаты расчетов энергетических потоков АКЛ, образующихся при прохождении звезд, подобных Солнцу, через межзвездные молекулярные облака с концентрациями порядка $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$. Расчеты производились согласно "боннской" модели, по компьютерной программе, предоставленной авторами [5,6]. Ранее, в работе [7] было показано, что при указанных значениях параметров V_{\odot} , V и n , радиус гелиосферы по ходу движения Солнца равен примерно 1.0 а.е., и что характерные размеры областей фотоионизации (фотодиссоциации) равны

0.61 а.е. и 2.4 а.е., соответственно, так что в области гелиопаузы (области между двумя ударными волнами) молекулы практически отсутствуют и 5-жидкостная модель вполне адекватна.

Рассчитанный таким образом энергетический поток АКЛ на границе гелиосферы (в данном случае при радиусе, равном 1 а.е.) показан на рис.1. Собственно АКЛ доминируют в диапазоне 1 кэВ - 100 МэВ, в то время как при больших энергиях спектр определяется ГКЛ. Согласно результатам подробных расчетов [6], образовавшиеся АКЛ рассеиваются в объеме облака в результате диффузии, с соответственным уменьшением значений потока $\sim 1/r^2$.

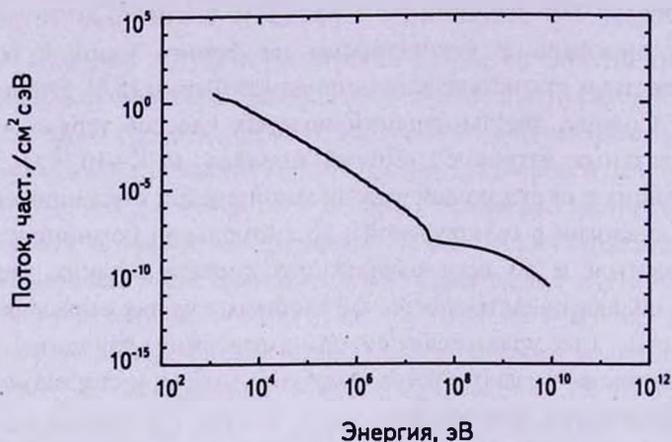


Рис.1. Дифференциальный поток АКЛ, $F(E)$, на установившейся границе гелиосферы (астросферы) при прохождении, подобной Солнцу, звезды через молекулярное облако с концентрацией $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$.

3. Потери энергии ионов при взаимодействии со средой.

При прохождении сквозь вещество заряженные частицы теряют энергию, в диапазоне 1 кэВ - 10 ГэВ, в основном, из-за потерь на ионизацию и возбуждение атомов и молекул среды. Теория взаимодействия хорошо известна, приведем только определения необходимых величин (подробности см. в [2,8,9]). На частицы действует сила S , (обычно измеряемая в кэВ/мкм), обуславливающая удельные потери энергии на единицу пути:

$$S(E) = -\frac{dE}{dx} = n \cdot f(E), \quad (3)$$

где E - это энергия частицы, движущейся в направлении x в среде с концентрацией n . Функция $f(E)$ вычисляется по программе SRIM ([8] см. также www.srim.org). Различают ядерную S_N и электронную S_e тормозную способность: в первом случае частица теряет энергию в результате столкновения с ядрами атомов мишени, значительно отклоняясь от первоначального направления, во втором случае происходит взаимодействие с электронами

атомов с последующей ионизацией, причем изменение направления полета пренебрежимо мало. В диапазоне энергий (≥ 1 МэВ) доминирует электронная тормозная способность (см. рис.2 в [2]). Отметим также, что при энергиях частиц более нескольких 100 МэВ и, особенно, начиная с $E > 1$ ГэВ, вклад ядерных реакций и необходимых релятивистских радиационных поправок (тормозное и черенковское излучения) в потери энергии становится сравнимым с ионизационными, однако в интересующей нас задаче расчета доз облучения такими поправками можно пренебречь, поскольку в этом диапазоне энергий потоки КЛ на несколько порядков меньше (рис.1), и соответственно во столько же раз меньше и вклад в облучение.

Дозу облучения за единицу времени и на атомную единицу массы (а.е.м.), D_r (в единицах ЭВ/с/а.е.м.) данного вещества можно рассчитать согласно (4), где предполагается, для простоты, что направление потока $F(E)$ КЛ перпендикулярно мишени с тормозной способностью $S(E) = S_e(E) + S_p(E)$:

$$n_t \cdot D_r = \frac{1}{M} \int_{E_1}^{E_2} S(E) F(E) dE, \quad (4)$$

где n_t - это концентрация атомов мишени (см^{-3}), $F(E)$ - поток АКЛ на заданном расстоянии от астросферы, M - молекулярный вес, $E_1 = 1$ кэВ и $E_2 = 10$ ГэВ (энергетический диапазон расчетов SRIM [8]). Доза облучения за промежуток времени t , при условии стационарности потока КЛ, очевидно равна (в единицах ЭВ/а.е.м.):

$$D = D_r \cdot t. \quad (5)$$

Взаимодействие КЛ с веществом характеризуется также максимальным пробегом P (толщина слоя, в котором задерживаются все частицы пучка),

$$P(E_0) = \int_{E_0}^0 \frac{dE}{[-S(E)]} = \int_{E_0}^0 \frac{dE}{n \cdot f(E)}, \quad (6)$$

и средним пробегом $R < P$ (толщина слоя, который проходят частицы в среднем), причем произведение величины максимального (среднего) пробега на плотность среды постоянно, $P \cdot n = \text{const}$ и $R \cdot n = \text{const}$ [2,8,9]. Максимальный пробег очевидно больше среднего, так как с уменьшением энергии частиц возрастает вклад ядерной тормозной способности со значительными отклонениями от первоначального направления пучка. Обычно это происходит при энергиях порядка нескольких кэВ. С точки зрения глубины проникновения КЛ в межзвездное облако с концентрацией, скажем, $n \sim 10^3 \text{ см}^{-3}$, интересно отметить, что, например, протоны с энергиями $E \leq 1$ МэВ характеризуются длиной свободного пробега между двумя актами взаимодействий,

$$\lambda \sim [\sigma(1 \text{ МэВ}) \cdot n]^{-1} \sim 3 \cdot 10^{13} \text{ см}, \quad (7)$$

где сечение ионизации молекулярного водорода $\sigma(1 \text{ МэВ}) \sim 3 \cdot 10^{-17} \text{ см}^2$ [10]. При энергиях $1 \text{ кэВ} \leq E \leq 1 \text{ МэВ}$ значения σ меняются между $1.0 \cdot 10^{-16}$ и

$3 \cdot 10^{-17} \text{ см}^2$, следовательно, полагая, что в одном элементарном акте взаимодействия максимальное значение потери энергии $Q \sim 2 \cdot 10^{-13} E$ (что непосредственно следует из сохранения энергии и импульса при ионизации), тогда для торможения частицы от 1 МэВ до 1 кэВ необходимо порядка $m \approx 3400$ таких столкновений, суммарно соответствующих максимальному пробегу $P \sim \lambda \cdot m \sim 10^{17} \text{ см}$. Условие $R \cdot n = \text{const}$ позволяет показать, что в этих условиях средний пробег также порядка максимального $R \sim 10^{17} \text{ см}$ (см. рис.2, где приведены значения пробегов протонов, рассчитанные по программе SRIM в газообразном молекулярном водороде с концентрацией $n = 5.37 \cdot 10^{19} \text{ см}^{-3}$, пересчитанные на значение $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$). Отметим, что сравнение сечений ионизации молекулярного водорода протонами в диапазоне энергий 1 кэВ - 1 ГэВ, рассчитанных теоретически, с учетом всевозможных поправок [8,9] и с помощью аппроксимационных формул

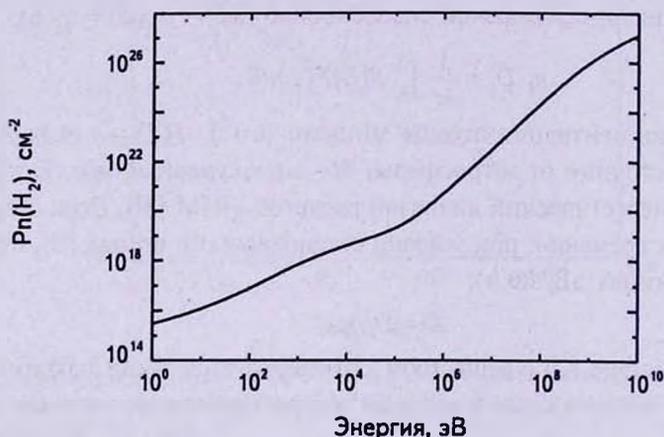


Рис.2. Пробеги протонов P в водородном газе с лабораторной плотностью ($n = 5.37 \cdot 10^{19} \text{ см}^{-3}$), пересчитанные на значение $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$ (в единицах столбцовой плотности, см^{-2}).

программы SRIM [www.srim.org], показывает превосходное согласие, с точностью, превышающей 1%. В диапазоне 1 ГэВ - 10 ГэВ согласие несколько хуже, порядка 2-3%. В [8] приводится большой ряд экспериментальных данных по облучению протонами и более тяжелыми ионами разнообразных веществ, в сравнении с результатами расчетов по программе SRIM. Во всех случаях отличие не превышает 5-10%, что подтверждает достоверность результатов, полученных по программе SRIM.

С учетом вышеизложенного очевидно, что: (1) галактические КЛ с $E < 1 \text{ МэВ}$ полностью поглощаются в наружных областях типичных молекулярных облаков с количеством атомов (молекул) водорода на луче зрения $N \sim R \cdot n \sim 10^{20} \text{ см}^{-2}$, (2) частицы с энергиями $E \geq 1-5 \text{ кэВ}$ распространяются преимущественно прямолинейно, (3) энергетический спектр КЛ внутри

облаков в результате взаимодействия со средой меняется из-за перераспределения числа частиц по энергиям, от высоких значений до низких. Количественное описание переноса КЛ в диапазоне энергий $1 \text{ кэВ} \leq E \leq 10 \text{ ГэВ}$ в масштабах межзвездных облаков значительно упрощается из-за отсутствия источников, позволяющих (численное) описание в адекватной одномерной модели облака. Такой подход описан в [11], в связи с анализом ион-молекулярной схемы образования молекул, и реализован, например, в работах [12,13], где при вычислении скорости ионизации молекулярного водорода протонами ГКЛ использовались результаты расчетов трансформации их энергетического спектра в межзвездном молекулярном облаке, в рамках так называемого "приближения непрерывного торможения" [11]. В работе [2] при вычислении спектра ГКЛ внутри облаков мы использовали тот же метод с тем, однако, упрощением, что в диапазоне энергий $E \geq 1 \text{ МэВ}$ функцию $S(E)$ в (3) можно было аппроксимировать однопараметрической функцией энергии, что, очевидно, невозможно в интересующем здесь нас диапазоне $1 \text{ кэВ} - 10 \text{ ГэВ}$. В рамках же используемого приближения расчет трансформации спектра КЛ проще осуществить численно. В самом деле, пусть поток АКЛ, $F(E, N)$, распространяется по координате x от астросферы ($N=0$) в глубь облака, причем столбцовая плотность N определяется, как обычно:

$$N(\text{H}_2) = \int n(\text{H}_2) dx. \quad (8)$$

В таком случае, для входящей в облако частицы с энергией E_0 и вследствие потерь энергии, принимающей значение E на расстоянии x от границы, соответствующей столбцовой плотности $N(\text{H}_2)$, ($1 \text{ кэВ} \leq E < E_0 \leq 10 \text{ ГэВ}$) соотношение (3) принимает вид $S(E) = -dE/dN$, или, с учетом (6),

$$N(\text{H}_2) = n(\text{H}_2) [P(E_0) - P(E)]. \quad (9)$$

Сохранение числа частиц КЛ подразумевает выполнение равенства

$$F(E, N) dE = F(E_0, 0) dE_0, \quad (10)$$

где, для данного значения $N(\text{H}_2)$ бесконечно малое изменение dE_0 энергии частиц с начальной энергией E_0 соответствует бесконечно малому изменению энергии dE этих частиц на такой глубине $N(\text{H}_2)$, для которой справедливо соотношение [11-13]:

$$\frac{dE}{S(E)} = \frac{dE_0}{S(E_0)}. \quad (11)$$

Таким образом, в приближении непрерывного торможения [11] энергетический поток КЛ на глубине N , $F(E, N)$, связан с потоком, входящим в облако, соотношением

$$F(E, N) = F(E_0, 0) \frac{dE_0}{dE} = F(E_0, 0) \frac{S(E_0)}{S(E)}. \quad (12)$$

Алгоритм расчета потока АКЛ следующий: изменяя энергии E и E_0 от 1 кэВ до 10 ГэВ, определяем соответствующие столбцовые плотности, согласно (9), и строим поверхности $N(E_0, E)$, затем, меняя значения $N(N_0)$, получаем (численное) соотношение между энергией E_0 частицы, входящей в облако и ее остаточной энергией E после прохождения пути, соответствующей данному значению столбцовой плотности. После этого рассчитывается поток, согласно (12), где $F(E_0, 0)$ соответствует потоку, показанному на рис.1. При расчетах учитывалось, что, помимо энергетических потерь поток АКЛ ($E \leq 100$ МэВ) уменьшается вдаль от астросферы обратно пропорционально квадрату расстояния, в то время как частицы в диапазоне $E > 100$ МэВ, где доминируют ГКЛ, определяются их галактическим значением [5,6].

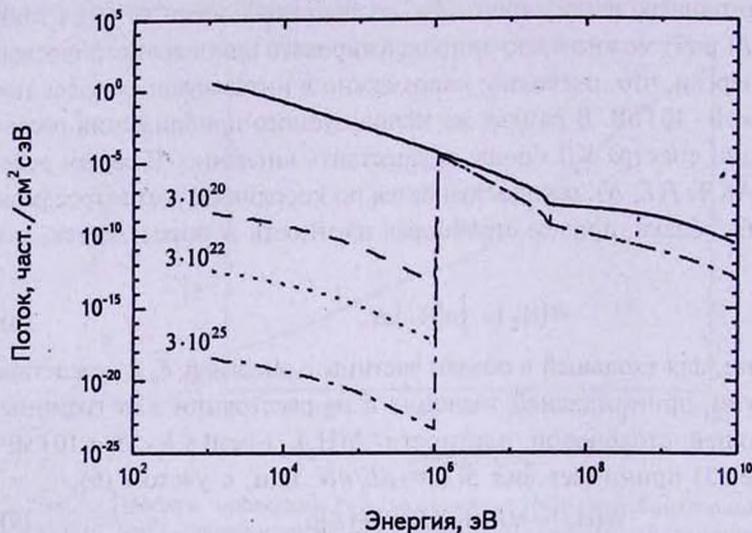


Рис.3. Энергетические потоки АКЛ. Сплошная линия соответствует потоку на границе астросферы. Цифры на графике показывают значения столбцовой плотности (в см^{-2}), соответствующие данному распределению АКЛ по энергиям.

4. *Результаты расчетов и обсуждение.* Изменения потока протонов вдоль радиуса, рассчитанные согласно (12), показаны на рис.3, в зависимости от трех значений столбцовой плотности, $N = 3 \cdot 10^{20}$, $3 \cdot 10^{22}$ и $3 \cdot 10^{25} \text{ см}^{-2}$.

Предполагается, что облако имеет радиус порядка 5 пк и среднюю однородную плотность $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$, что соответствует столбцовой плотности порядка 10^{22} см^{-2} , хотя в сгущениях ее значение может быть и больше. При средней относительной скорости звезды и облака порядка 20 км/с время пересечения облака составит 500000 лет, и за это время внутренние области облака будут облучаться энергетическими частицами, причем количество поглощенной за это время энергии (доза облучения), пылинками

облака (в данном случае водяной лед), рассчитанной согласно (4, 5), показано на рис.4. Вклад α -частиц в дозу облучения примерно равен вкладу протонов [2], поэтому для их учета результаты расчетов по протонам умножены на 2.

Данные рис.4 показывают, что доза облучения пылинок облака при однократном прохождении звезды через облако незначительна, меньше порогового значения 0.28 эВ/а.е.м. образования сложных соединений из смесей льдов с преимущественным содержанием воды, известного из лабораторных данных по синтезу винилового спирта ([2,14] и ссылки там). Однако, во-первых, дозы могут аккумулироваться, и при многократных прохождении звезд через данное облако, могут превзойти указанное пороговое значение. Выше уже отмечалось, что через каждое облако, за время его жизни порядка 10-50 млн лет ([1,2] и ссылки там), проходит от 10 до 100 и более звезд-карликов классов А-М. Во-вторых, что важнее, в предыдущей статье этой серии [3] было показано, что даже при однократном прохождении карликов А, F и G-классов, во всем объеме облака доза УФ-облучения льдов в диапазоне 6-13.6эВ, намного превышает пороговое значение образования сложных соединений при УФ-облучении, порядка 1-2 эВ/а.е.м. Экспериментальные результаты облучения ледяных смесей высокоэнергичными частицами, качественно не отличаются в сравнении с УФ-облучением: синтезируются достаточно сложные соединения во многих смесях льдов типа $H_2O:CH_3OH:NH_3:CO$ в соотношении

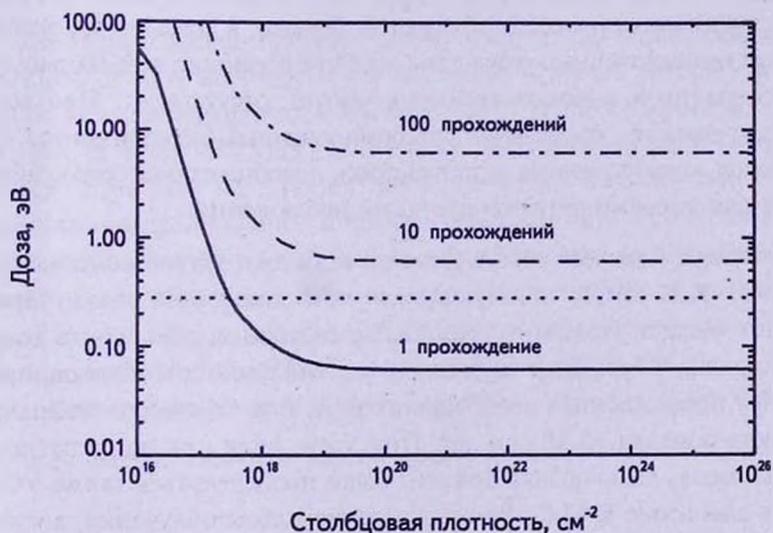


Рис.4. Дозы облучения водяного льда АКЛ-ми, образующихся при прохождении звезд, подобных Солнцу, через молекулярное облако радиусом 5 пк, с относительной скоростью 10 км/с. Предполагается, что дозы аккумулируются при многократных прохождении. Горизонтальная (прерывистая) линия указывает пороговое значение дозы образования винилового спирта [14].

100:50:1:1, считающихся хорошим аналогом ледяных покрытий пылинок в облаках и при УФ-облучении образующие весьма сложные соединения ([1,2] и ссылки там). Следует подчеркнуть, что, вне зависимости от значения потока КЛ, всегда следует учитывать факт комбинированного воздействия на льды УФ излучения и КЛ. Дело в том, что в отличие от взаимодействия УФ фотона с молекулой или атомом мишени, которую можно охарактеризовать как единичный квантовый процесс, высокоэнергичные частицы вызывают образование нетепловых электронов и атомов в каскадных процессах, приводящих в итоге к образованию множества радикалов (порядка 10^5 при $E \sim 1$ МэВ) и перестройке химических связей, тем самым существенно влияя на параллельно происходящие процессы, обусловленные фотолизом ([2] и ссылки там). Действительно, из рис.2, на примере водяного льда можно убедиться, что пробег иона с энергией 1 МэВ и больше, существенно превышает средний размер пылинки в облаке, $d \sim 0.1$ мкм ($N(E > 1 \text{ МэВ}) \geq 10^{20} \text{ см}^{-2} \gg n_i \cdot d \cong 10^{18} \text{ см}^{-2}$). Можно приближенно оценить время между последовательными столкновениями данной пылинки с высокоэнергетической частицей КЛ с интегральным потоком F , по формуле

$$\tau = \frac{1}{\pi d^2 F}, \quad (13)$$

и проследить за ее изменением внутри облака. Легко убедиться, что в любом случае это время не превышает нескольких лет. Ясно, что в таких случаях совместный учет обоих процессов обязателен. Однако, к сожалению, экспериментальные количественные результаты комбинированного воздействия на льды УФ-излучения и высокоэнергичных частиц, отсутствуют. При всех технических трудностях проведения комбинированных экспериментов по облучению льдов, количественные характеристики подобных процессов крайне необходимы для корректной интерпретации наблюдений.

5. Заключение. В данной работе рассчитаны потоки мягкой компоненты (1 кэВ-10 ГэВ) КЛ, АКЛ, образующихся при движении звезд через молекулярные облака. Показано, что АКЛ в состоянии обеспечить дозы облучения порядка 0.1-1 эВ/а.е.м. ледяных мантий пылинок облаков, при многократных прохождении звезд-карликов А, F и G-классов за время жизни облаков порядка 10-50 млн лет. При этом, даже при однократном прохождении звезд, льды облака должны были подвергнуться также УФ-облучению в диапазоне 6-13.6-эВ, с накоплением дозы облучения, достаточной для инициации разнообразных радиационно-химических изменений. Выходы продуктов комбинированного воздействия фото- и радиолиза на смеси льдов не известны, однако крайне желательны для количественной интерпретации модельных расчетов доз облучений. Несомненно, однако,

что получающиеся при облучении соединения типа предшественниц аминокислот и олигомеры углеводов, содержащих более 20 атомов углерода ([1,2] и ссылки там), могли сыграть важную роль в предбиологической эволюции вещества.

Часть этой работы выполнена во время визита (А.Г.) в Институт Аргеландера при Университете Бонна, при финансовой поддержке фонда Александра фон Гумбольдта, Германия. Авторы благодарны Г.Фару (Hans Fahr) и К.Шереру за предоставление возможности расчетов спектра АКЛ и ценные замечания. Работа выполнена также при частичной поддержке гранта Армянского Национального Научного и Образовательного Фонда (ANSEF), Нью Йорк, США.

Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна
Армения, e-mail: ayarayeg@gmail.com

ON DUST IRRADIATION IN MOLECULAR CLOUDS. IV. ACR DOSES

A.G.YEGHIKYAN, L.BARSAMYAN

Anomalous cosmic ray fluxes inside of molecular clouds originated during collisions of stars with clouds are calculated. Charged particles originating in clouds in star's neighborhood are accelerated at the astrosphere's shock up to energies of a few 100 MeV. It is shown that protons and α -particles in the energy range $1 \text{ keV} \leq E \leq 10 \text{ GeV}$ penetrate deeply into the clouds to such an extent to arrange irradiation doses of various ices with a cumulative effect over a threshold value of 0.1-1 eV/a.m.u. during the star passing time through the cloud of 1-5 kiloyears and from 10 to 100 collisions of stars with a given cloud. A possibility to use these data to interpret known laboratory results from the ion processing of realistic ice analogs like $\text{H}_2\text{O}:\text{CH}_3\text{OH}:\text{NH}_3:\text{CO}$ producing potentially important pre-biological complex molecules is discussed.

Key words: *molecular clouds: cosmic rays: ices: irradiation doses*

ЛИТЕРАТУРА

1. А.Г.Егикян, *Астрофизика*, 52, 311, 2009.
2. А.Г.Егикян, *Астрофизика*, 54, 103, 2011.
3. А.Г.Егикян, *Астрофизика*, 56, 155, 2013.
4. D.C.B. Whittet, *Dust in the galactic environment*, IoP Publ., Bristol, 2003.
5. H.Fahr, H.Fichtner, K.Scherer, O.Stawicki, *Astrophys. Space Sci. Lib.*, 338, 257, Springer, 2006.
6. K.Scherer, H.Fichtner, S.Ferreira et al., *Astrophys. J.*, 680, L105, 2008.
7. A.Yeghikyan, H.Fahr, *Astron. Astrophys.*, 415, 763, 2004.
8. J.F.Ziegler, J.P.Biersack, U.Littmark, *The Stopping and Range of Ions in Matter*, Pergamon, 1985.
9. А.П.Черняев, *Взаимодействие ионизирующего излучения с веществом*, М., Физматлит, 2004.
10. L.Nagy, L.Vegh, *Phys. Rev. A*, 46, 284, 1992.
11. K.Takayanagi, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 25, 327, 1973.
12. A.Yeghikyan, *ISRN Astron. Astrophys.*, 1, 1, 2011.
13. M.Padovani, D.Galli, A.Glassgold, *Astron. Astrophys.*, 501, 619, 2009.
14. R.L.Hudson, M.H.Moore, *Astrophys. J.*, 586, L107, 2003.

CONTENTS

H α -survey of low-mass satellites around neighboring galaxies M 31 and M 81	<i>S.S.Kaisin, I.D.Karachentsev</i> 331
The investigation of the orientation of galaxies in structures <i>E.Panko, P.Piwowarska, J.Godlowska, W.Godlowski,</i> <i>P.Flin</i>	349
Dinamical peculiarities of spiral galaxies in the local system, the Coma cluster and its surrounding area <i>N.G.Kogoshvili, T.M.Borchkhadze, A.T.Kalloghlian</i>	361
BVRI CCD-photometry of comparison stars in the fields of active galaxies. V <i>V.T.Doroshenko, S.G.Sergeev, Yu.S.Efimov, G.A.Borman,</i> <i>D.N.Okhmat, N.G.Pulatova, S.V.Nazarov</i>	373
Relation of kinematical properties of cD clusters of galaxies with their radiative characteristics <i>H.A.Harutyunian, V.S.Harutyunyan</i>	389
New spectroscopic observations for variable galaxy Kaz163 and data analysis. I <i>M.A.Kazaryan, E.L.Karapetyan</i>	401
The study of some morphological features of extragalactic radio sources of FRI and FR II types <i>R.R.Andreasyan, M.A.Hovhannisyan, G.M.Paronyan,</i> <i>II. V.Abrahamyan</i>	415
V695 Per - a candidate in AA Tau type variables in the young cluster IC 348 <i>O.Yu.Barsunova, V.P.Grinin, S.G.Sergeev</i>	429
Evolution of the magnetic fields of main sequence CP-stars. II <i>Yu.V.Glagolevskij</i>	441
Classification of stars from KP2001 with spectra, obtained with slip spectrograph. II <i>G.V.Petrosyan</i>	459
De-Sitter's model in the presence of scalar fields. I <i>L.A.Abramyan, R.M.Avagyan, G.H.Harutyunyan, A.V.Hovsepyan,</i> <i>E.V.Chubaryan</i>	471
On dust irradiation in molecular clouds. IV. ACR doses <i>A.G.Yeghikyan, L.Barsamyan</i>	481

СОДЕРЖАНИЕ (продолжение)

ИССЛЕДОВАНИЕ НЕКОТОРЫХ МОРФОЛОГИЧЕСКИХ ОСОБЕННОСТЕЙ ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ РАДИОИСТОЧНИКОВ FRI И FRII ТИПОВ

Р.Р.Андреасян, М.А.Оганнисян, Г.М.Паронян, А.В.Абрамян 415
V695 Per - КАНДИДАТ В ПЕРЕМЕННЫЕ ТИПА AA Тау В
МОЛОДОМ СКОПЛЕНИИ IC 348

О.Ю.Барсунова, В.П.Гришин, С.Г.Сергеев 429
ЭВОЛЮЦИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ СР-ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ
ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ. II

Ю.В.Глаголевский 441
КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД КР 2001 ПО СПЕКТРАМ, ПОЛУ-
ЧЕННЫМ ШЕЛЕВЫМ СПЕКТРОГРАФОМ. II

Г.В.Петросян 459
МОДЕЛЬ ДЕ-СИТТЕРА В ПРИСУТСТВИИ СКАЛЯРНЫХ
ПОЛЕЙ. I

*Л.А.Абрамян, Р.М.Авакян, Г.Г.Арутюнян, А.В.Овсепян,
Э.В.Чубарян* 471
ОБ ОБЛУЧЕНИИ ПЫЛИ В МОЛЕКУЛЯРНЫХ ОБЛАКАХ. IV.
ДОЗЫ

А.Г.Егикян, Л.Барсамян 481