

# ԱՍՏՂԱՖԻԶԻԿԱ

## АСТРОФИЗИКА

ТОМ 53

ФЕВРАЛЬ, 2010

ВЫПУСК 1

КОНЦЕПЦИЯ АМБАРЦУМЯНА ОБ АКТИВНОСТИ ЯДЕР  
ГАЛАКТИК

*Э.Е.Хачикян* 5

СВЕРХПЛОТНЫЕ ЗВЕЗДЫ, СОДЕРЖАЩИЕ СТРАННЫЕ  
БАРИОНЫ

*Ю.Л.Вартанян* 25

ГАЛАКТИКИ С ГОЛУБЫМ СМЕЩЕНИЕМ В СКОПЛЕНИИ  
VIRGO

*И.Д.Караченцев, О.Г.Насонова (Кашибадзе)* 41

ПОПЫТКА ПРОВЕРКИ ИДЕИ АМБАРЦУМЯНА О ПРОИС-  
ХОЖДЕНИИ ГАЛАКТИК. II. РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ГАЛАКТИК  
В СКОПЛЕНИЯХ И ПОЗИЦИОННЫХ УГЛОВ ГАЛАКТИК

*Г.А.Арутюнян, Моника Биернака, Пиотр Флин* 53

КРАСНЫЕ СМЕЩЕНИЯ 19 КОМПАКТНЫХ ГРУПП ГАЛАКТИК  
ШАХБАЗЯН

*Г.М.Товмасян, Г.Тирш, В.О.Чавушян, С.Г.Наварро* 61

КАТАЛОГ ГАЛАКТИК КАЗАРЯНА

*М.А.Казарян, В.Ж.Адибекян, Б.Мклин, Р.Аллен, А.Р.Петросян* 69

(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.Բխնովատի-Կոզան (Ռուսաստան), Ա.Ա.Բոյարչուկ (Ռուսաստան), Յու.Ն.Գնեդին (Ռուսաստան), Վ.Պ.Գրինին (Ռուսաստան-Ուկրաինա), Ե.Թերզյան (ԱՄՆ), Ի.Դ.Կարաչենցև (Ռուսաստան), Դ.Կունտ (Ֆրանսիա), Հ.Ա.Հարությունյան (Հայաստան), Ա.Գ.Նիկողոսյան (Հայաստան), Ա.Մ.Չերեպաշչուկ (Ռուսաստան), Է. Ս.Պարսամյան (Հայաստան), Գ.Ն.Սալովկաձե (Վրաստան):

### Редакционная коллегия

Главный редактор: Д.М.Седракян (Армения)  
Заместители главного редактора: В.В.Иванов (Россия), Э.Е.Хачикян (Армения)  
Ответственный секретарь: А.Т.Каллогян (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 предназначается для научных работников, аспирантов и студентов старших курсов.

"ԱՍՏՐՈՖԻԶԻԿԱ"-ն գիտական հանդես է, որը հրատարակում է Հայաստանի Հանրապետության Գիտությունների Ազգային Ակադեմիան: Հանդեսը տպագրում է ինքնատիպ հոդվածներ աստղերի ֆիզիկայի, միգամածությունների և միջաստղային միջավայրի ֆիզիկայի, աստղարաշխության և արտագալակտիկական աստղագիտության, ինչպես նաև աստղաֆիզիկայի մասնաճյուղի բնագավառների գծով: Հանդեսը նախատեսված է գիտական աշխատակիցների, ասպիրանտների և բարձր կուրսերի ուսանողների համար:

Адрес редакции: Республика Армения, Ереван 19, пр. Маршала Баграмяна 24<sup>г</sup>  
Редакция ж. "Астрофизика", тел. 56 81 38  
e-mail: [astrofiz@sci.am](mailto:astrofiz@sci.am)

© Издательство "Гитутюн" НАН Республики Армения, Астрофизика, 2010

## От редакции

Двумя статьями в настоящем номере завершается публикация в журнале "Астрофизика" серии обзорных статей, посвященных научному наследию выдающегося астрофизика, академика Амбарцумяна, в связи с его 100-летним юбилеем.

В этих статьях представлено также настоящее состояние тех направлений астрофизики, в которых идеи Амбарцумяна были основополагающими.

Начиная с Выпуска 3 за 2008г. было опубликовано 12 статей, освещающих роль и значение научного вклада Амбарцумяна в различных областях современной астрофизики.

В серию вошли следующие статьи:

1. В.А.Амбарцумян - Жизнь в науке

Редколлегия ж. "Астрофизика"

Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна

2. Диагностика плазмы планетарных туманностей

*А.Ф.Халтыгин*

Санкт-Петербургский государственный университет

3. Статистическая механика звездных систем: от Амбарцумяна и далее

*Л.П.Осипков*

Санкт-Петербургский государственный университет

4. Методы Амбарцумяна в теории переноса излучения

*А.Г.Никогосян*

Бюраканская обсерватория

5. Многократное рассеяние света: Среднее число рассеяний и смежные вопросы

*В.В.Иванов*

Санкт-Петербургский государственный университет

6. Звездные ассоциации

*А.Т.Каллоглян*

Бюраканская обсерватория

7. Звездообразование и молекулярные облака

*А.Л.Гольбудагян*

Бюраканская обсерватория

8. Амбарцумяновская парадигма об активности галактических ядер и эволюция галактик

*Г.А.Арутюнян*

Бюраканская обсерватория

9. В.А.Амбарцумян и проблемы статистики вспыхивающих объектов

*А.А.Акопян, Эльма С.Парсамян*

Бюраканская обсерватория

10. Вращающиеся сверхплотные конфигурации: Пульсары и их астрофизические проявления

*Д.М.Седракян, Э.В.Чубарян*

Ереванский государственный университет

11. Концепция Амбарцумяна об активности ядер галактик

*Э.Е.Хачикян*

Бюраканская обсерватория

12. Сверхплотные звезды, содержащие странные барионы

*Ю.Л.Вартанян*

Ереванский государственный университет

Редакция ж. "Астрофизика" благодарит авторов вышеперечисленных статей за обстоятельное представление научного вклада академика В.А.Амбарцумяна в мировую астрофизическую науку.

Главный редактор ж. "Астрофизика"  
Д.М.Седракян

К 100-летию со дня рождения  
академика В.А.Амбарцумяна

## КОНЦЕПЦИЯ АМБАРЦУМЯНА ОБ АКТИВНОСТИ ЯДЕР ГАЛАКТИК

Э.Е.ХАЧИКЯН

Поступила к печати 16 сентября

В ряду научных идей Амбарцумяна особое место, как он сам считал, занимает концепция активности ядер галактик. Она была предложена более полувека назад и признана Национальной Академией Наук США революционной, коперниканского масштаба. Однако далеко не сразу и не все ее положения были безоговорочно приняты в широких кругах астрономического сообщества. Тем не менее, как пишет американский астрофизик Сандейдж: "Ни один астроном не будет сегодня отрицать, что действительно тайна окружает ядра галактик, и первым, кто осознал какая щедрая награда содержится в этой сокровищнице, был Амбарцумян". Цель настоящей статьи – ознакомить читателя с основными этапами формирования и развития концепции активности ядер галактик Амбарцумяна и с некоторыми работами, выполненными по этой теме в Бюраканской и в других астрофизических обсерваториях мира.

*Ключевые слова: внегалактическая астрономия; концепция Амбарцумяна об активности ядер галактик; сейфертовские галактики; галактики с ультра-фиолетовым избытком*

1. *Введение.* До опубликования концепции Амбарцумяна считалось, что ядра галактик являются вполне сформировавшимися спокойными системами с богатым прошлым и без коренных изменений в будущем. Поэтому исследование галактик часто ограничивалось их классификацией на основе лишь внешних морфологических особенностей, при этом почти не обращалось внимания на строение их центральных областей - ядер.

К идее о фундаментальной роли ядер галактик в их эволюции Амбарцумян пришел не сразу. Этому предшествовали некоторые важнейшие результаты и открытия, полученные известными астрономами - наблюдателями и приведшие к радикальному пересмотру представлений о мире галактик. Важную роль в обосновании концепции активных ядер галактик сыграла работа американского астронома Сейферта [1], ставшая классической. В 1943г. он опубликовал данные о нескольких (менее 10) галактиках, в спектрах которых были обнаружены яркие и необычно широкие эмиссионные линии водорода. Большая их ширина свидетельствовала о том, что в ядрах

этих галактик скорости турбулентных движений газовых облаков достигают рекордных по тогдашним представлениям значений - более 3000 км/с. Позднее галактики такого типа получили название "сейфертовских". Сейчас кажется удивительным, что эта работа Сейферта была оставлена без должного внимания в течение последующих почти 15 лет, вплоть до опубликования идеи об активности ядер галактик.

Важным фактором в становлении концепции активности ядер галактик стало открытие в 1949г. радиоисточников. Пятью годами позднее известные американские астрономы Бааде и Минковский отождествили один из мощных радиоисточников Лебедя А (Signus A) с довольно слабой в оптике галактикой, имеющей два ядра. Существенное значение имел и тот факт, что двойная структура была обнаружена и у другого сильного радиоисточника Персей А (NGC1275), которая в дальнейшем заняла подобающее ему место среди активных по Амбарцумяну галактик.

Таким образом, первые обнаруженные радиогалактики оказались с морфологической точки зрения весьма необычными - с двойным ядром. Для объяснения физической природы этих необычных галактик был предложен механизм случайного столкновения двух гигантских галактик. Имеющие большой авторитет в научном мире Бааде и Минковский были авторами этой гипотезы, и она в то время получила широкое распространение. Хотя гипотеза столкновения и привлекала своей простотой и естественностью, тем не менее, она имела недостатки, на которые впервые указал Амбарцумян. Начиная с 1954г., он в ряде своих работ [2-11] убедительно показал, что в радиогалактиках имеет место не столкновение, а взрыв в ядре галактики, приводящий в некоторых случаях к делению ядра и выбросу из нее больших сгустков вещества. В конечном счете, Амбарцумяну удалось переубедить Бааде и Минковского. Позднее, когда были открыты радиогалактики с одним ядром, а Дж.Бэрбидж рассчитал, что энергия столкновения двух галактик значительно меньше (на два-три порядка), чем энергия этих радиогалактик, теория столкновения оказалась несостоятельной. Амбарцумян пришел к выводу, что радиогалактики возникают по причине сильных критических явлений

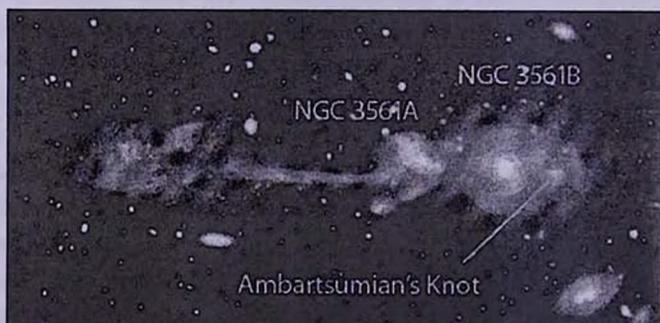


Рис.1. Галактика NGC 3561A и NGC 3561B с голубым сгущением ("Ambartsumians knot").

вследствие внутреннего развития галактик.

Но, возможно, решающее значение для формирования идеи активности ядер галактик имело то обстоятельство, что в БАО на Паломарском атласе была найдена сначала одна, сейчас уже весьма известная, галактика, а затем целая группа интересных объектов [12]. В интернете на сайте "Ambartsumian's knot", представлена картина, приведенная на рис.1. Хорошо видно, что из галактики NGC3561В выброшено вправо звездообразное сгущение, которое оказалось голубого цвета, при этом сгущение связано с ядром эллиптической галактики тонкой струей. Интересно, что Цвикки вначале проявил сомнение в правильности выводов Амбарцумяна относительно голубизны этого сгущения. Когда же он самостоятельно измерил его цвет, то поздравил Амбарцумяна с этим открытием. В течение последующих нескольких лет Амбарцумян с сотрудниками по картам Паломарского атласа и фотографиям, полученным с помощью полуметрового Шмидтовского телескопа БАО, обнаружили ряд галактик с голубыми выбросами. Были открыты и другие галактики с необычной морфологией, особенно, в центральных областях, которые указывали на разные формы активности галактик. Позднее Оорт обнаружил истечение вещества из центра нашей Галактики. Все отмеченные факты привели Амбарцумяна к идее о разнообразии форм активности ядер галактик, которая была изложена им в 1958г. Ниже приведены лишь те признаки активности, которые, согласно Амбарцумяну, связаны с выделением большого количества энергии.

1. Извержение газовой материи в виде джетов или облаков из области ядра со скоростью до сотен и тысячи км/с (Virgo A).

2. Непрерывное истечение потока релятивистских частиц или других агентов, производящих частицы высоких энергий, в результате которого вокруг ядра может формироваться радиогало.



Рис.2. Центральная область Галактики Virgo A с прямолинейным выбросом из ядра.

3. Радиовспышки, способствующие превращению галактики в радиогалактику.

4. Эруптивные выбросы релятивистской плазмы: NGC4486 (M87), NGC5128 (Centaurus A) и др.

5. Эруптивные выбросы газовой материи (подобно M 82).

6. Выбросы компактных голубых конденсаций с абсолютной величиной порядка карликовых галактик (NGC3561, IC1182). В этом случае возможно также деление ядра на два или более, сравнимых по величине, компонента, инициирующих формирование кратных галактик.

Галактика считается активной, если в ней наблюдается хотя бы одна их форм активности. Более полные формулировки этой идеи были представлены Амбарцумяном в 1958г. на Солвейской конференции в Льеже в известном его докладе, вызвавшем большой интерес участников этого престижного научного форума[13]. Известно, что некоторые из них к идее активности ядер галактик отнеслись отрицательно, или, по крайней мере, сдержанно. Интересно, что Оорт, которого Амбарцумян высоко ценил, и который, по его словам, оказал на него большое влияние, также отрицательно отнесся к этой идее. Однако через несколько лет две известные работы, по сути, открытия, подтвердили правоту идеи Амбарцумяна. Сначала Линдс и Сэндич [14] обнаружили огромного масштаба взрыв, происшедший в ядре галактики M82 полтора миллиона лет назад, а затем Шмидт и Гринстейн открыли квазары, которые, по существу, представляют из себя "голые" ядра с рекордно большой активностью. В 1961г. в приглашенном докладе, который вызвал большой интерес, на пленарном заседании съезда МАС в Беркли (США) Амбарцумян более обоснованно представил идею об активности ядер галактик.

Стало ясно, что надо ставить задачу по выявлению новых активных галактик такого же голубого цвета, каким обладал "Ambarsumian's knot", для решения которой Амбарцумян организовал оснащение Бюраканской обсерватории широкоугольным телескопом системы Шмидта с тремя объективными призмами. Поиск голубых галактик возглавил Маркарян, который вместе со своими учениками блестяще выполнил поставленную задачу.

В результате поиска был составлен каталог галактик с ультрафиолетовым избытком, который получил название "Первый Бюраканский обзор" (FBS), куда вошли 1500 объектов (УФ-галактики). К ним необходимо добавить более 750 УФ-галактик, обнаруженных Казаряном с помощью того же телескопа. Здесь необходимо отметить, что ранее в 1956г. в обсерватории Тонанцинтла мексиканский астроном Г.Аро, применяя метод трехцветной фотографии, обнаружил 44 галактики, имеющие голубой цвет и довольно сильный ультрафиолетовый континуум. Спектральные наблюдения 10-ти из них показали, что в их спектрах имеются яркие эмиссионные линии бальмеровской серии водорода и запрещенные линии [OII], [OIII], [NeIII].

В настоящее время активные галактики являются основными объектами внегалактических исследований. Ниже на основе детального и морфологического исследования открытых в БАО УФ-галактик будет показано, насколько прав был Амбарцумян, когда, описывая различные формы активности, утверждал, что голубой цвет и, следовательно, УФ-избыток, являются несомненными признаками активности галактик, связанными с их ядрами.

2. *Основные характеристики спектров УФ-галактик.* Первые же наблюдения спектров с УФ-избытком из первого списка Маркаряна [15], выполненные в Макдональдской обсерватории [6], дали неожиданные результаты: из первых десяти галактик пять оказались сейфертовскими галактиками: №№ 1, 3, 6, 9, 10. Причем №9 и №10 показали рекордную для галактик этого вида высокую светимость; они заполнили пробел между нормальными гигантскими галактиками и квазарами. В результате этих исследований была проведена классификация спектров галактик с УФ-избытком [16].

Спектры маркаряновских галактик разделяются по виду следующим образом:

1. Яркие широкие эмиссионные линии водорода; запрещенные эмиссионные линии яркие, но узкие.
2. Все эмиссионные линии яркие и широкие.

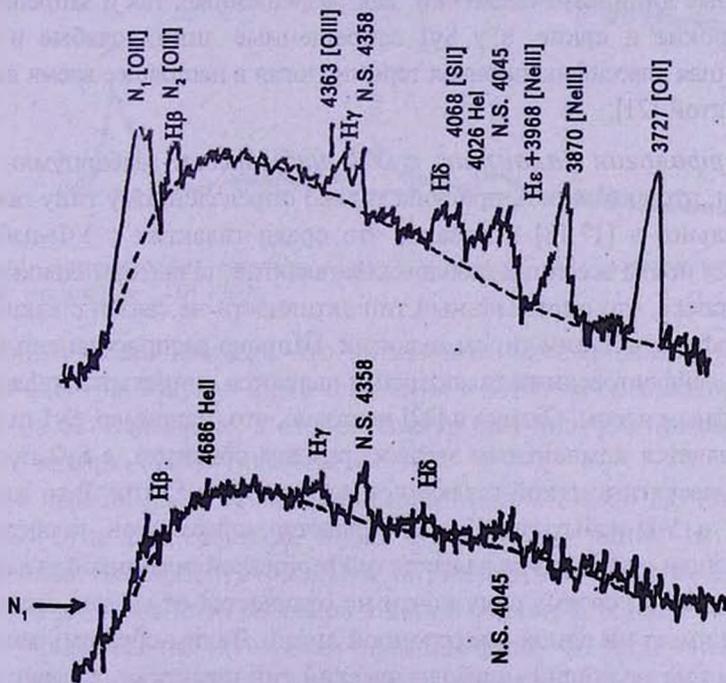


Рис.3. Регистрограммы спектров Сейфертовских галактик Марк 3 (Sy2) верхний снимок и Марк 10 (Sy1).

3. Все эмиссионные линии яркие и узкие.

4. Наблюдаются как эмиссионные, так и абсорбционные линии водорода.

5. Нет никаких заметных линий. Наблюдается лишь непрерывный спектр.

Известно, что подавляющее большинство нормальных галактик имеют спектр с линиями поглощения. Однако у более чем 85% галактик с УФ-избытком в спектре наблюдаются эмиссионные линии. В основном это линии бальмеровской серии (H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$  и т.д.), запрещенные линии кислорода [OII], [OIII], азота [NII], серы [SII], неона [NeIII] [17,18]. Наблюдательные данные подтверждают, что, действительно, ядра сильно различаются по типу спектра, т.е. показывают различную форму активности. Исследование спектров галактик с УФ-избытком показало, что примерно 10% из них являются галактиками типа Сейферта [19]. Благодаря этому факту было открыто большое количество сейфертовских галактик (Sy) в списках Маркаряна, что дало возможность осуществить в 1971г. их классификацию [19]. Выяснилось, что по виду спектра они делятся на два класса: Sy1 и Sy2. Амбарцумян специально отметил этот факт (см. в [20], с.78).

На рис.3 приведены спектры двух сейфертовских галактик: верхний спектр принадлежит Sy2 галактике Марк 3, а нижний - Sy1 галактике Марк 10. Спектры получены автором статьи на Кросслеевском телескопе Ликской обсерватории на одной и той же пластинке. Хорошо видно, что все эмиссионные линии Sy2 галактики, как разрешенные, так и запрещенные, очень широкие и яркие, а у Sy1 запрещенные линии слабые и узкие. Предложенная классификационная терминология в настоящее время является общепринятой [21].

3. *Морфология галактик с УФ-избытком.* Амбарцумян нигде не отмечал, что активность присуща только определенному типу галактик. Действительно, в [17,18] показано, что среди галактик с УФ-избытком встречаются почти все типы хаббловских галактик, галактики Цвикки и т.д. Известно также, что определенный тип активности не связан с каким-либо одним морфологическим типом галактик. Широко распространено мнение о том, что сейфертовскими галактиками являются спиральные галактики с звездобразным ядром. Однако в [22] показано, что, например, Sy1 галактика Марк 9 является компактным звездобразным объектом, а Sy2 галактика Марк 10 - сверхгигантской галактикой с диаметром 55 кпк. В то же время галактика с УФ-избытком Каз 73 является спиральной галактикой с звездобразным ядром, но не является сейфертовской галактикой, а лайнером [23]. Марк 305 по своему виду почти не отличается от звезды, но в своем спектре не имеет ни одной эмиссионной линии. Таким образом, решающее значение имеет не общий морфологический тип галактики, а главную роль играет структура ее центральной области.

Согласно концепции Амбарцумяна, ядра галактик с УФ-избытком с

точки зрения морфологии разделяются на пять групп [22]:

1. Звездообразные ядра (Марк 9, Марк 10, Каз 73, Марк 305).
2. Двойные ядра (Марк 739, Марк 930, Марк 212, Марк 266).
3. Многокомпонентные ядра (Марк 7, Марк 8, Марк 171, Каз 5),
4. Ядра с джетами (Марк 273, Марк 773, Каз 5, Марк 423).
5. Ядра в виде балджа (Марк 1, Марк 474, Марк 489).

4. *Взрывы в ядрах галактик с УФ-избытком.* Как уже отмечалось выше, одной из форм активности является выброс или взрыв в ядре галактики. После открытия галактик с УФ-избытком такой взрыв или выброс впервые наблюдался в сейфертовской галактике второго типа Sy2 Марк 6 [24]. Sy2 уступают Sy1 в светимости и в величине

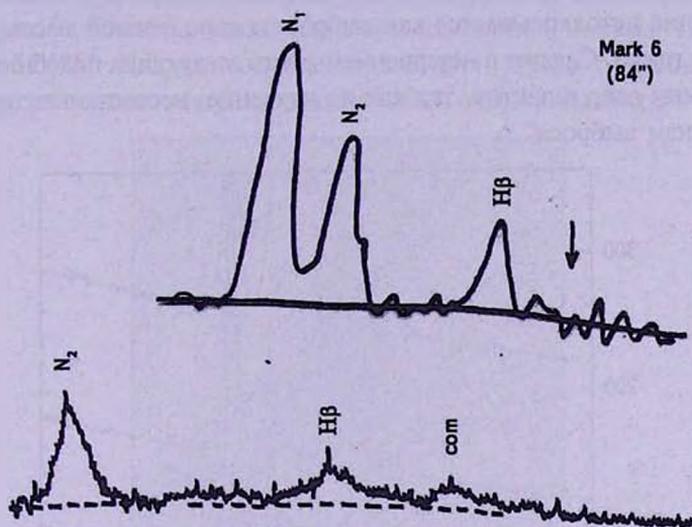


Рис.4а. Регистрограммы спектров Марк 6 в области  $H\beta$ , полученные 5.12.1967г. (верхний снимок) и 27.01.1969г.

ультрафиолетового избытка. Но активность их ядер довольно высока. Первые спектры Марк 6 были получены в 1967г. в обсерватории Мак-Доналд на 82" телескопе, а второй спектр был получен примерно через год - 27 января 1969г. (рис.4а).

Здесь представлены области спектров Марк 6 около  $H\beta$  линии. При сравнении этих двух спектров, видно, что в 1969г. у линии  $H\beta$  появился эмиссионный компонент, максимум интенсивности которого отстоит от максимума интенсивности основной линии в сторону коротковолновой части спектра примерно на  $48 \text{ \AA}$ . Если предположить, что компонент возник вследствие взрыва и выброса водородного облака из ядра этой галактики в сторону Земли (согласно концепции Амбарцумяна), то это будет соответствовать проекции скорости выброса на небесную сферу. Она оказалась равной около

3000 км/с [24,25]. Необходимо отметить, что такие же компоненты наблюдались и у других водородных эмиссионных линий, но у запрещенных линий они не были обнаружены. Сценарий этого явления и предложенный механизм описаны в работах [25-27]. Что же касается отсутствия компонентов у запрещенных линий, то этот факт объясняется большой плотностью выброшенного водородного облака, при которой запрещенные линии не могут возникнуть. Амбарцумян специально обратил внимание на это явление (см. в [20], с.136): "Я упомяну здесь лишь об обнаружении Хачикяном и Видманом в водородных эмиссионных линиях Марк 6 существенных изменений, которые свидетельствуют о быстром появлении расширяющегося газового облака, выброшенного из ядра или, может быть, вторичного центра и имеющего массу одного лишь водорода порядка двух-трех солнечных масс. Это явление истолковывается как выброс из ядра газовой массы буквально на наших глазах. Следует с нетерпением ждать следующих подобных выбросов из активных ядер галактик, так как их изучение, несомненно, прольет свет на механизм выброса".

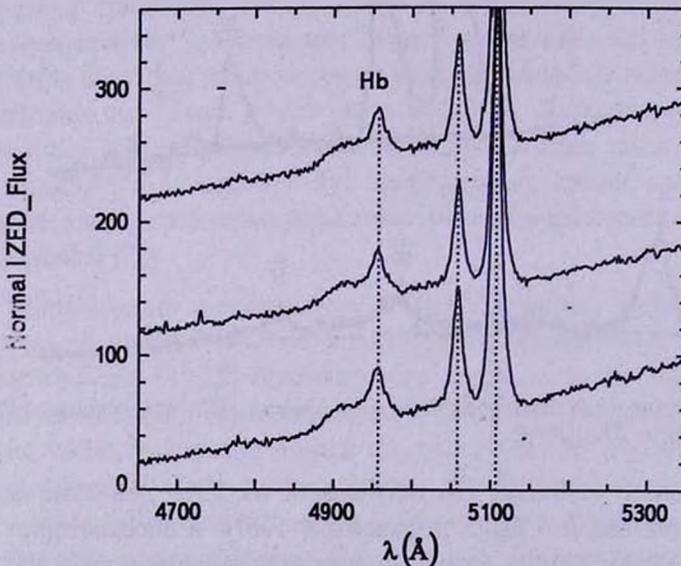


Рис.4б. Регистрограммы спектров Марк 6 в области Н $\beta$ , полученные, 08.11.08.2.6м телескоп БАО.

Галактика Марк 6 наблюдалась многократно в различных обсерваториях и различными исследователями. Недавно ее спектр был получен на 2.6-м телескопе БАО (рис.4б).

Получен удивительный результат: скорость выброса компоненты уменьшилась приблизительно на 200-300 км/с! Если уменьшение скорости обусловлено влиянием силы притяжения ядра галактики, масса которого

на много порядков больше массы самого выброшенного облака, то здесь возникает ряд интересных теоретических вопросов, которые требуют специального исследования. Второй такой выброс наблюдался у галактики с УФ-избытком Каз 163 [28].

Особый интерес с точки зрения физической природы активных галактик и их эволюции представляют галактики со сложным ядром - двуядерные и многоядерные. В последнем случае корректнее сказать: галактики, имеющие в центральной области многокомпонентную структуру. Во многих случаях трудно определить, которая из компонент претендует на роль ядра галактики. Дело в том, что они, в основном, по своим физическим характеристикам почти не отличаются от ярких ассоциаций или сверхассоциаций (СА). Впервые это было обнаружено при исследовании Марк 94 (рис.5), которая оказалась сверхассоциацией в барет галактике  $PIZw0834+51$  [29]. Как оказалось в дальнейшем, среди галактик с УФ-избытком таких галактик-сверхассоциаций было открыто несколько десятков

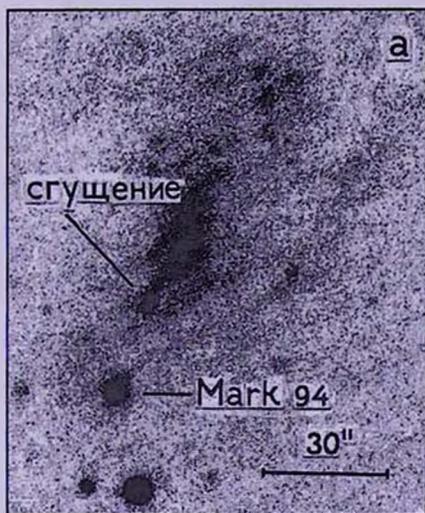


Рис.5. Марк94.

[30-33]. Но известно, что СА встречаются в центрах активных галактик, а также в межгалактическом пространстве (так называемые "объекты Саг (жента-Сирла" [34]). Следовательно, сверхплотные тела, которые дают начало звездам и звездным системам, встречаются везде в мировом пространстве.

Таким образом, весьма актуальным является подробное исследование природы многоядерных активных галактик для окончательного подтверждения идеи Амбарцумяна и выяснения основной проблемы: являются ли двуядерные и многоядерные галактики результатом случайного сближения и сжатия физически независимых галактик или они образовались благодаря необы-

чайной активности компактного массивного ядра.

В настоящее время фактически все важнейшие идеи Амбарцумяна подтверждаются теоретически или экспериментально. Однако его точка зрения на физическую природу двуйдерных галактик и галактик со сложной структурой в их центральных областях является дискуссионной. Ниже приводятся некоторые результаты фотометрических и спектрофотометрических исследований многоядерных УФ-галактик, которые предположительно говорят в пользу концепции Амбарцумяна.

**5. УФ-галактики с двумя ядрами.** Помимо выбросов компактных голубых конденсаций, согласно 5-й форме активности, возможно деление ядра галактики на две сравнимые по величине части. И действительно, около 10% галактик с УФ-избытком являются двуйдерными [35-37].

Что же представляют собой кратные ядра УФ-галактик? Тожественны ли они по своим физическим характеристикам, или являются совершенно разными объектами? И вообще, какие галактики считать двойными? В работе [38] представлены условия, при наличии которых ядро можно считать двойным. Исследование двуйдерных галактик показывает, что ядра могут быть физически совершенно разного характера, но в одном они совершенно

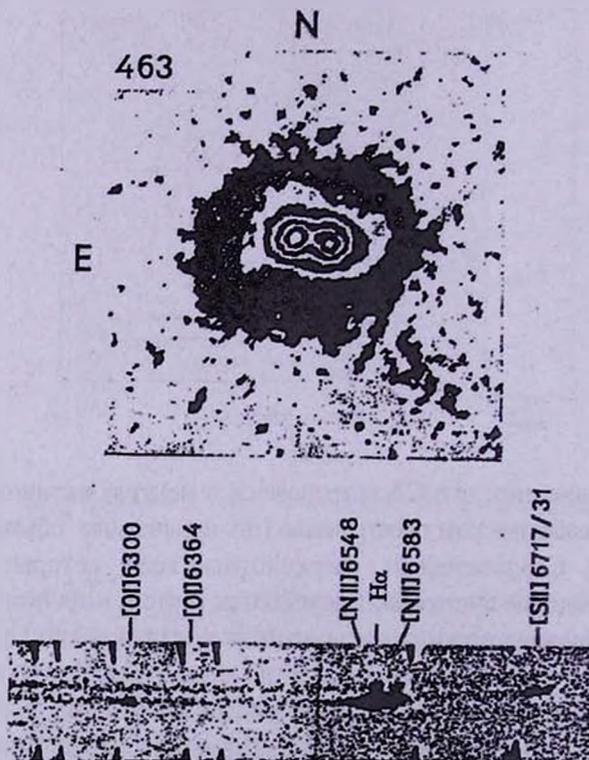


Рис.6. Марк 463.

одинаковы: они все имеют эмиссионные спектры. По яркости и ширине эмиссионных линий, по наличию тех или иных линий, по значению лучевой скорости и т.д. они отличаются друг от друга. Ниже приведены фотографии некоторых галактик с двумя ядрами и их спектры. Как видно из рис.6 и рис.7, у Марк 463 и Марк 739 одно из ядер имеет яркие и широкие эмиссионные линии, характерные для сейфертовских галактик, а другое ядро имеет яркие, но узкие эмиссионные линии. На рис.7 для сравнения приведены регистрограммы спектров двух ядер Марк 739 и линии неба. Отличие

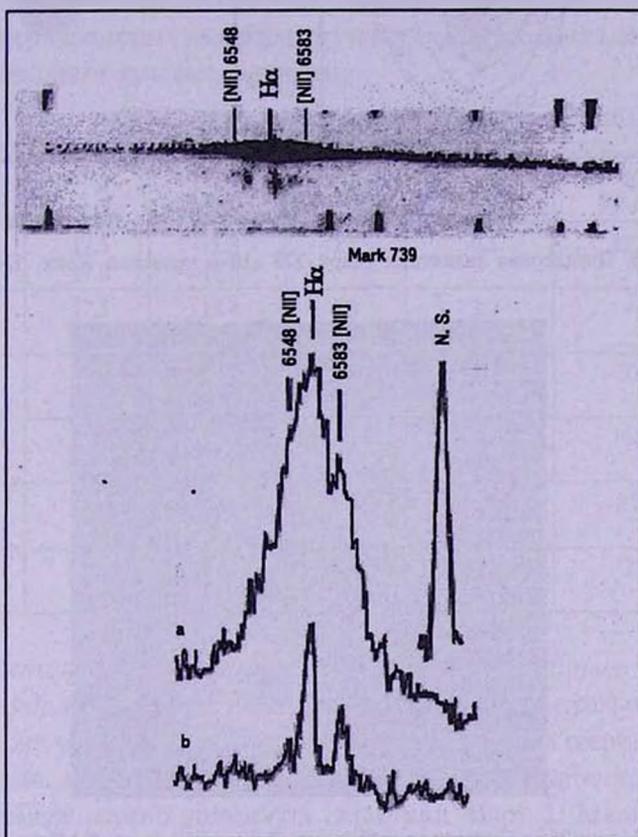


Рис.7. Марк 739.

действительно разительное. На рис.8 приведены фотографии Марк 273, полученные на 10-м телескопе Кекк, где прекрасно выделяются два тесно расположенных ядра.

Наконец, на рис.9а приведена фотография одного из объектов, уникального не только среди УФ-галактик, но и среди внегалактических объектов вообще - Марк 266. Снимок получен на 2.6-м телескопе БАО в лучах  $H\alpha$ , на который наложен спектр галактики в той же эмиссионной

линии. Спектр в линии  $H\alpha$  получен на том же телескопе с помощью системы "Тигр". На рис.9b впервые приводится уникальный спектр двух ядер Марк 266 в спектральной области  $H\alpha$ , полученный двойным спектро-

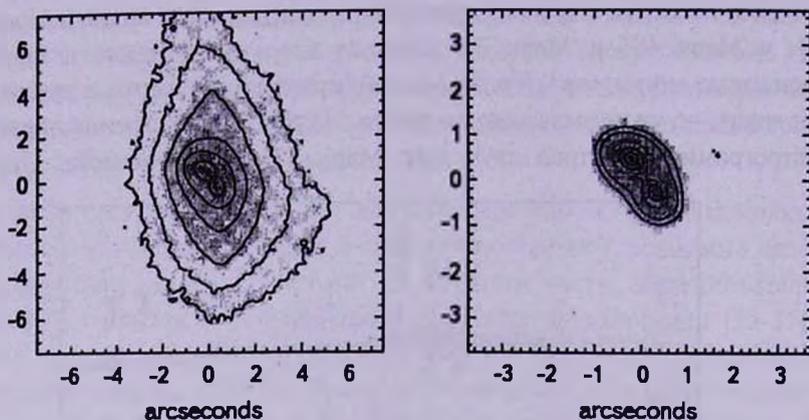


Рис.8. Двухядерная галактика Марк 273 (10-м телескоп Кекк, К-банд).

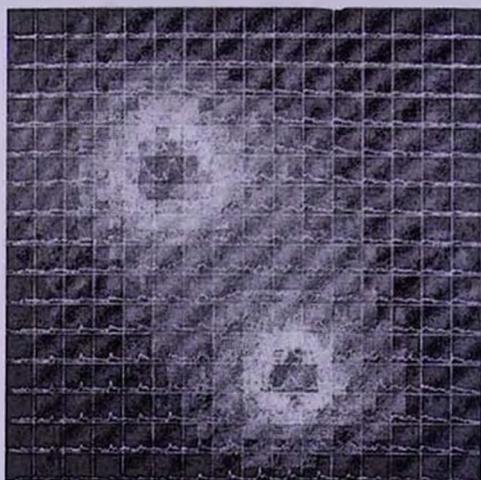


Рис.9а. Марк 266. Снимок получен на 2,6-м телескопе БАО в лучах  $H\alpha$ , на который наложен спектр галактики в той же эмиссионной линии.



Рис.9б. Уникальный спектр двух ядер Марк 266 в спектральной области  $H\alpha$ , полученный двойным спектрографом 5-м телескопа Паломарской обсерватории.

графом 5-м телескопа Паломарской обсерватории. Вместе с яркой эмиссионной линией  $H\alpha$  прекрасно видны яркие широкие запрещенные эмиссионные линии азота  $[NII]\lambda\lambda 6548/6583$  и серы  $[SII]\lambda\lambda 6717/6731$ .

Первая крупномасштабная фотография этой галактики и ее спектр были получены в БАО [39]. Впервые было показано, что оба ядра имеют яркие и широкие эмиссионные линии, т.е. признаки, характерные для сейфертовских галактик. Впоследствии исследованием этой уникальной галактики занимались многие авторы [40-47].

Ниже, в табл.1 приведены данные о видимых и абсолютных звездных величинах ядер некоторых двуядерных галактик, расстояния между ядрами и их относительные лучевые скорости.

Таблица 1

Mark No	$m_{\text{н}}$	$M_{\text{pg}}$	$d''$	$d$ кпк	$V_r$ км/с
266	17.5 17.8	-17.8 -17.5	12	6.5	127
273	17.5 18.2	-18.4 -17.7	4.3	3.2	-
463	17.0 17.2	-19.5 -19.3	4.5	4.3	50
673	16.2 16.2	-19.6 -19.6	5.3	3.7	166
739	16.2 17.0	-19.1 -18.3	6.6	3.8	85
789	16.0 18.0	-19.5 -17.5	4.1	2.5	2

**6. Галактики со сложным ядром (многоядерные или расщепленные ядра).** Детальное исследование объектов, центральные области которых состоят, в основном, из нескольких сгущений типа сверхассоциаций, является весьма актуальным. Число таких галактик достаточно велико. В качестве примера можно упомянуть галактики Марк 7, Марк 8 [48,49], Марк 171 [50], Марк 277 [51], Марк 325 [52] и др. В настоящее время, в основном, рассматриваются две наиболее вероятные возможности для объяснения физической природы этих объектов. Они возникают:

а) вследствие активных физических процессов, происходящих в центральной области (в ядре) одиночной галактики, согласно концепции Амбарцумяна; б) в результате сближения, слияния и мерджинга двух или нескольких физически независимых галактик при произвольном и хаотическом их движении в пространстве.

Ниже приведены данные, предположительно, говорящие в пользу идеи Амбарцумяна. Имеются многочисленные наблюдательные факты, подтверж-

дающие правильность 6-го пункта формы активности по Амбарцумяну, которая весьма часто ставится под сомнение. Остановимся на результатах наблюдательных данных, полученных в последнее время в БАО.

В первую очередь, следует еще раз представить очень интересную систему внегалактических объектов в области галактик Марк 261 и 262, составляющих, по всей вероятности, физически связанную систему в небольшом относительно объеме порядка размеров нашей галактики ( $z=0.03$ ).

На рис.10 представлена фотография этой системы, полученная в первичном фокусе 5-м Паломарского телескопа. Кроме Марк 261 и 262 на рисунке представлены объекты "a", "b", "c", "d", "e", "f". История этой системы довольно интересная. На PSS картах объекты "a" и "b" выглядят как две слившиеся звезды примерно 18 видимой звездной величины. На ее необычный вид (голубой цвет) обратили внимание в [53]. Затем спектр этих звезд был

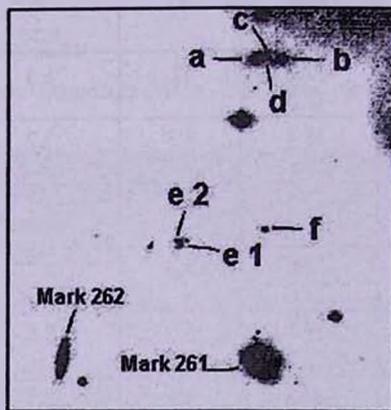


Рис.10. Фотография системы галактик в области Марк 261 и 262, полученная в первичном фокусе 5м Паломарского телескопа.

получен на том же 5-м. телескопе, но с небольшой дисперсией (порядка  $400 \text{ \AA}/\text{mm}$ )[54]. Результат был неожиданный: оказалось, что это не звезды, а внегалактические объекты с яркими эмиссионными линиями в спектре и с красным смещением порядка 0.03, как у Марк 261 и 262. Причем, спектры оказались до такой степени идентичными, что они получили название "объекты-близнецы" [54]. Но совершенно удивительным оказалось обнаружение между этими очень тесно расположенными объектами еще двух объектов ("c" и "d"), спектры которых, полученные на 6-м телескопе Специальной Астрофизической Обсерватории (САО) России, оказались совершенно идентичными не только между собой, но и со спектрами "a" и "b" (рис.11a, 11b).

Неожиданным стало открытие того, что объект "e" также оказался внегалактическим и двойным, и в его спектре наблюдаются те же эмиссионные линии, что и во всех вышеописанных объектах "a", "b", "c",

"d" (рис.11с). Марк 261 также оказалась галактикой с двойным ядром [44,55]. Таким образом, данная уникальная система состоит из трех галактик с идентичными спектрами: "объекты близнецы", состоящие из четырех сгущений (ядер); объект "е"-галактика с двойным ядром; Марк 261-галактика с двойным ядром плюс УФ-галактика Марк 262.

Вторая из многоядерных галактик, которая заслуживает внимания, является Марк 8, впервые детально исследованная спектрофотометрически

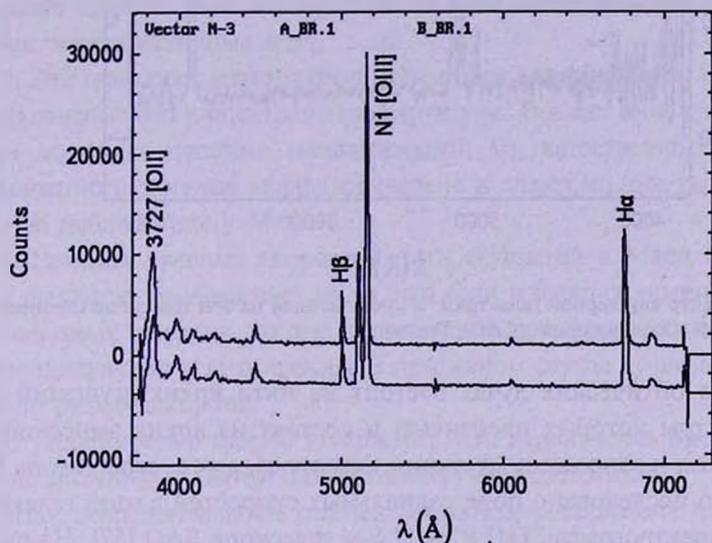


Рис.11а. Спектры объектов "а" и "б", полученные на 6-м телескопе Специальной Астрофизической Обсерватории (САО) России.

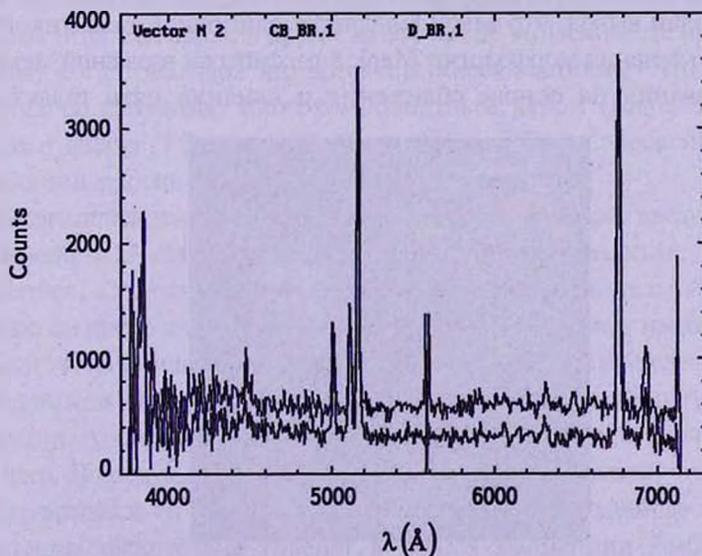


Рис.11б. Спектры объектов "с" и "д", полученные на 6-м телескопе Специальной Астрофизической Обсерватории (САО) России.

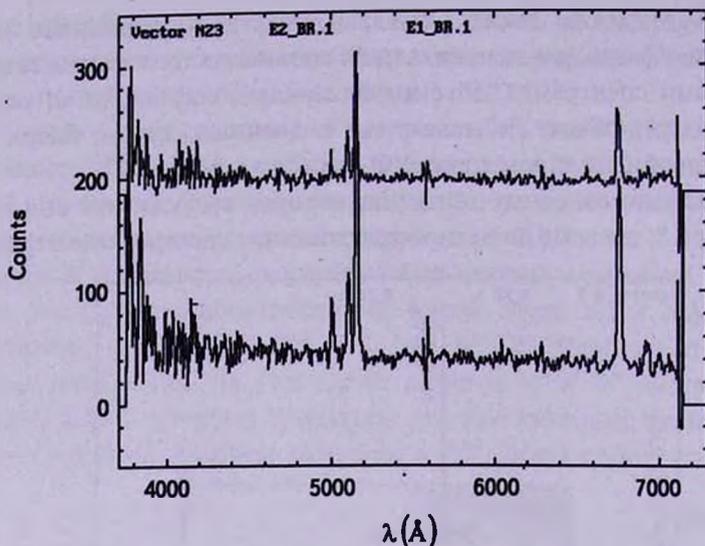


Рис.11с. Спектр двойдерной галактики "е", полученный на 6-м телескопе Специальной Астрофизической Обсерватории (САО) России.

в [56]. Она в оптических лучах состоит из пяти ярких сгущений (см. рис.12), спектры которых идентичны и состоят из ярких эмиссионных линий водорода и запрещенных линий кислорода, азота, серы, неона [56]. В 2008г. было исследовано поле радиальных скоростей в этой галактике с помощью спектрографа "ТИГР" на 2.6-м телескопе БАО [57]. На рис.12 на изображения сгущений Марк 8 спроектированы профили эмиссионных линий  $H\alpha$ . По кривой вращения, построенной по эмиссионной линии  $H\alpha$ , был сделан вывод, что Марк 8 является одиночной галактикой [57]. В [58] для объяснения морфологии Марк 8 рассмотрен взрывной механизм звездообразования на основе сближения и слияния пяти галактик. О

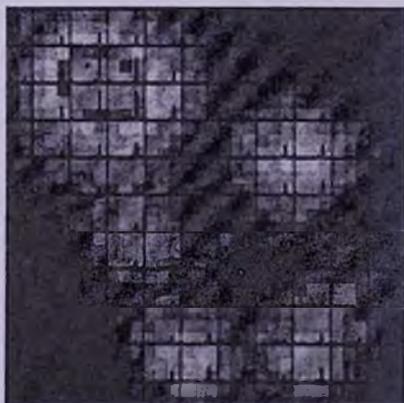


Рис.12. Снимок Марк 8, на который спроектированы профили эмиссионных линий  $H\alpha$  (2.6-м телескоп БАО, "ВАГР").

слиянии галактик отмечается и в некоторых других работах. Однако в ряде работ [59-61] взаимодействующая природа Марк 8 не отмечается.

Следующие аргументы также говорят против заключения о природе Марк 8, как о результате сближения и слияния независимых пяти галактик.

1. Все основные сгущения в ней почти идентичны по своим физическим параметрам (морфология, эмиссионный спектр). Следовательно, до слияния они также должны были иметь идентичные физические характеристики, т.е. до факта слияния они являлись активными галактиками или, в крайнем случае, имели активные ядра.

2. Эти галактики должны были сблизиться одновременно, сохраняя свою морфологическую и спектральную структуру. Так как они, предполагается, были до факта слияния независимыми, то, естественно, могли иметь совершенно различные морфологические и спектральные характеристики, чего не наблюдается у Марк 8.

3. Разница лучевых скоростей пяти сгущений в Марк 8 небольшая. Этот факт просто указывает на то, что если и было сближение и слияние независимых галактик, то оно происходило примерно в одной плоскости перпендикулярно к лучу зрения. В противном случае лучевые скорости их сильно различались бы.

С уверенностью можно утверждать, что вероятность протекания трех вышеописанных событий одновременно ничтожно мала.

Итак, несостоятельность гипотезы столкновения доказана: для двуйдерных радиогалактик; для активных двуйдерных галактик, у которых оба ядра имеют идентичные эмиссионные спектры, и, тем более, для тех случаев, когда оба ядра показывают признаки сейфертовских галактик или одно ядро является типа Сейферта, а другое имеет яркие эмиссионные линии; для тех случаев, когда оба ядра являются сверхассоциациями. Что же касается галактик со сложным, многокомпонентным ядром (Марк 8) и системы галактик вокруг УФ-галактик Марк 261 и 262, то здесь нет серьезных возражений против их совместного возникновения.

Выдающийся голландский астроном Ян Оорт высказал следующее мнение о концепции Амбарцумяна об активности ядер галактик: "Я перестаю удивляться, как одна за другой подтверждаются гипотезы Амбарцумяна, которые он пророчески сделал много лет назад. По моему мнению, наиболее важный вклад советских ученых в астрономию представляют собой исследования академика В.А. Амбарцумяна о роли ядер галактик в их эволюции. Амбарцумян первый обратил внимание на загадочную природу этих ядер. Последующие открытия достаточно ясно показали, что интуитивная догадка армянского ученого была правильной". Приведенные выше данные достаточно убедительно говорят в пользу концепции Амбарцумяна об активности ядер галактик, что и являлось основной целью этой статьи.

В заключение уместно привести два известных изречения Амбарцумяна: "Правильно подходить к научным вопросам, особенно фундаментальным, значит, прежде всего, суметь обнаружить предвзятость укоренившегося мнения, и суметь вовремя отказаться от него. Предвзятые мнения часто препятствуют правильным выводам, даже если последние определенным образом подтверждаются наблюдениями. Когда наука вторгается в новую область явлений, она находит неожиданные, качественно новые закономерности, выходящие за пределы прежних представлений". И еще: "В отличие от тех, кто полагает, будто почти все фундаментальные законы природы уже открыты и осталось в этой области лишь кое-что доделать, зашить некоторые прорехи, я думаю, что XXI век будет веком открытия принципиально новых аспектов явлений природы, и XXXI век будет полон новыми фундаментальными открытиями".

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

## AMBARTSUMIAN'S CONCEPTION OF THE ACTIVITY OF NUCLEI OF GALAXIES

E.Ye.KHACHIKIAN

Victor Ambartsumian himself in the series of his brilliant scientific ideas in particular selects the conception of activity of nucleus of galaxies, which was suggested more than half of century ago. Precisely this idea of Ambartsumian in the National Academy of Sciences of USA has been valued (*considered*) as revolutionary idea of the Copernicus scale. Nevertheless in order to be recognized this conception passed same difficulties. But the main principles of this conception have been not recognized unreservedly among the intimate circles of astronomers. Here is opportunely to quote the following words of well-known American astronomer Alan Sandage: "No one astronomer will deny today that indeed the mystery surround the nuclei of galaxies and the V.Ambartsumian was the first who recognized how splendid gifts contains in this treasury". The main aim of this article is to acquaint the reader with the key stages of formation and development of V.Ambartsumian conception on activity of nuclei of galaxies as well as the role of Armenian and foreign astronomers in this process. We give also the brief survey of published works carried out in Byurakan and other observatories on this subject.

Key words: *galaxies:V.Ambartsumian conception on activity of nuclei of galaxies:Seyfert galaxies:UV-excess galaxies*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *C.Seyfert*, *Astrophys. J.*, 97, 28, 1943.
2. *В.А.Амбарцумян*, "Некоторые замечания о кратных галактиках". (Сообщение на симпозиуме МАС в Дублине), Ереван, 1955.
3. *В.А.Амбарцумян*, ДАН Арм.ССР., 23, 161, 1956.
4. *В.А.Амбарцумян*, Изв. АН Арм.ССР, 9, 23, 1956.
5. *В.А.Амбарцумян*, Труды пятого совещания по вопросам космогонии, с.413, М., 1956.
6. *В.А.Амбарцумян, Р.К.Шахбазян*, ДАН Арм.ССР, 25, 185, 1957.
7. *В.А.Амбарцумян*, ДАН Арм.ССР, 26, 73, 1958.
8. *V.A.Ambartsumian*, Proceedings of the eleventh General Assembly of IAU 1961. London, New York Acad. Press, 1962, pp.145-160.
9. *V.A.Ambartsumian*, The structure and evolution of galaxies. London-New York-Sydney. Interscience publication, 1965, pp.1-16.
10. *V.A.Ambartsumian*, Proceedings of the twelfth GA of IAU. London-New York, Academ. Press, 1966, pp.578-581.
11. *В.А.Амбарцумян*, МАС, № 29, 1968, с.11-20.
12. *В.А.Амбарцумян, Р.К.Шахбазян*, ДАН Арм.ССР, 26, 277, 1958.
13. *V.A.Ambartsumian*, La Structure et l'Evolution de l'Univers (Brussels: R. Stoopa), 1958, p.241.
14. *C.R.Lynds, A.R.Sandage*, *Astrophys. J.*, 137, 1005, 1963.
15. *Б.Е.Маркарян*, *Астрофизика*, 3, 55, 1967.
16. *Е.Е.Хачикян*, *Astron. J.*, 73, 891, 1968.
17. *Э.Е.Хачикян, Д.Видман*, *Астрофизика*, 4, 587, 1968.
18. *Э.Е.Хачикян, Д.Видман*, *Астрофизика*, 5, 113, 1969.
19. *Э.Е.Хачикян, Д.Видман*, *Астрофизика*, 7, 389, 1971.
20. *В.А.Амбарцумян*, "Эпизоды жизни", Изд. "Гитутюн" НАН РА, 2001, с.78.
21. *J.Hopkins*, Glossary of Astronomy and Astrophysics, The University of Chicago Press, 1976.
22. *Е.Е.Хачикян*, *Proceed. IAU Sym. No121*, p.65, 1987.
23. *М.А.Казарян, Ж.Р.Мартиросян*, *Астрофизика*, 44, 207, 2001.
24. *Э.Е.Хачикян, Д.Видман*, *Астрон. Циркуляр*, No 591, с.2, 1970.
25. *Е.Е.Хачикян, D.Weedman*, *Astrophys. J.*, 164, L 109, 1971.
26. *В.Амбарцумян, Э.Хачикян, Н.Енгибарян*, *Астрофизика*, 41, 321, 1998.
27. *Е.Хачикян, N.Yengibarian*, ASP-CS Conference, vol.360, 2005, p.259.
28. *М.А.Казарян*, *Астрофизика*, 37, 1, 1994.
29. *Г.Арт, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 10, 17, 1974.
30. *Э.Е.Хачикян, К.А.Саакян*, *Астрофизика*, 11, 207, 1975.
31. *А.Р.Петросян, К.А.Саакян, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 19, 619, 1983.
32. *А.Р.Петросян, К.А.Саакян, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 20, 51, 1984.
33. *А.Р.Петросян, К.А.Саакян, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика* 21, 557, 1984.
34. *L.Searle, W.L.W.Sargent*, *Astrophys. J.*, 173, 25, 1972.
35. *А.Р.Петросян, К.А.Саакян, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 14, 69, 1978.

36. *А.Р.Петросян, К.А.Саакан, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 15, 209, 1979.
37. *А.Р.Петросян, К.А.Саакан, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 15, 373, 1979.
38. *Ю.Коровяковский, А.Петросян, К.Саакян, Э.Хачикян*, *Астрофизика*, 17, 231, 1981.
39. *А.Р.Петросян, К.А.Саакан, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 16, 621, 1980.
40. *W.Kollatschny, P.Kowalsch*, *Astron. Astrophys.*, 336, L21, 1998.
41. *W.Kollatschny, K.J.Fricke*, *Astron. Astrophys.*, 135, 171, 1984.
42. *J.B.Hutchings, S.G.Neff, J.H. van Gorkom*, *Astron. J.*, 96, 1227, 1988.
43. *R.Davies, M.Ward, H.Sugai*, *Astrophys. J.*, 535, 735, 2000.
44. *E.Khachikian et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 368, 461, 2006.
45. *A.M.Read, T.J.Ponman*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 286, 626, 1997.
46. *A.M.Read*, *Proceed UK NA Meeting*, <http://www.star.bris.ac.uk/nam/index.html>, 2002.
47. *J.M.Mazzarella et al.*, *Astrophys. J.*, 333, 168, 1988.
48. *Э.Е.Хачикян, А.Н.Буренков*, *Астрофизика*, 19, 826, 1987.
49. *А.Н.Буренков, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 32, 245, 1990.
50. *Н.К.Андреасян, Н.Буренков, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 25, 507, 1986.
51. *Н.К.Андреасян, Н.Буренков, Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 27, 103, 1987.
52. *А.Н.Буренков, Е.А.Назаров, Э.Е.Хачикян*, *Астрофиз. исслед. Известия САО*, 32, 1990.
53. *Дж.Айдман, А.Т.Каллоглян*, *Астрофизика*, 9, 71, 1973.
54. *Г.Арп, Э.Е.Хачикян, Дж.Айдман*, *Астрофизика*, 10, 7, 1974.
55. *Э.Е.Хачикян, Л.Саркисян*, *Астрофизика*, 48, 503, 2005.
56. *Э.Е.Хачикян*, *Астрофизика*, 8, 529, 1972.
57. *Э.Е.Хачикян, Т.А.Мовсесян*, *Астрофизика*, 51, 543, 2008.
58. *C.J.Coselice et al.*, *Astron. Astrophys.*, 354, L21, 2000.
59. *J.Huchra, W.L.W.Sargent*, *Astrophys. J.*, 186, 433, 1973.
60. *D.Kunth, M.Joubert*, *Astron. Astrophys.*, 142, 411, 1987.
61. *D.Schaerer, T.Contini, M.Pindao*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 136, 15, 1999.

К 100-летию со дня рождения  
академика В.А.Амбарцумяна

## СВЕРХПЛОТНЫЕ ЗВЕЗДЫ, СОДЕРЖАЩИЕ СТРАННЫЕ БАРИОНЫ

Ю.Л.ВАРТАНЯН

Поступила 20 ноября 2009

Статья имеет обзорный характер и посвящена столетию В.А.Амбарцумяна. Автор, который является одним из первых учеников В.А.Амбарцумяна и Г.С.Саакяна по сверхплотной космогонии, приводит результаты своих первых исследований, выполненных совместно с Г.С.Саакяном и опубликованных сразу после основополагающих работ своих учителей, которые дополняли эти исследования. Приводятся также результаты исследований автора, выполненные с соавторами, относящиеся к сверхплотным звездам, содержащим странные кварки.

Ключевые слова: *странные звезды: странные карлики.устойчивость*

1. *Введение.* В научном наследии В.А.Амбарцумяна особое место занимают идеи, связанные со сверхплотной космогонией. На основе теоретического анализа наблюдений звездных ассоциаций и бурных процессов, происходящих в ядрах галактик, Амбарцумян выдвинул гипотезу о дозвездной материи [1-4]. В отличие от общепринятой точки зрения, согласно которой звезды формируются в результате конденсации диффузной материи, эта гипотеза исходила из представления о существовании массивных тел - протозвезд, неизвестной природы, в результате распада которых формируются звезды в ассоциациях. В [1-4] делался вывод, что массивные протозвезды должны были обладать очень высокой плотностью материи.

В начале шестидесятых годов прошлого столетия были опубликованы исследования В.А.Амбарцумяна и Г.С.Саакяна [5-7], посвященные физике нейтронных звезд, в которых вещество находится при плотностях порядка и выше ядерной. В то время пульсары еще не были обнаружены и нейтронным звездам были посвящены всего несколько работ Ландау [8], Бааде и Цвики [9], Оппенгеймера и Волкова [10], опубликованные в тридцатых годах того же столетия. Такие звезды рассматривались как гипотетические модели теоретической физики, в которых в отличие от обычных звезд гравитации противодействует не тепловое давление, а обусловленная принципом Паули квантовая упругость нейтронов и небольшого числа протонов и электронов. Так как в слабых взаимодействиях

странность не сохраняется, Амбарцумян и Саакян заметили, что при сверхядерных плотностях с увеличением импульса Ферми нейтронов, протонов и электронов, энергетически выгоднее в центральных областях нейтронных звезд стабилизация также тяжелых барионов - гиперонов. Стабилизация гиперонов заинтересовала Амбарцумяна прежде всего в энергетическом аспекте, так как последние на триста электронных масс тяжелее нуклонов. Поэтому при переходе от плотного состояния к разряженному, которое предполагалось в его космогонической схеме, тяжелые барионы могли служить мощным источником выделения энергии. В пределах общепринятых законов физики эти надежды не оправдались, так как гипероны стабилизируются лишь в сильном гравитационном поле и поэтому не могли быть источником выделения энергии. Кроме того, наличие шварцшильдовской сингулярности в общей теории относительности приводило к ограничению средней плотности массивных гипотетических протозвезд, которая не могла быть выше  $\bar{\rho} = 2 \cdot 10^{16} \text{ г/см}^3 (M_{\odot}/M)^2$ . Несмотря на такое несоответствие основных положений космогонической гипотезы Амбарцумяна с теоретическими выкладками исследования по барионным звездам Амбарцумяна и Саакяна [5-7] после более чем двадцатилетнего перерыва возродили интерес к физике нейтронных звезд, которая после открытия пульсаров в 1968г. стала одной из актуальных направлений не только теоретической физики и астрофизики, но и наблюдательной астрономии. Конечно, этому прежде всего способствовали новейшие достижения ядерной физики и физики элементарных частиц во второй половине прошлого столетия. Экстремальные физические условия, существующие в нейтронных звездах, делали их естественными лабораториями для проверки различных теоретических моделей физики элементарных частиц при сверхвысоких энергиях, которые невозможно осуществить в земных условиях.

В данной статье автор, который является одним из первых учеников В.А.Амбарцумяна и Г.С.Саакяна по физике нейтронных звезд, приводит результаты своих первых исследований в этом направлении, выполненных в соавторстве с Саакяном [11,12], которые были опубликованы сразу после выхода [5-7] и во многом дополняли эти работы, а также результаты своих работ, выполненные в последние годы в соавторстве, посвященные сверхплотным звездам, содержащим странные кварки. Такой выбор ни в коем случае не умаляет значения, полученных другими исследователями результатов, а служит лишь данью автору памяти своих учителей и преследует цель подчеркнуть их большие заслуги в становлении физики сверхплотных звезд.

2. *Основные уравнения. Гиперонные конфигурации.* Для нахождения основных параметров сферически-симметрических сверхплотных звезд, необходимо проинтегрировать релятивистские уравнения звездного равновесия (уравнения Толмена-Оппенгеймера-Волкова, "TOV") [10,13], дополненные уравнениями для определения релятивистского момента инерции [14,15]. Следуя [16], запишем эти уравнения в следующем виде

$$dP/dr = -0.5 r_g m \rho r^{-2} (1 + P/\rho) (1 + br^3 P/m) / (1 - r_g m/r), \quad (1)$$

$$dm/dr = b \rho r^2, \quad (2)$$

$$dm_0/dr = b \rho_0 r^2 / (1 - r_g m/r)^{1/2}, \quad (3)$$

$$dm_p/dr = b \rho r^2 / (1 - r_g m/r)^{1/2}, \quad (4)$$

$$d v^* / dr = r_g m r^{-2} (1 + br^3 P/m) / (1 - r_g m/r), \quad (5)$$

$$d \omega / dr = 3 r_g r^{-4} e^{v^*/2} / (1 - r_g m/r)^{1/2}, \quad (6)$$

$$dl/dr = 2/3 b \omega \rho r^4 (1 + P/\rho) e^{-v^*/2} / (1 - r_g m/r)^{1/2}. \quad (7)$$

Здесь  $P$  - давление,  $\rho$  - плотность полной энергии,  $\rho_0$  - плотность массы покоя,  $m(r)$  - накопленная в сфере радиуса  $r$  масса,  $m(R) \equiv M$ , где  $M$  - полная масса звезды,  $R$  - ее радиус, который определяется из условия  $P(R) = 0$ . При этом  $M_0 \equiv m_0(R) = m^* B$ , где  $B$  - полное число барионов в звезде.  $M_p \equiv m_p(R)$  - собственная масса. Через эту величину в ньютоновском пределе определяется как гравитационная энергия  $E_G$

$(E_G = M - M_p, E_G = (G/c^2) \int_0^M m(r) dm/r)$ , так и полная внутренняя энергия  $E_{in} (E_{in} = M_p - M_0, E_{in} = (1/c^2) \int_0^R n \epsilon dV)$ .

Для статического сферически-симметрического гравитационного поля, для которого выписаны уравнения (1)-(7), метрика имеет вид  $ds^2 = e^{v(r)} dt^2 - e^{\lambda(r)} dr^2 - r^2 (d\vartheta^2 + \sin^2 \vartheta d\varphi^2)$ . Радиальная компонента метрического тензора  $e^{\lambda(r)}$  определяется через накопленную массу  $m(r)$  соотношением  $e^{\lambda(r)} = (1 - r_g m/r)^{-1}$ , а временная компонента  $e^{v(r)}$  связана с  $v^*$ , определяемым (5), соотношением

$$e^{v(r)} = (1 - r_g M/R) e^{v^*(r) - v^*(R)}. \quad (8)$$

Через  $e^{v(r)}$  можно вычислить гравитационное красное смещение с поверхности звезды  $Z = \Delta\lambda/\lambda = e^{-v(R)/2} - 1$ . Истинный радиус определяется выражением  $R^* = \int_0^R e^{\lambda(r)/2} dr$ .

Уравнения (6) и (7) служат для определения релятивистского момента инерции  $I = I(R)/\Omega$  [14,15], где

$$\Omega = \omega(R) e^{-v^*(R)/2} (1 - r_g M/R)^{1/2} + r_g l(R)/R. \quad (9)$$

Плотность массы покоя  $\rho_0 = m^* c^2 n$ ,  $m^* = M(\text{Fe}^{56}/56)$ , где  $M(\text{Fe}^{56})$  - масса ядра железа, а  $n$  - полная концентрация барионов (число барионов в единице объема). Давление  $P$  и плотность энергии  $\rho$  связаны уравнением состояния, которое обычно задается в параметрическом виде в зависимости от  $n$

$$P = n^2 d\mathcal{E}(n)/dn, \quad (10)$$

$$\rho = \rho_0 (1 + \mathcal{E}(n)/m^* c^2), \quad (11)$$

где  $\mathcal{E}(n)$  - средняя энергия, приходящая на барион. При вычислении  $P$ ,  $\rho$  и  $\rho_0$  удобно пользоваться системой единиц

$$m_\pi = \hbar = c = 1, \quad (12)$$

где  $m_\pi$  - масса  $\pi$  мезона,  $\hbar$  - постоянная Планка, деленная на  $2\pi$ ,  $c$  - скорость света.

В (1)-(7)  $P$ ,  $\rho$  и  $\rho_0$  выражены в системе единиц (12),  $m$ ,  $m_0$ ,  $m_p$  - в солнечных массах  $M_\odot$ ,  $r$  - в км, момент инерции  $I$  в  $M_\odot \text{ км}^2$  (т.е. в единицах  $1.989 \cdot 10^{43} \text{ г см}^2$ ). Коэффициент  $r_g = 2GM_\odot/c^2 = 2.949 \text{ км}$  - гравитационный радиус Солнца. Возникновение этого коэффициента в (1)-(7) очевидно и не требует отдельных объяснений. Коэффициент  $b = 5.546 \cdot 10^{-4}$  и обусловлен следующим. Рассмотрим для примера множитель выражения (1), который содержит этот коэффициент:  $1 + br^3 P/m$ . Если пользоваться системой CGS, то имеем  $1 + 4\pi r^3 P/mc^2$ . Следовательно  $b = 4\pi r_n^3 P_n/M_n c^2$ , где  $r_n$ ,  $P_n$  и  $M_n$  - переводные коэффициенты от CGS к используемой системе единиц. Подставляя значения переводных коэффициентов  $r_n = 10^5$ ,  $M_n = 1.989 \cdot 10^{33}$ ,  $P_n = m_\pi c^2 / \lambda_\pi^3 = 7.9 \cdot 10^{34}$  ( $\lambda_\pi = \hbar/m_\pi c$ ) в выражение  $b$ , получим:  $b = 5.546 \cdot 10^{-4}$ . Аналогично можно объяснить возникновение этого коэффициента в остальных уравнениях системы (1)-(7).

Интегрирование начинается с центра конфигурации при  $r=0$ , где в качестве начального условия задается значение давления  $P(0)$  и из уравнения состояния ему соответствующие значения  $\rho(0)$  и  $\rho_0(0)$ , а также условия  $m(0) = m_0(0) = m_p(0) = v^*(0) = I(0) = 0$ . Значение  $\omega(0)$  задается произвольно, например  $\omega(0) = 1$ . Интегрирование заканчивается при  $r=R$ , когда

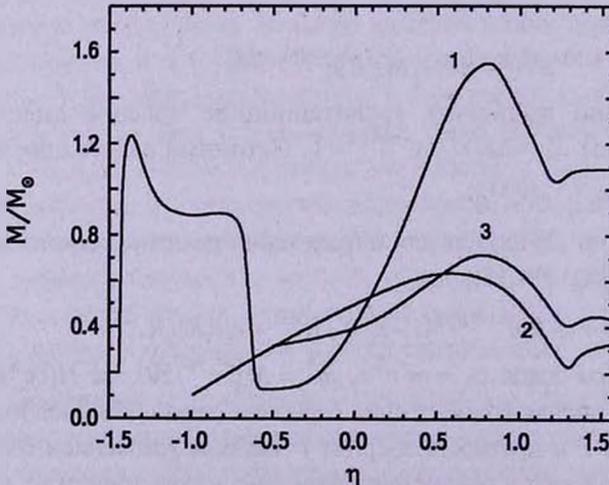


Рис.1. Зависимость массы барионных конфигураций от плотности в центре  $\rho_c$ ,  $\eta = \text{arctg} \log(\rho_c/\rho_n)$ ,  $\rho_n$  - ядерная плотность. Кривая 1 относится к конфигурациям, содержащим гипероны с учетом ядерного взаимодействия [12], кривая 2 - к гиперонным конфигурациям без учета взаимодействия [6], кривая 3 - к идеальному газу нейтронов [10].

$P(R) = 0$ . В результате интегрирования основных уравнений (1)-(7) становится возможным найти в зависимости от плотности (или давления) в центре интегральные параметры сверхплотных звезд: массу  $M$ , массу покоя  $M_0$  (или полное число барионов  $B$ ,  $M_0 = m^* B$ ), собственную массу  $M_p$ , координатный радиус  $R$ , истинный радиус  $R^*$ , момент инерции  $I$ , а также ход изменения функций  $P(r)$ ,  $\rho(r)$ ,  $n(r)$ ,  $m(r)$ ,  $B(r)$ ,  $\lambda(r)$  и  $v(r)$ .

В упомянутых исследованиях барионных звезд Амбарцумяна и Саакяна [5-7] детально была рассмотрена модель идеального газа - не учитывалось взаимодействие между барионами. В этой модели максимальная масса оказывалась  $0.63 M_\odot$ , т.е. ниже аналогичной величины для нейтронных звезд, равной  $0.71 M_\odot$  [10] (см. рис.1). Кроме того, в модели идеального газа гипероны в основном стабилизируются при плотностях выше плотности в центре конфигурации с максимальной массой, что означало их отсутствие в недрах устойчивых барионных звезд. Поэтому Г.С.Саакян и автор данной статьи в исследованиях [11,12] рассмотрели как повлияет на эти результаты учет взаимодействия между барионами. Из-за трудностей теории сильного взаимодействия этот учет был осуществлен модельной экстраполяцией экспериментальных данных в уравнении состояния. Было показано [11], что учет взаимодействия понижал пороги стабилизации гиперонов, делая их ниже центральной плотности конфигурации с максимальной массой.

Для исследования возможных эволюционных путей образования, устойчивости, наблюдательных проявлений сверхплотных звезд, существенно исследование зависимости массы и других интегральных параметров (радиус, полное число барионов, энергия связи, момент инерции) от центральной плотности (или центрального давления) при изменении последней от значений, имеющих в белых карликах, до бесконечно больших значений. Впервые такое исследование для идеального газа было проведено в [17], а для взаимодействующих барионов в [12]. На рис.1 по результатам [12] приведена зависимость массы от центральной плотности - кривая 1. Данные, относящиеся к белым карликам, взяты из [18]. Кривая 2 относится к модели идеального газа барионов [6], а кривая 3 - идеального газа нейтронов [10]. Чтобы охватить весь диапазон плотностей (включая бесконечно большую плотность в центре) по оси абсцисс отложена не плотность в центре  $\rho_c$ , а параметр  $\eta = \arctg \log(\rho_c/\rho_n)$ , где  $\rho_n$  - ядерная плотность. Из этого рисунка видно, что учет взаимодействия в два с половиной раза увеличивает максимальную массу устойчивых барионных звезд, по сравнению с моделью идеального газа:  $M_{max} = 1.56 M_\odot$ . Это обусловлено тем, что уже при плотностях, слегка превышающих ядерную, между барионами действуют мощные силы отталкивания, которые складываются с градиентом давления, что приводит к увеличению массы конфигураций. В области же плотностей ниже ядерной, силы взаимодействия

имеют характер притяжения - они вычитываются из градиента давления, поэтому здесь масса оказывается ниже, чем в модели идеального газа.

Ограниченность массы устойчивых холодных сверхплотных конфигураций, в которых гравитационное притяжение уравнивается упругостью вырожденных электронов и барионов, как показал Ландау [8] еще до проведения для таких конфигураций численных расчетов, связана с релятивизацией электронов в области белых карликов и барионов - в области барионных звезд. Конфигурации, расположенные на восходящей ветви  $M(\rho_c)$  в области белых карликов и первой восходящей ветви в области барионных звезд - устойчивы. Расчеты [12,19] показали, что устойчивые барионные звезды в области  $0.6 \leq (M/M_\odot) \leq 1.56$  содержат гиперонное ядро, в котором сконцентрирована большая часть их массы. Из рис.1 видно, что кривая  $M(\rho_c)$  в области неустойчивости, т.е. за первым максимумом, имеет также целый ряд экстремальных точек. В [20] исследованием решений уравнений Эйнштейна было показано, что при стремлении центральной плотности к бесконечности кривая  $M(\rho_c)$  должна испытывать затухающие осцилляционные колебания.

Как уже было отмечено выше, в результате интегрирования основных уравнений (1)-(7) становится возможным вычислить полное число барионов  $B$  для различных конфигураций в зависимости от плотности энергии в центре  $\rho_c$ . Покажем, что экстремальные точки кривых  $B(\rho_c)$  и  $M(\rho_c)$  совпадают. Для этого рассмотрим изменение общей массы барионной конфигурации при добавлении к ней в некоторой точке  $r$  бесконечно малой массы [12]. Пусть плотность в этой точке такова, что могут существовать все возможные виды элементарных частиц. Изменение массы барионной звезды при этом будет

$$c^2 dM = \left( \sum_k E_k^{(0)} dn_k^{(0)} + \sum_k E_k^{(+)} dn_k^{(+)} + \sum_k E_k^{(-)} dn_k^{(-)} + \sum_l E_l dn_l \right) e^{v(r)/2}, \quad (13)$$

где  $E_k^{(0)}$ ,  $E_k^{(+)}$ ,  $E_k^{(-)}$  - граничные энергии Ферми для  $k$ -го сорта нейтральных, положительных и отрицательных барионов,  $dn_k^{(0)}$ ,  $dn_k^{(+)}$ ,  $dn_k^{(-)}$  - соответственно числа этих частиц, в присоединенной массе,  $E_l$  и  $dn_l$  - то же для лептонов. Воспользовавшись условием термодинамического равновесия в каждой точке звезды

$$E_k^{(0)} = E_n, \quad E_k^{(+)} = E_n - E_l, \quad E_k^{(-)} = E_n + E_l, \quad E_l = E_e, \quad (14)$$

где  $E_n$  и  $E_e$  - граничные энергии Ферми нейтронов и электронов, и учитывая условие электронейтральности, соотношение (13) сведется к виду

$$dM = (1/c^2) E_n e^{v(r)/2} dB, \quad (15)$$

где  $dB$  - полное число барионов в массе  $dM$ . Из условия термодинамического равновесия вдоль радиуса звезды имеем

$$E_n(r)e^{v(r)/2} = E_n(r_n)e^{v(r_n)/2} = m_n c^2 e^{v(r_n)/2}, \quad (16)$$

где  $r_n$  - радиус исчезновения нейтронов. Подставляя (16) в (15), получим

$$(dM/dB) = m_n e^{v(r_n)/2} = \text{const}, \quad (17)$$

откуда следует, что  $M(\rho_c)$  и  $B(\rho_c)$  имеют одни и те же экстремумы.

Для исследования устойчивости барионных конфигураций весьма наглядной является рассмотрение предложенной Амбарцумяном и Саакяном [6] зависимости массы от полного числа барионов, выраженной в массовых единицах ( $M_0 = m^* B$ ). На рис.2 приведена эта зависимость по данным [12] для барионных конфигураций с учетом в уравнении состояния

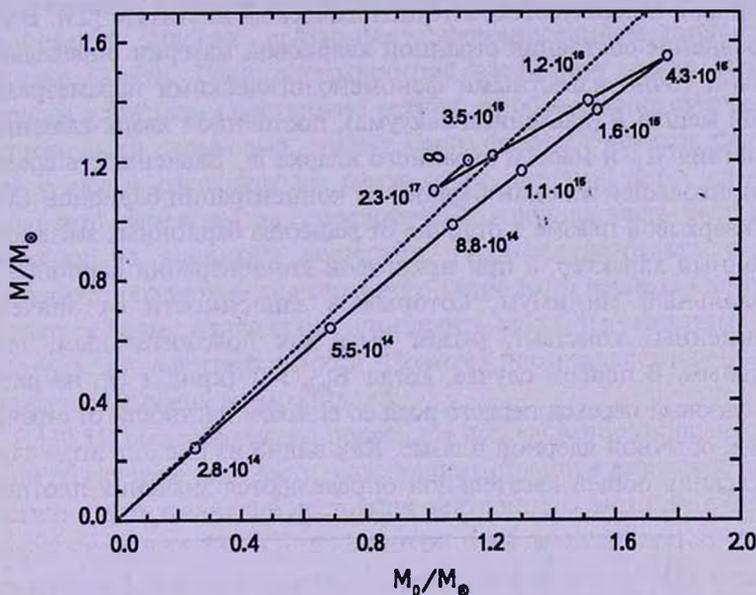


Рис.2. Зависимость массы  $M$  барионных конфигураций от полного числа барионов  $B$  ( $M_0 = m^* B$ ) [12]. Рядом с кружочками указаны значения плотности в центре соответствующих конфигураций в  $г/см^3$ .

взаимодействия барионов. Эта кривая при больших плотностях многозначна, т.е. одному и тому же значению  $B$  соответствуют два, а в некоторых областях и более, значения массы. Стабильными являются конфигурации, расположенные на нижней ветви. Переход от нижней ветви к верхней совершается не плавно, а через точки возврата [21]. Это непосредственно следует из (17). Действительно, так как  $v < 0$ , то производная  $dM/dB$  ограничена для всех значений  $B$ . Точки возврата кривой  $M(B)$  соответствуют экстремальным значениям  $M(\rho_c)$ .

На рис.2 пунктиром показана линия  $M_0 = m^* B$ . Как видно из рисунка имеются неустойчивые конфигурации, для которых  $M > M_0$ . Такие конфигурации энергетически неустойчивы относительно разлета вещества

на бесконечность. Однако спонтанный уход бариона на бесконечность невозможен, так как сумма гравитационного и химического потенциалов для каждой частицы меньше  $m_n c^2$ .

3. *Нейтронные звезды со странным кварковым ядром.* Новый интерес к сверхплотным звездам, состоящим из имеющих странность вырожденных барионов, возник в начале восьмидесятых годов прошлого столетия в связи с кварковой структурой адронов. В [22-24] было показано, что при сверхядерных плотностях странная кварковая фаза энергетически выгоднее по сравнению с обычной ядерной материей. Одной из общепринятых моделей удержания кварков является модель мешка, разработанная в Массачусетском технологическом институте [25]. В этой модели уравнение состояния странной кварковой материи определяется недостаточно точно известными феноменологическими параметрами - постоянной мешка  $B$  (давлением вакуума), постоянной кварк-глюонного взаимодействия  $\alpha_c$  и массой странного кварка  $m_s$ . Зависимость средней энергии, приходящей на один барион, от концентрации барионов  $\mathcal{E}(n)$  в странной кварковой плазме в отличие от вещества барионных звезд имеет не монотонный характер, а при некоторой концентрации барионов  $n_{min}$  имеет локальный минимум, который в зависимости от значений вышеприведенных констант, может быть как положительным, так и отрицательным. В первом случае, когда  $\mathcal{E}_{min} > 0$  (кривая  $Q_1$ , на рис.3), возможен фазовый переход первого рода со скачком плотности от странной кварковой к обычной ядерной плазме. Как видно из рис.3, в этом случае точками касания общей касательной определяются значения плотности

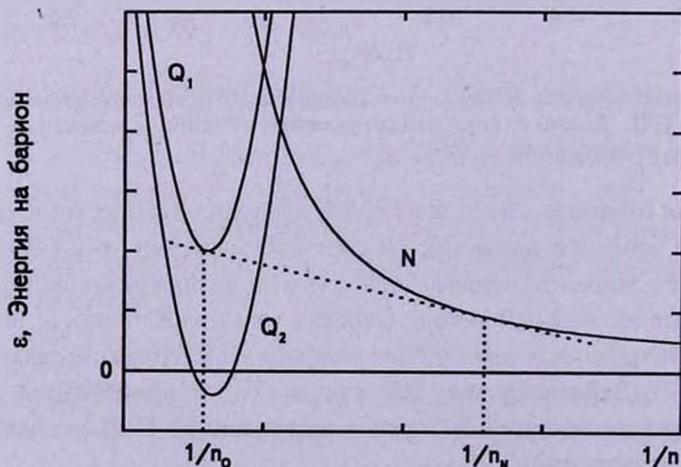


Рис.3. Зависимость приходящей на барион средней энергии  $\mathcal{E}$  от удельного объема  $1/n$  для нейтронно-ядерного (кривая  $N$ ) и странного кваркового (кривые  $Q_1$  и  $Q_2$ ) веществ. Пунктирная касательная показывает фазовый переход от нейтронно-ядерного вещества к кварковому,  $n_0$  и  $n_N$  - соответствующие концентрации барионов при фазовом переходе.

барионов  $n_N$  и  $n_Q$  при фазовом переходе. При осуществлении в природе этого набора констант странное кварковое вещество может существовать лишь в центральных областях нейтронных звезд. Такие нейтронные звезды принято называть гибридными звездами. В этой связи необходимо отметить возможность существования "смешанной фазы", в которой после появления кварков при непрерывном изменении плотности возникают кварковые образования разных конфигураций в виде каплеобразных, стержнеобразных и пластинообразных структур [26]. Образование "смешанной фазы" кваркового и ядерного вещества может быть энергетически предпочтительнее, чем фазовый переход первого рода от нуклонного состояния к кварковому, в зависимости от величины локальной поверхностной и кулоновской энергии, связанных с формированием вышеотмеченных структур [27-29]. Если поверхностное натяжение между кварковым и ядерным веществами достаточно велико, то образование смешанной фазы энергетически невыгодно - имеет место фазовый переход первого рода. В этом случае сверхплотная звезда будет иметь ядро из странного кваркового вещества, где сосредоточена основная часть массы звезды, и оболочку из ядерного вещества. Неопределенность в значении поверхностного натяжения странного кваркового вещества не позволяет в настоящее время однозначно определить какой из указанных вариантов реализуется в действительности. Поэтому представляет научный интерес исследование обеих возможностей.

В [30,31] было проведено подробное исследование гибридных конфигураций со скачком плотности, содержащих странное кварковое ядро. Путем сочетания трех уравнений состояния нейтронного вещества с относительно низкой, средней [32-35] и высокой [36] жесткостью с различными вариантами кварковой плазмы, рассмотренными в рамках модели мешка [25], построен широкий набор реалистических уравнений состояния с кварковым фазовым переходом. Показано, что такой переход осуществляется лишь для кварковых уравнений состояния с относительно низкой жесткостью (из рассмотренных - для трех с наименьшими значениями  $\mathcal{E}_{min}$ ). Для этих вариантов уравнений состояния интегрированием основных уравнений (1)-(7) найдены интегральные параметры сверхплотных звезд со скачком плотности от нейтронного вещества к кварковому. В этом случае удобно рассматривать для каждого уравнения состояния зависимость интегральных параметров не от центральной плотности  $\rho_c$ , а от непрерывного параметра - давления в центре  $P_c$ , что и сделано в [31]. Для таких конфигураций вид кривой зависимости массы от центрального давления (кривая  $M(P_c)$ ) определяется значениями релятивистского параметра скачка плотности  $\lambda$  [37,38]

$$\lambda = \rho_Q / (\rho_N + P_0). \quad (18)$$

Здесь  $\rho_N$  и  $\rho_Q$  - плотности энергии нуклонной и кварковой фаз,

соответствующие фазовому переходу,  $P_0$  - давление перехода. При  $\lambda < 3/2$  началу образования кваркового ядра в центре гибридной звезды соответствует излом на кривой  $M(P_c)$  без изменения знака производной. В случае же  $\lambda > 3/2$  излом характеризуется локальным зубцеобразным максимумом на восходящей ветви  $M(P_c)$ , т.е. у порога образования ядра кварковой фазы появляется нисходящая ветвь, все конфигурации которой нестабильны (так называемая нестабильность конфигураций с ядром малых масс). В отличие от [15] в нашем случае [31] этот излом перемещается в область малых масс. Из четырех уравнений состояния с  $\lambda > 3/2$  только в одном, у которого наибольшее из рассмотренных давление перехода, на кривой  $M(P_c)$  имеется лишь такой излом. В двух случаях, которые получаются при фазовом переходе от кваркового уравнения состояния с наименьшей жесткостью к нейтронным состояниям с низшей и средней жесткостью [32-35], на устойчивой ветви зависимости массы от центрального давления ( $dM/dP_c > 0$ ) в области малых масс после образования зубцеобразного максимума, обусловленного рождением кварков, образуется также новый локальный максимум с  $M_{max} = 0.082 M_\odot$  и  $R = 1250$  км. Для такой гибридной конфигурации масса и радиус кваркового ядра соответственно равны  $M_{core} = 0.005 M_\odot$ ,  $R_{core} = 1.7$  км [39]. В этой модели аккреция вещества может привести к двум последовательным переходам в нейтронную звезду с кварковым ядром с энерговыделением похожим на взрыв сверхновой.

Наконец рассмотрим четвертый случай - переход от кваркового уравнения

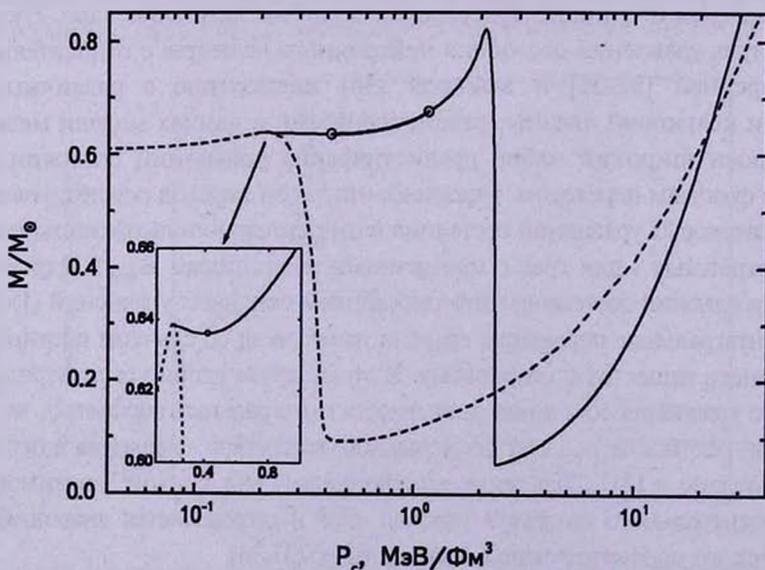


Рис.4. Зависимость массы нейтронных (пунктирная кривая [40]) и гибридных (сплошная кривая [31], уравнение состояния 3а) звезд от центрального давления. На сплошной кривой для конфигураций между кружочками с ростом массы радиус уменьшается.

состояния с наименьшей из рассмотренных жесткостью к нейтронному состоянию с наивысшей жесткостью [36], для которого  $\lambda = 5.11$ . Это уравнение состояния нейтронного вещества на кривой зависимости массы от центральной плотности (а также центрального давления) между устойчивой ветвью белых карликов (точка Чандрасекара) и нейтронных звезд (точка Оппенгеймера-Волкова) образует небольшой максимум [40] (пунктирная кривая на рис.4). В [41] было показано, что такие конфигурации неустойчивы, так как для них квадрат частоты радиальных пульсаций основной моды  $\omega_0^2 < 0$ . При наличии фазового перехода к странному кварковому состоянию этот максимум совпадает с вышеотмеченным зубцеобразным максимумом (рис.4). Для конфигураций этой ветви, также как и для неустойчивых конфигураций, с ростом центральной плотности растет не только масса, но и радиус ( $dM/d\rho_c > 0$ ,  $dR/d\rho_c > 0$ ). Отметим, что для этого уравнения состояния в область средних масс перемещается также следующий за зубцеобразным максимумом локальный максимум, на восходящей ветви которого для первых пяти конфигураций с ростом массы радиус, как и для устойчивых конфигураций, уменьшается. На рис.4 эта область отмечена кружочками и выделена. Однако такое поведение нарушается не в максимуме, а чуть раньше. Поэтому представляет интерес отдельное исследование устойчивости конфигураций этой ветви.

4. *Странные звезды и странные карлики.* Особый интерес представляет случай, когда средняя энергия кварковой плазмы, приходящая на один барион  $\mathcal{E}$ , при определенной концентрации барионов  $n = n_{min}$  имеет отрицательный минимум ( $\mathcal{E}(n_{min}) < 0$ ). В этом случае, как следует из рис.3 (кривая  $Q_2$ ), не возможен фазовый переход от кваркового состояния к ядерному. Кварковая материя может находиться в самосвязанном состоянии и, как следствие, возникает возможность существования самоудерживающихся космических тел, так называемых "странных звезд" - ss [42], которые могут существовать и при отсутствии гравитации. Последняя ограничивает максимальную массу таких конфигураций, которая, как и в случае нейтронных звезд, оказывается порядка  $2M_\odot$ . У поверхности ss концентрация электронов  $n_e$  на несколько порядков ниже концентрации кварков, и, так как электроны удерживаются только электростатическим полем, они могут частично покинуть кварковую поверхность странной звезды ( $l \sim n_e^{-1/3}$ ) на сотни ферми, образуя тонкий заряженный слой, где напряженность достигает  $10^{17} + 10^{18}$  В/см [43]. Это поле изолирует кору ss, состоящую из атомных ядер и вырожденных электронов ("Ае"-вещество), которая не находится в фазовом равновесии со странной кварковой материей и связана с кварковой сердцевиной лишь гравитацией. Так как не имеющие электрического заряда свободные нейтроны могут беспрепятственно проходить через электростатический барьер и

поглощаться странной кварковой материей, то максимальная плотность коры ограничена плотностью вылета нейтронов из ядер  $\rho_{drip} = 4.3 \cdot 10^{11} \text{ г/см}^3$ . В [44] исследовались модели странных звезд с корой на всем интервале изменения центральной плотности звезды. Было показано, что для  $ss$ , у которых  $M > 0.1 M_{\odot}$ , кора не вносит существенный вклад в интегральные параметры звезды. В случае же странных звезд с массой кварковой сердцевин  $M_{core} < 0.02 M_{\odot}$  кора сильно набухает, масса и радиус таких конфигураций оказываются такими, как у белых карликов [45,46], от которых они отличаются тем, что имеют сердцевину в виде небольшой по размерам и массе странной звезды и кору, где плотность энергии у поверхности кварковой сердцевин  $\rho_{th}$  может быть на два порядка выше, чем предельная плотность энергии белых карликов. Такие модели принято называть странными карликами - *sd*. Отметим, что модели *sd* могут существовать лишь в случае, когда энергетически не выгодно возникновение "смешанной фазы" кваркового и ядерного вещества, о которой говорилось в разделе 3, так как в противном случае электрическое поле у поверхности странной звезды оказывается незначительным [47].

Физический интерес представляют лишь устойчивые равновесные конфигурации сверхплотных звезд. В отличие от нейтронных звезд масса устойчивых странных звезд без коры снизу не ограничена. Для них кривая  $M(\rho_c)$  ( $M$  - масса звезды) стремится к нулю, когда центральная плотность  $\rho_c$  приравнивается плотности самосвязанной кварковой материи без учета гравитации. Если поверхность  $ss$  без коры определяется радиусом, на котором давление приравнивается нулю, то при наличии коры плотность энергии  $\rho_{tr}$  и давление  $P_{tr}$  у поверхности кварковой сердцевин в зависимости от массы коры будут расти. При выбранных уравнениях состояния кварковой сердцевин и коры масса, радиус, полное число барионов странного карлика однозначно определяются полным числом барионов кварковой сердцевин  $B_{core}$  и значением плотности энергии  $\rho_{tr}$  ядерно-электронного вещества у границы кварковой сердцевин. В случае *sd* каждая кварковая сердцевина становится основой отдельного семейства странных карликов. Поэтому при исследовании устойчивости странных карликов необходимо исследовать всю область изменений полного числа барионов кварковой сердцевин ( $M_{core} = m^* B_{core}$ ) и переходной плотности  $\rho_{tr}$ . Этого можно достичь рассмотрением серий конфигураций с фиксированным значениям  $M_{core}$  и различным значениям массы коры, или что то же самое - различными значениями  $\rho_{tr}$ . Такая зависимость изображена на рис.5 по данным [48].

Обычно устойчивость белых карликов и нейтронных звезд исследуется двумя способами: а) метод малых радиальных возмущений, развитый в ОТО Чандрасекаром [49] и б) статический критерий устойчивости, развитый Зельдовичем [50] и обобщенным в [51]. Метод Чандрасекара приводит к

краевой задаче Штурма-Лиувилля. Эта сама по себе сложная задача еще более усложняется при наличии в сверхплотном веществе скачка плотности, который приводит к третьему граничному условию. Статический метод исследования устойчивости достаточно прост и легко реализуем. Именно этим способом в [47] исследовалась устойчивость  $sd$ . На рис.5 для различных значений  $M_{core}$ , выраженных в солнечных массах, приведены зависимости массы и радиуса странных карликов от  $\rho_{tr}$  (кривые  $M(\rho_{tr})$  и  $R(\rho_{tr})$ ). Для сравнения приведены аналогичные данные и для обычных белых карликов ( $wd$ ). Кривые продолжены до  $\rho_{tr} = \rho_{drip}$ . Если для  $wd$ , как видно из этого рисунка, эти зависимости на всем интервале изменения центральной плотности  $\rho_c$  имеют плавный характер, то для  $sd$  при увеличении  $\rho_{tr}$  до значений близких к предельному в случае белых карликов, масса и радиус  $sd$  определяются в основном кварковой сердцевиной - кривые  $M(\rho_{tr})$  и  $R(\rho_{tr})$  горизонтальны (рис.5). И далее в весьма узком интервале изменения  $\rho_{tr}$  масса растет и в максимуме  $M(\rho_{tr})$ , согласно статическому критерию устойчивости, происходит потеря устойчивости [50,51]. Кривая  $R(\rho_{tr})$  имеет иглообразный максимум при малых массах и далее до точки потери устойчивости с ростом  $\rho_{tr}$  радиус уменьшается.

Отдельно рассмотрим конфигурации  $sd$  для различных кварковых сердцевинок, когда  $\rho_{tr} = \rho_{drip}$ . Значения их масс можно сравнить на рис.5, если восстановить вертикаль  $\rho_{tr} = \rho_{drip}$ . Все серии разобьем на две группы.

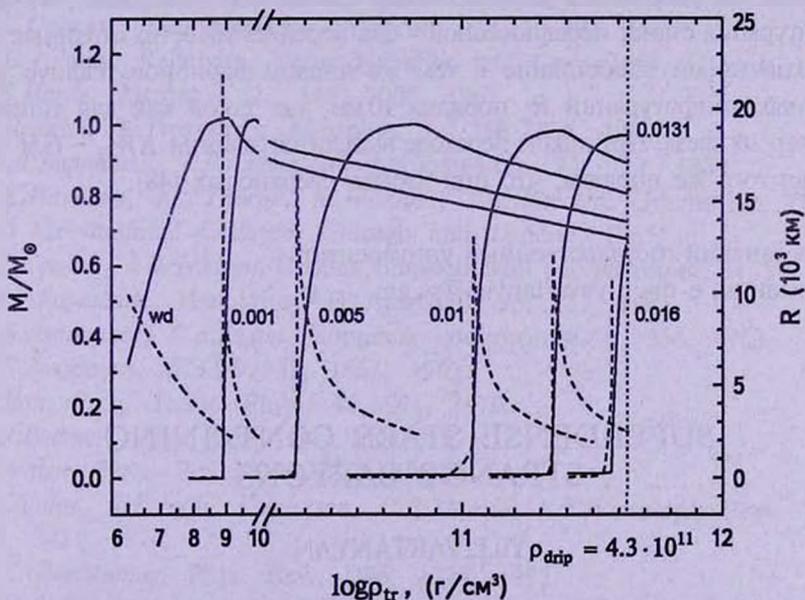


Рис.5. Зависимость массы  $M$  (сплошные кривые) и радиуса  $R$  (пунктирные кривые) странных карликов от плотности энергии коры  $\rho_{tr}$  над кварковой сердцевиной. У кривых указаны соответствующие значения полного числа барионов фиксированных кварковых сердцевинок  $B_{core}$ , выраженные в солнечных массах ( $m' B_{core} / M_{\odot}$ ) [48].

К первой отнесем конфигурации с  $M_{core}/M_{\odot} < 0.0131$ , для которых масса  $sd$  оказывается меньше предельной массы данной серии ( $M(\rho_{drip}) < M_{max}$ ). Такие конфигурации неустойчивы. Для них на кривой  $M(\rho_c, \rho_{tr} = \rho_{drip})$   $dM/d\rho_c > 0$  (участок  $cd$  рис.1 [44]). Для таких неустойчивых конфигураций  $\omega_0^2 < 0$  [45]. Однако отсюда не следует, что такие кварковые сердцевинки не могут образовать устойчивые  $sd$ . Как следует из рис.5 в этом случае каждая кварковая сердцевина может образовать серию устойчивых  $sd$ , для которых предельное значение  $\rho_{tr}$  меньше  $\rho_{drip}$ .

Для второй группы  $M_{core}/M_{\odot} > 0.0131$  и  $\rho_{tr}$  достигает своего максимального значения  $\rho_{drip}$  прежде, чем масса  $sd$  достигает  $M_{max}$  ( $M(\rho_{drip}) < M_{max}$ ). Для них на кривой  $M(\rho_c, \rho_{tr} = \rho_{drip})$  имеем  $dM/d\rho_c < 0$  (участок  $bc$  рис.1 [44]). Для таких моделей  $\omega_0^2 > 0$  [45,46], откуда делается вывод, что они устойчивы. Однако так как для этих конфигураций  $\rho_{tr} = \rho_{drip}$ , то все они, несмотря на наличие условия  $\omega_0^2 > 0$ , находятся на пределе устойчивости, т.е. аналогичны конфигурациям с  $\omega_0^2 = 0$  первой группы. Так, если при фиксированной кварковой сердцевине чуть увеличить, например, в результате аккреции или радиальных пульсаций массу коры, то  $\rho_{tr}$  станет больше  $\rho_{drip}$ . В результате у поверхности кварковой сердцевинки родятся нейтроны, которые перейдут в кварковую сердцевину, увеличив его массу (полное число барионов). Так как в рассматриваемом случае вместе с условием  $dM/d\rho_c < 0$  имеет место также  $dM_{core}/d\rho_c > 0$ , то кварковая сердцевина большей массы может в равновесии удерживать кору меньшей массы, чем начальная [44]. Такая конфигурация станет неравновесной - она перейдет на ветвь странных звезд с тонкой корой в состояние с тем же числом барионов. Радиус таких конечных конфигураций  $R_x$  порядка 10 км, т.е. такой как для типичных нейтронных звезд. При таком переходе выделится энергия  $\Delta W_G \sim GM^2/R_x$ , которая того же порядка, что при взрыве сверхновых [48].

Ереванский государственный университет,  
Армения, e-mail: yuvartanyan@ys.am

## SUPERDENSE STARS CONTAINING STRANGE BARYONS

Yu.L.VARTANYAN

This article is a review which is dedicated to centenary of V.A.Ambartsumian. The author, being one of the first learners of V.A.Ambartsumian and G.S.Sahakyan on superdense cosmogony, represents the results of his first

research which he has done together with G.S.Sahakyan and published just after his teachers basic work supplemented by them. The results of research on superdense stars containing strange quarks carried out with coauthors, are also presented.

Key words: *strange stars:strange dwarfs:stability*

## ЛИТЕРАТУРА

1. В.А.Амбарцумян, Эволюция звезд и астрофизика, Ереван, АН АрмССР, 1947.
2. В.А.Амбарцумян, Астрон. ж., 26, 3, 1949.
3. В.А.Амбарцумян, Сообщение Бюраканской обсерватории, 15, 3, 1954.
4. V.A.Ambartsumian, XI Solvay Conference, p.241, 1958.
5. В.А.Амбарцумян, Г.С.Саакян, Астрон. ж., 37, 193, 1960.
6. В.А.Амбарцумян, Г.С.Саакян, Астрон. ж., 38, 785, 1961.
7. В.А.Амбарцумян, Г.С.Саакян, Астрон. ж., 38, 1016, 1961.
8. L.Landau, Phys. Zs., Sowjetunion, 1, 285, 1932.
9. W.Baade, F.Zwicky, Proc. Nat. Acad. Sci, 20, 259, 1934.
10. J.R.Oppenheimer, G.M.Volkoff, Phys. Rev., 55, 374, 1939.
11. G.S.Sahakian, Yu.L.Vartanian, Nuovo Cimento, 30, 82, 1963.
12. Г.С.Саакян, Ю.Л.Вартанян, Астрон. ж., 41, 193, 1964.
13. R.C.Tolman, Relativity, Thermodynamics and Cosmology, Oxford, 1934.
14. J.B.Hartle, Astrophys. J., 150, 1005, 1967.
15. P.Haensel, M.Proszynski, Astrophys. J., 258, 306, 1982.
16. Ю.Л.Вартанян, Г.Б.Алавердян, Астрофизика, 31, 111, 1989.
17. В.К.Harrison, K.S.Thorne, M.Wakano, J.A.Wheeler, Gravitation Theory and Gravitational Collapse, Chicago and London, 1965.
18. Г.С.Саакян, Э.В.Чубарян, Сообщ. Бюраканской обсерватории, 34, 99, 1963.
19. Ю.Л.Вартанян, Известия АН АрмССР, 16, 137, 1963.
20. Н.А.Дмитриев, С.А.Холин, Вопросы космогонии, 9, 254, 1963.
21. Я.Б.Зельдович, ЖЭТФ, 42, 1667, 1962.
22. N.Itoh, Prog. Theor. Phys., 44, 291, 1970.
23. A.R.Bodmer, Phys. Rev., D4, 1601, 1971.
24. E.Witten, Phys. Rev., D30, 272, 1984.
25. A.Chodos, R.L.Jaffe, K.Johnson, C.B.Thorne, V.F.Weisskopf, Phys. Rev., D9, 3471, 1974.
26. N.K.Glendenning, Phys. Rev., D46, 1274, 1992.
27. H.Heiselberg, C.J.Pethick, E.F.Staubo, Phys. Rev. Lett., 70, 1355, 1993.
28. C.P.Lorenz, D.G.Ravenhall, C.J.Pethick, Phys. Rev. Lett., 70, 379, 1993.
29. H.Heiselberg, M.Hjorth-Jensen, nucl.-th/9902033, 1999.
30. Г.Б.Алавердян, А.Р.Арутюнян, Ю.Л.Вартанян, Астрофизика, 46, 445, 2003.

31. Г.Б.Алавердян, А.Р.Арутюнян, Ю.Л.Вартанян, *Астрофизика*, 47, 65, 2004.
32. F.Weber, N.K.Glendenning, M.K.Weigel, *Astrophys. J.*, 373, 579, 1991.
33. R.Machleidt, K.Holinde, Ch.Elster, *Phys. Rep.*, 149, 1, 1987.
34. K.Holinde, K.Erkelenz, R.Alzetta, *Nucl. Phys.*, A194, 161, 1972, *Nucl. Phys.*, A198, 598, 1972.
35. P.Poschenrieder, M.K.Weigel, *Phys. Lett.*, B200, 231, 1988, *Phys. Rev.*, C38, 471, 1988.
36. R.C.Malone, M.V.Johnson, H.A.Bethe, *Astrophys. J.*, 199, 741, 1975.
37. M.J.Lighthill, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 110, 339, 1950.
38. З.Ф.Сеидов, *Астрон. ж.*, 15, 347, 1971.
39. Г.Б.Алавердян, А.Р.Арутюнян, Ю.Л.Вартанян, *Астрофизика*, 44, 323, 2001, *Письма в Астрон. ж.*, 28, 29, 2002.
40. G.Bayt, C.Pethick, P.Sutherland, *Astrophys. J.*, 170, 209, 1971.
41. G.Chanmugan, *Astrophys. J.*, 217, 799, 1977.
42. E.Farhi, R.L.Jaffe, *Phys. Rev.*, D30, 2379, 1984.
43. C.Alcock, E.Farhi, A.Olinto, *Astrophys. J.*, 310, 261, 1986.
44. Ю.Л.Вартанян, А.К.Григорян, Т.Р.Саркисян, *Астрофизика*, 47, 223, 2004.
45. N.K.Glendenning, Ch.Kettner, F.Weber, *Phys. Rev. Lett.*, 74, 3519, 1995.
46. N.K.Glendenning, Ch.Kettner, F.Weber, *Astrophys. J.*, 450, 253, 1995.
47. P.Jaikumar, S.Reddy, A.W.Steiner, *Phys. Rev. Lett.*, 96, 041101, 2006.
48. Ю.Л.Вартанян, Г.С.Аджян, А.К.Григорян, Т.Р.Саркисян, *Астрофизика*, 52, 325, 482, 2009.
49. S.Chandrasekhar, *Phys. Rev. Lett.*, 12, 114, 1964, *Astrophys. J.*, 140, 417, 1964.
50. Я.Б.Зельдович, *Вопросы космологии*, 9, 36, Изд АН СССР, 1963.
51. G.S.Bisnovatty-Kogan, *Astron. Astrophys.*, 31, 3910, 1974.

## ГАЛАКТИКИ С ГОЛУБЫМ СМЕЩЕНИЕМ В СКОПЛЕНИИ VIRGO

И.Д.КАРАЧЕНЦЕВ, О.Г.НАСОНОВА (КАШИБАДЗЕ)

Поступила 7 ноября 2009

Рассмотрена выборка 65 галактик в скоплении Virgo, имеющих отрицательные лучевые скорости относительно Местной группы. Отмечены некоторые особенности этой выборки. Все эти объекты располагаются компактно внутри вириальной зоны скопления радиусом  $6^\circ$ , однако положение их центроида смещено относительно динамического центра скопления, M87, на  $1^\circ.1$  в северо-западном направлении. Карликовые галактики этой выборки обнаруживают сгущивание на шкале  $\sim 10'$  (50 кпк). Наблюдаемая асимметрия в распределении галактик с голубыми смещениями может быть вызвана падением группы галактик вокруг M86 на основное тело скопления. Другая попытка объяснить это явление, сделанная нами, предполагает наличие у Местной группы и скопления Virgo взаимной тангенциальной скорости  $\sim 300$  км/с, вызванной их отталкиванием от Местной космологической пустоты.

Ключевые слова: *галактики:голубые смещения:Virgo*

1. *Введение.* В настоящее время среди примерно миллиона галактик с измеренными лучевыми скоростями около ста имеют отрицательные лучевые скорости по отношению к центроиду Местной группы. Если исключить из них 31 галактику, которая входит в состав Местной группы, то остальные распределены на небе крайне неравномерно: две карликовые сфероидальные галактики (KK77 и IKN) со скоростями, соответственно,  $-96$  и  $-1 (\pm 60)$  км/с являются спутниками соседней спирали M81, а остальные 65 галактик сосредоточены в центральной области ближайшего скопления в Virgo радиусом менее  $6^\circ$  вокруг гигантской эллиптической радиогалактики Virgo A = NGC4486. Возможно, существуют еще несколько галактик с голубым смещением в самой близкой к нам группе вокруг гигантских галактик Maffei 1, Maffei 2 и IC342, но измерение лучевых скоростей в этой области неба очень затруднено сильным ( $\sim 5^m - 6^m$ ) поглощением и эмиссией галактического водорода. Очевидно, что наблюдаемое распределение на небе галактик с отрицательными лучевыми скоростями отражает в себе как глубину, так и близость к нам соседних потенциальных ям, т.е. содержит важную информацию о локальном участке эволюционирующей крупномасштабной структуры.

2. *Список галактик Virgo с голубыми смещениями.* Согласно Virgo Cluster Catalog [1], население скопления насчитывает более 2000 членов, большинство из которых являются карликовыми иррегулярными (dIr),

эллиптическими (dE) и сфероидальными (dSph) системами. Около половины из них имеют измеренные лучевые скорости. Их общее количество возросло со временем за счет различных обзоров красных смещений галактик на северном небе, а также в результате специальных программ, направленных на изучение кинематики скопления Virgo [2-9]. Как было показано Бингели и соавторами [7], а также другими авторами, скопление Virgo состоит из нескольких подскоплений, которые различаются по средней скорости, дисперсии скоростей и доминирующему типу населения, что указывает на незавершенность процесса динамической релаксации скопления. Основная часть населения Virgo концентрируется вокруг ярчайшей галактики NGC 4486 (M 87). Пик яркости рентгеновского свечения горячего межгалактического газа Virgo также приходится на M 87, что дает основание считать эту радиогалактику динамическим центром скопления. По данным Бингели и др. [7], средняя гелиоцентрическая скорость основного скопления Virgo составляет  $+1050 \pm 35$  км/с с дисперсией  $\sigma = 650$  км/с, при этом среднее и дисперсия заметно зависят от выбора границ скопления и морфологического типа галактик.

К моменту публикации статьи [7] общее число галактик с отрицательными лучевыми скоростями относительно центроида Местной группы ( $V_{LG} < 0$ ) насчитывало 42 случая. У некоторых галактик (например, VCC584, VCC1035), отрицательные скорости не были подтверждены последующими, более точными измерениями. Большим прогрессом в изучении кинематики явился "слепой" обзор скопления в линии H I на радиотелескопе Arecibo [10-12], а также появление новых лучевых скоростей из Слоановского обзора неба SDSS [13]. Здесь следует отметить, что обзор SDSS привел не только к уточнению лучевых скоростей у членов Virgo,

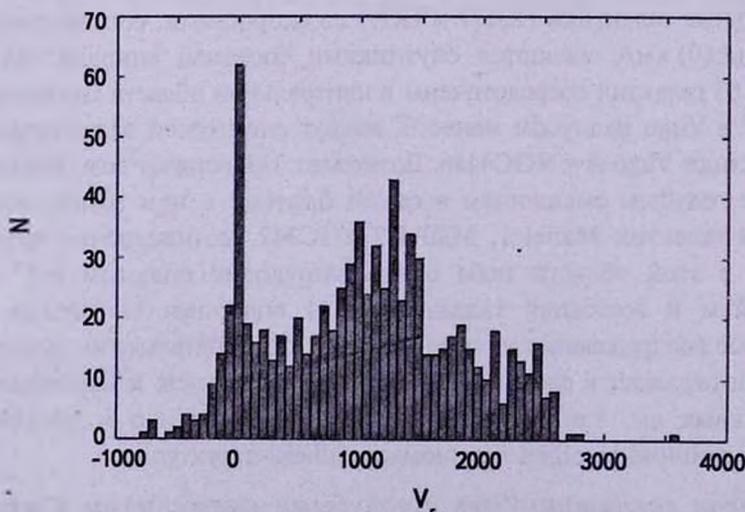


Рис.1. Распределение 825 галактик в области скопления Virgo по измеренным лучевым скоростям. Пик вблизи нулевой скорости обусловлен "звездным спамом" из SDSS обзора.

но он привнес также множество новых ложных "галактик" со скоростями  $V_h \approx 0$ . Рис.1 показывает распределение  $\sim 800$  галактик в центральной области Virgo по лучевым скоростям. Вблизи  $V_h \approx 0$  заметен острый пик, обусловленный, в основном, двойными звездами, которые, тем не менее, представлены в базе данных HyperLeda как галактики. Очевидно, что более сотни таких обнаруженных случаев могут значительно исказить статистику галактик Virgo с голубыми смещениями.

Мы провели детальный анализ имеющихся наблюдательных данных и, исключив "звездный спам", сформировали список 65 галактик в Virgo со значениями  $V_{LG} < 0$ , который представлен в табл.1. Столбцы таблицы содержат следующие данные о галактиках: (1) номер галактики в известных каталогах; (2) экваториальные координаты на эпоху J2000.0; (3) среднюю гелиоцентрическую лучевую скорость и ее ошибку; (4) лучевую скорость

Таблица 1

СПИСОК ГАЛАКТИК В СКОПЛЕНИИ VIRGO С ОТРИЦАТЕЛЬНЫМИ ЛУЧЕВЫМИ СКОРОСТЯМИ

Название	RA (J2000.0) Dec		$V_h$	$V_{LG}$	Тип	$B_r$	Примечание
(1)	(2)		(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
IC3036	12 12 15.08	+12 29 17.7	$-2 \pm 38$	-126	Sm	14.66	
IC3044	12 12 48.49	+13 58 34.6	$-182 \pm 4$	-298	SBc	14.23	
VCC087	12 13 41.27	+15 27 13.0	$-159 \pm 2$	-267	Sm	15.20	
NGC4192	12 13 48.29	+14 54 01.6	$-135 \pm 7$	-246	Sb	10.85	
NGC4212	12 15 39.38	+13 54 05.7	$-84 \pm 4$	-199	Sc	11.78	
VCC181	12 16 14.63	+13 35 11.6	$-150 \pm 32$	-267	Im	17.42	
VCC200	12 16 33.71	+13 01 53.1	$22 \pm 24$	-98	E	14.80	
A224385	12 16 49.76	+13 30 14.4	$-87 \pm 4$	-204	BCD	18.42	
IC3094	12 16 56.03	+13 37 31.6	$-159 \pm 6$	-275	Sab	14.43	
VCC237	12 17 29.40	+14 53 10.0	$-323 \pm 5$	-423	Sdm	16.79	
IC3105	12 17 33.72	+12 23 17.6	$-162 \pm 3$	-284	Sm	14.75	
VCC322	12 19 05.05	+13 58 52.1	$-209 \pm 10$	-323	IAB	15.36	Foreground?
VCC334	12 19 14.27	+13 52 56.1	$-236 \pm 4$	-350	BCD	16.14	
VCC501	12 21 47.99	+12 49 36.1	$-105 \pm 33$	-224	E	17.29	Noisy SDSS Sp
IC3224	12 22 36.12	+12 09 27.0	$10 \pm 5$	-100	BCD	16.6	
VCC628	12 23 15.47	+07 41 22.2	$-398 \pm 10$	-540	Ir	18.43	
VCC636	12 23 21.23	+15 52 06.2	$-9 \pm 28$	-113	S0	16.48	
IC3258	12 23 44.45	+12 28 39.4	$-473 \pm 6$	-593	IB	13.66	Merger?
IC3303	12 25 15.20	+12 42 52.3	$-309 \pm 25$	-427	E	14.75	
VCC788	12 25 16.82	+11 36 19.5	$121 \pm 29$	-3	E	16.79	
VCC802	12 25 29.06	+13 29 53.6	$-204 \pm 3$	-318	Ir	17.61	
IC3311	12 25 33.06	+12 15 37.8	$-166 \pm 10$	-287	Scd	14.70	
VCC810	12 25 33.56	+13 13 38.1	$-354 \pm 30$	-470	E	16.63	Noisy SDSS Sp
VCC815	12 25 37.20	+13 08 37.7	$-750 \pm 27$	-866	E	16.33	
VCC846	12 25 50.56	+13 11 51.8	$-729 \pm 30$	-845	E	16.20	
NGC4396	12 25 58.94	+15 40 16.6	$-112 \pm 5$	-215	Scd	13.09	
VCC877	12 26 09.56	+13 40 23.3	$-99 \pm 56$	-212	E	17.68	
NGC4406	12 26 11.69	+12 56 46.0	$-258 \pm 23$	-374	E	9.83	

Таблица 1 (окончание)

(1)	(2)		(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
VCC892	12 26 20.04	+12 30 36.6	-666 ± 68	-784	E	18.45	Noisy SDSS Sp SDSS Sp for a knot
NGC4413	12 26 32.21	+12 36 38.6	103 ± 5	-16	Sab	12.87	
VCC928	12 26 39.80	+12 30 48.2	-276 ± 23	-395	E	16.23	
IC3355	12 26 51.29	+13 10 27.8	-10 ± 6	-126	IB	15.41	
VCC953	12 26 54.74	+13 33 58.3	-450 ± 30	-563	E	15.91	
NGC4419	12 26 56.44	+15 02 50.9	-277 ± 8	-383	SBa	11.99	
VCC997	12 27 22.18	+12 04 07.5	-240 ± 118	-360	E	18.25	
KDG132	12 27 31.64	+09 36 08.6	32 ± 33	-100	Ir	16.43	
NGC4438	12 27 45.58	+13 00 31.8	73 ± 8	-43	Sa	10.93	
SDSS	12 28 25.86	+11 14 25.1	124 ± 50	-0	E	18.25	
VCC1129	12 28 44.98	+12 48 35.7	12 ± 138	-105	E	17.75	
VCC1163	12 29 06.43	+14 00 18.5	-453 ± 26	-564	E	16.56	
VCC1175	12 29 18.20	+10 08 09.2	11 ± 3	-118	BCD	15.37	
VCC1198	12 29 32.06	+13 30 37.8	-357 ± 37	-470	E	17.82	
IC3416	12 29 34.98	+10 47 35.8	-72 ± 41	-198	Ir	15.04	
VCC1239	12 29 51.18	+13 52 04.6	-561 ± 28	-672	E	15.68	
VCC1264	12 30 10.91	+12 11 44.1	-420 ± 59	-539	E	16.90	
IC3435	12 30 39.85	+15 07 47.3	-45 ± 22	-150	S0	15.53	
VCC1314	12 30 49.03	+13 13 26.1	77 ± 40	-37	E	17.34	
IC3445	12 31 19.42	+12 44 16.9	-354 ± 23	-470	E	16.49	
IC3471	12 32 22.85	+16 01 08.3	-135 ± 2	-235	Sdm	15.47	
IC3476	12 32 41.82	+14 03 04.0	-170 ± 7	-280	Sdm	13.36	
IC3492	12 33 19.80	+12 51 12.8	-489 ± 25	-604	E	14.73	
IC3548	12 35 56.62	+10 56 10.9	86 ± 28	-37	E	16.08	
VCC1682	12 36 36.72	+14 13 32.8	41 ± 36	-66	E	17.86	
NGC4569	12 36 49.86	+13 09 48.1	-233 ± 4	-345	Sa	10.11	
UGC7795	12 37 45.34	+07 06 14.0	62 ± 3	-78	Ir	14.72	
VCC1750	12 38 15.54	+06 59 39.1	-117 ± 10	-258	BCD	16.76	
VCC1761	12 38 27.74	+14 04 38.2	-162 ± 27	-269	E	16.95	
KDG172	12 39 13.86	+15 37 49.4	57 ± 10	-42	Ir	17.61	
VCC1812	12 39 55.55	+11 51 28.5	-234 ± 41	-351	E	17.31	
VCC1860	12 40 57.29	+15 16 31.1	-24 ± 40	-124	E	18.12	
IC3658	12 41 20.65	+14 42 02.4	34 ± 20	-69	E	14.94	
UGC7857	12 41 54.24	+13 46 22.8	101 ± 31	-7	E	14.72	
VCC1909	12 42 07.45	+11 49 42.0	101 ± 38	-16	E	16.16	
IC0810	12 42 09.11	+12 35 48.8	-75 ± 23	-188	S0	14.25	
VCC2028	12 45 37.48	+13 19 42.8	56 ± 28	-52	E	16.72	

относительно центра Местной группы с параметрами апекса из [14], принятыми в NED; (5) морфологический тип; (6) видимую интегральную величину галактики в В-полосе; (7) краткие комментарии. Среди 65 объектов списка 27 галактик имеют лучевые скорости, определенные с высокой точностью по линии H $\beta$  21 см.

Распределение галактик с голубыми смещениями по лучевым скоростям  $V_{Lo}$  и видимым величинам  $m_b$  показано на рис.2. Галактики ранних типов (E, S0, dE, dSph) изображены кружками, а объекты с молодым населением (S, dIr, BCD) отмечены треугольниками. При расстоянии скопления Virgo

17.0 Мпк [15] и абсолютной величине карликовых галактик слабее  $-16^m.5$  их относительное число в выборке составляет 80%. Среди 13 галактик нормальной и высокой светимости только одна галактика, NGC4406, относится к типу эллиптических.

Рис.3 представляет распределение галактик с отрицательными скоростями на небе в экваториальных координатах. Вириальная область скопления

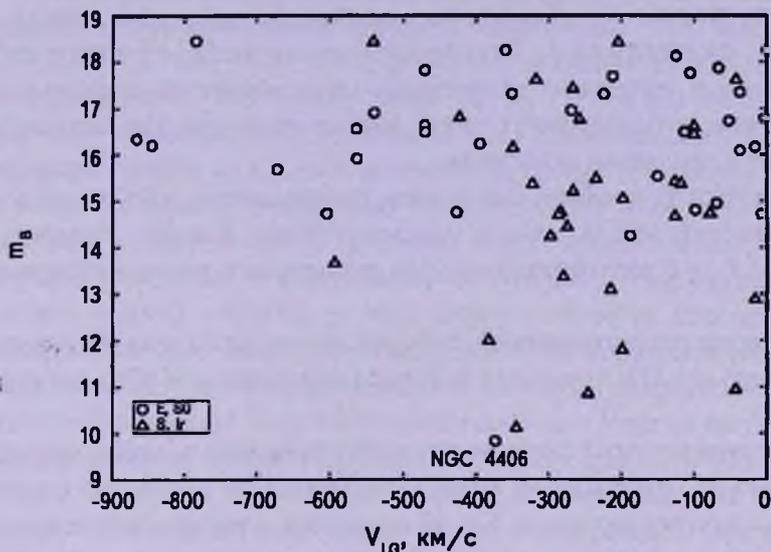


Рис.2. Видимые величины и лучевые скорости галактик Virgo, приближающихся к нам. Галактики ранних (E, S0, dSph) и поздних (S, Ir, BCD) типов обозначены, соответственно, кружками и треугольниками.

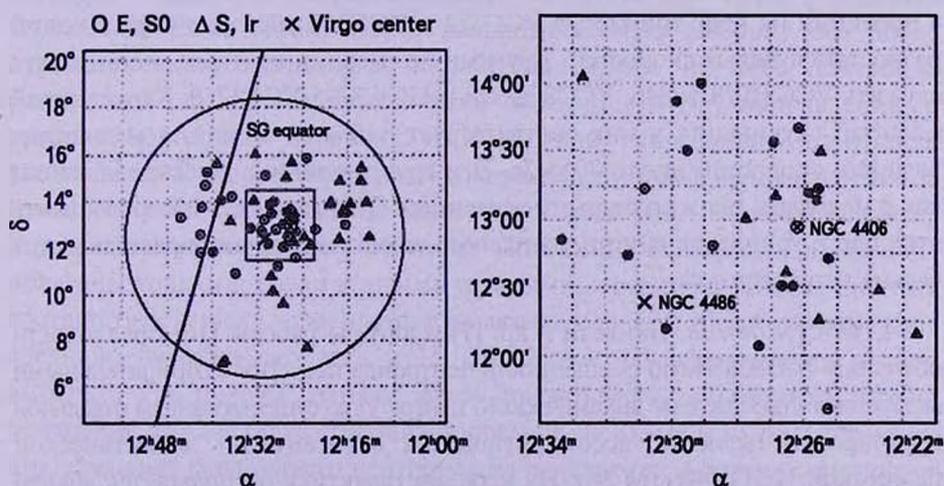


Рис.3. Распределение 65 галактик с отрицательными лучевыми скоростями в экваториальных координатах. Круг радиусом  $6''$  выделяет вириальную зону скопления вокруг радиогалактики M 87, отмеченной крестом. Наиболее густая область (квадрат) показана с увеличением на правой части рисунка.

радиусом  $\Theta_{VTR} = 6^{\circ}.0$  обрисована большим кругом. Галактики ранних и поздних типов размечены в той же манере, что и на предыдущем рисунке. Положение галактики М 87 как физического центра скопления обозначено косым крестом. Наклонная прямая соответствует экватору Местного сверхскопления. Самая густая центральная зона воспроизведена с увеличением на правой стороне рисунка.

3. *Некоторые особенности распределения галактик с голубыми смещениями.* Распределение на небе 65 галактик с отрицательными лучевыми скоростями характеризуется несколькими особенностями, которые могут иметь важное значение для понимания кинематики и эволюции скопления.

а) Галактики с голубым смещением распределены на небе гораздо более компактно, чем остальное население Virgo. Все без исключения галактики с  $V_{LG} < 0$  расположены внутри вириального радиуса скопления  $\Theta_{VTR} = 6^{\circ}.0$ .

б) Центроид рассматриваемой выборки не совпадает с динамическим центром Virgo (М 87), показывая значимое смещение к NW на величину  $1^{\circ}.10 \pm 0^{\circ}.35$ .

с) Галактики ранних и поздних типов обнаруживают заметное различие в расположении относительно центра скопления: на восточной стороне встречаются преимущественно Е и S0 галактики, а на западной и южной стороне представлены в основном объекты с молодым населением (dIrr, BCD, S).

д) Карликовые галактики с  $V_{LG} < 0$  демонстрируют эффект мелкомасштабного скучивания. Так, галактики VCC181, AGC224385 и IC3094 образуют в проекции на небе триплет, а VCC322 и VCC334 образуют пару с малой разностью лучевых скоростей. Другими примерами кратных систем могут служить VCC810/815/846, VCC892/928 и UGC7795/VCC1750. Характерный масштаб скучивания у них соответствует  $\sim 10'$  или 50 кпк, а медианная разность скоростей около 70 км/с. Эти группировки содержат галактики как с молодым, так и со старым населением. Динамическая обособленность этих пар и триплетов внутри скопления, если она реальна, представляется весьма неожиданной.

4. *Обсуждение.* Бингели и др. [7] и авторы работы [16] предложили объяснять наблюдаемую смещенность центроида галактик с отрицательными скоростями относительно динамического центра Virgo существованием отдельной группировки галактик, ассоциирующихся с гигантской эллиптической галактикой NGC 4406 (М 86). На небе эта галактика располагается вблизи центроида галактик с голубыми смещениями (см. правую панель рис. 3), а ее лучевая скорость,  $-374$  км/с, близка к средней скорости рассматриваемой выборки галактик (см. рис.2). Согласно этим авторам, М 86 и облако

спутников вокруг нее падает к центру Virgo (M 87) с дальней стороны скопления с относительной скоростью  $\sim 1400$  км/с, которая в два с лишним раза больше среднеквадратичной вириальной скорости членов Virgo. Двигаясь с такой скоростью, M 86 и ее компаньоны пересекут вириальный радиус скопления (1.8 Мпк) всего за 1.3 миллиарда лет и будут продолжать движение в сторону нашей Галактики.

Авторы работ [15-17] измерили расстояния до M 86 и шести других галактик с отрицательными лучевыми скоростями: VCC 200, VCC 810, VCC 815, VCC 846, VCC 928 и NGC 4419 методом флуктуаций поверхностной яркости. Расстояние самой M 86,  $(17.5 \pm 0.4)$  Мпк, и среднее расстояние остальных шести галактик,  $(17.3 \pm 1.1)$  Мпк оказалось совпадающим в пределах ошибок со средним расстоянием скопления в целом (17.0 Мпк).

Гипотеза падения группировки галактик вокруг M 86 на основное тело скопления с центром на M 87 выглядит весьма правдоподобно, вписываясь в общую парадигму формирования скоплений путем слияния мелких сгустков (групп). Однако, в этой картине остается неясной причина наблюдаемой пространственной сегрегации по морфологическим типам среди галактик Virgo с отрицательными лучевыми скоростями. Сценарий пролета облака вокруг M 86 через вириальную зону Virgo не дает объяснения наблюдаемому скучиванию карликовых галактик облака M 86 на масштабе  $\sim 50$  кпк, поскольку такие маломассивные кратные системы могут легко разрушиться под действием приливных сил в центральной зоне скопления. Решению этой загадки могло бы помочь численное моделирование пролета ассоциации карликовых групп через центральную область скопления Virgo.

В дополнение к перечисленным выше особенностям, у подсистемы галактик Virgo с голубыми смещениями видна еще одна отчетливая тенденция. Если ограничивать рассматриваемую выборку все более отрицательными значениями  $V_{LG}$  то положение на небе центроида оставшихся галактик систематически смещается в NW направлении, а разброс положений галактик относительно скользящего центроида уменьшается. Верхняя панель рис.4 воспроизводит дрейф на небе центроида галактик, ранжированных по величине  $V_{LG}$  от нуля к максимальному отрицательному значению ( $-866$  км/с). Положения скользящего центроида показаны точками, соединенными прямыми отрезками. Цифры при них соответствуют числу усредняемых галактик, а цифры в скобках означают среднюю лучевую скорость у 15, 20, 25, ..., 65 усредняемых членов выборки. На нижней панели рис.4 представлен аналогичный дрейф центроида, но для обратной ранжировки от  $-866$  км/с к нулю. Очевидно, что поведение скользящего центроида на панелях рис.4 трудно согласовать с простой картиной, где все галактики с голубым смещением образуют группировку вокруг NGC 4406, которая падает, как целое, на скопление Virgo с центром возле NGC 4486.

Для объяснения наблюдаемых особенностей у галактик Virgo с  $V_{LG} < 0$  можно предложить другое соображение. Пусть кинематика скопления соответствует строго радиальным движениям в сферически симметричном скоплении, где нет значительных субструктур. Очевидно, галактики с наибольшими пекулярными скоростями как в направлении наблюдателя, так и от него, будут сосредоточены в самой узкой зоне скопления вблизи его физического центра. В такой картине экстремально отрицательные

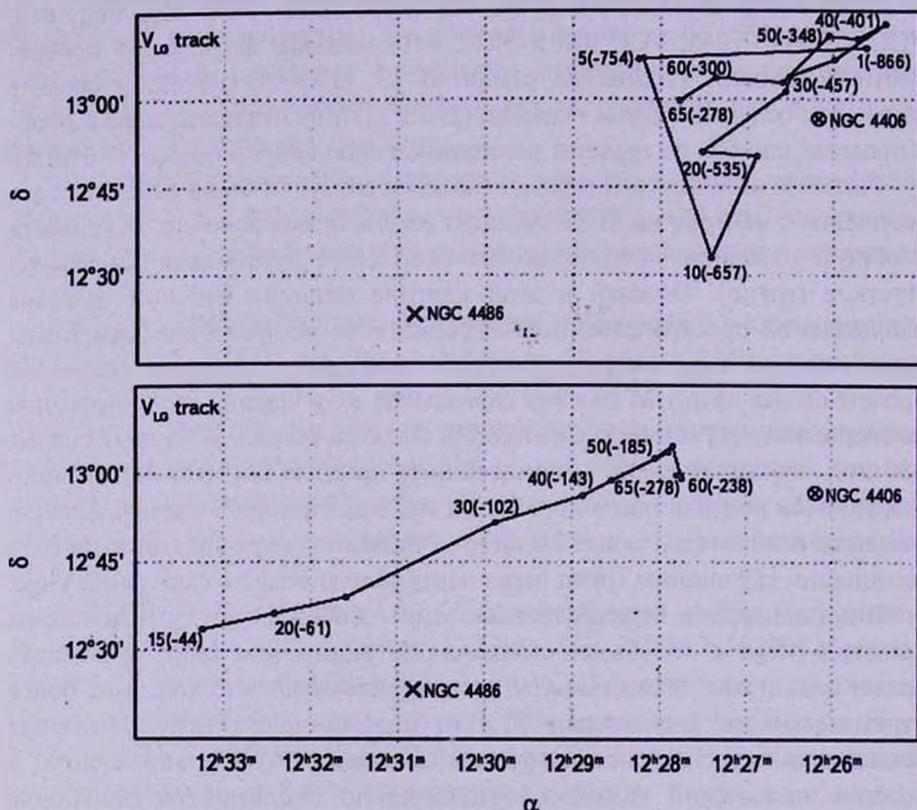


Рис.4. Положение центроида галактик, ранжированных по величине отрицательной лучевой скорости, в зависимости от числа усредняемых объектов с шагом, кратным пяти. Цифры в скобках указывают среднюю скорость в км/с. Верхняя и нижняя панель соответствуют двум разным манерам усреднения.

скорости в Virgo следует ожидать непосредственно вокруг M 87, где скорости галактик направлены почти строго вдоль луча зрения. Но это будет справедливым при условии, что центроид Местной группы не имеет тангенциальной скорости по отношению к скоплению Virgo. Если центры Местной группы и Virgo движутся со взаимной поперечной скоростью  $V_{\text{tang}}$ , то для двух галактик, расположенных по краям вириального диаметра Virgo вдоль направления вектора  $V_{\text{tang}}$ , проекция этой компоненты приведет к разности лучевых скоростей  $\Delta V = 2 \times \sin \Theta_{VIR} \times V_{\text{tang}}$ . В свою очередь, это

вызовет видимое смещение центроида галактик, отобранных по условию отрицательной лучевой скорости.

Исследуя местное поле пекулярных скоростей галактик с измеренными расстояниями, Талли и др. [18] определили три основные компоненты скорости Местной группы, которые в сумме дают наблюдаемое ее движение относительно космического микроволнового фона со скоростью  $(630 \pm 20)$  км/с. Одна компонента соответствует падению Местной группы на Virgo со скоростью  $(185 \pm 20)$  км/с, другая - удалению от Местной пустоты (Local Void) со скоростью  $(259 \pm 25)$  км/с из-за действия силы отталкивания, а третья компонента скорости,  $(455 \pm 15)$  км/с, ориентирована на массивный Great Attractor (GA) в созвездиях Hydra-Centaurus. Эти три компоненты являются примерно взаимно перпендикулярными. Поскольку центр скопления Virgo лежит почти на экваторе Местного сверхскопления, а Местный пустой объем расположен вблизи сверхгалактического полюса, то при  $V_{\text{LG}} = 259$  км/с и  $\Theta_{\text{VIR}} = 6^\circ$  мы можем ожидать градиента лучевой скорости  $\Delta V = -54$  км/с, направленного на рис.2 под прямым углом вправо от экватора Местного сверхскопления. Поскольку угловой размер зоны падения вокруг Virgo составляет  $\Theta_0 = 23^\circ$  [19], то перепад лучевых скоростей внутри нее может достигать  $\Delta V = -183$  км/с. Величина вызываемого этим эффектом смещения центроида галактик с  $V_{\text{LG}} < 0$  зависит от особенностей строения и кинематики Virgo. Разбивая выборку 65 галактик с  $V_{\text{LG}} < 0$  на две половины линией на небе, параллельной сверхгалактическому экватору, мы получаем для правой и левой половины среднюю разность лучевых скоростей  $(-68 \pm 51)$  км/с. При разбивании выборки пополам линией, перпендикулярной к прямой, соединяющей галактики M 86 и M 87, эта разность возрастает до  $(-135 \pm 49)$  км/с. Таким образом мы имеем приблизительное согласие ожидаемого и наблюдаемого эффекта тангенциальной скорости как по направлению, так и по величине. Учет другой компоненты скорости LG, направленной к Great Attractor, может улучшить это согласие, если принять во внимание, что скопление Virgo (более близкое к GA) должно падать к GA с большей скоростью, чем Местная группа. Такое взаимное движение производит дополнительную компоненту тангенциальной скорости LG относительно Virgo, направленную в противоположную сторону от GA (т.е. в направлении NNW на рис.2). Разумеется, роль разных компонент взаимного движения LG и Virgo нуждается в более детальном анализе.

5. *Заключительные замечания.* Изучение распределения членов скопления Virgo с экстремально большими пекулярными скоростями, направленными к нам или от нас, является важным, но пока мало использованным инструментом для понимания строения и кинематики этого самого близкого скопления. В принципе, для выбора между картиной слияния отдельных группировок галактик с основным телом скопления или эффектом взаимного поперечного движения LG и Virgo можно привлекать также галактики с

большими положительными скоростями ( $\sim 2000 - 2500$  км/с). Однако, среди галактик с такими скоростями встречается много объектов дальнего фона Virgo, что затрудняет интерпретацию наблюдательных данных.

Следует подчеркнуть, что самые слабые галактики в нашей выборке имеют абсолютную величину  $M_B$  ярче  $-12^m.5$ . Можно ожидать, что в скоплении имеется еще большое число слабых галактик, в том числе и с отрицательными лучевыми скоростями. Увеличение их статистики представляется крайне желательным для более детального анализа кинематики Virgo.

Важно отметить и необходимость измерения индивидуальных расстояний у членов Virgo, имеющих  $V_{LG} < 0$ . Здесь самым перспективным методом оценки расстояний остается использование флуктуаций поверхностной яркости у dE и dSph галактик. Применение метода Талли-Фишера к dIг и BCD галактикам не обладает, к сожалению, необходимой точностью, чтобы различать объекты на передней и дальней границе скопления. Для них единственным массовым методом может служить только определение расстояний по светимости верхушки ветви красных гигантов с использованием HST и других орбитальных телескопов.

Представляется интересным поиски в Virgo ультракомпактных карликовых галактик с отрицательными лучевыми скоростями. Судя по обсуждавшимся в литературе сценариям [20,21], этот тип карликовых галактик формируется в результате их длительного пребывания в самой плотной вириальной зоне скопления. Поэтому обнаружение хотя бы одного ультракомпактного карлика с  $V_{LG} < 0$  свидетельствовало бы против предположения о падении рыхлого облака галактик вокруг M 86 на основное тело скопления.

Дальнейшие наблюдательные усилия должны, очевидно, дополняться численным моделированием кинематики членов Virgo с экстремально большими пекулярными скоростями.

Эта работа поддержана грантами RFBR 07-02-00005 и RFBR-DFG 06-02-04017.

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

## BLUESHIFTED GALAXIES IN THE VIRGO CLUSTER

I.D.KARACHENTSEV, O.G.NASANOVA (KASHIBADZE)

We consider a sample of 65 galaxies in the Virgo cluster that have negative radial velocities with respect to the Local group. Some properties of the sample are noticed. All the objects reside compactly within the 6-degree virial radius, but

their centroid is displaced at 1.1 degree towards NW from the dynamical cluster center, M87. Dwarf galaxies of the sample exhibit a clumpiness on a scale of  $10'$  (50 кpc). The observed asymmetry in distribution of the blueshifted galaxies may be interpreted as evidence for merging of the M 86 subcluster with the main Virgo cluster body. Another attempt is made by us to explain this phenomenon taking into account the relative tangential velocity of about  $300 \text{ km s}^{-1}$  between the Local group and the Virgo cluster caused by their pushing from the Local void.

Key words: *galaxies:blueshifted:Virgo*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *B.Binggeli, A.Sandage, G.A.Tammann*, *Astron. J.*, **90**, 1681, 1985 (VCC).
2. *I.D.Karachentsev, V.E.Karachentseva*, *Letters to Astron. Zh.*, **8**, 198, 1982.
3. *G.D.Bothun, J.R.Mould*, *Astrophys. J.*, **324**, 123, 1988.
4. *G.L.Hoffman, J.Glosson, G.Helou, E.E.Salpeter, A.Sandage*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **63**, 247, 1987.
5. *G.L.Hoffman, H.L.Williams, E.E.Salpeter, A.Sandage, B.Binggeli*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **71**, 701, 1989.
6. *M.J.Drinkwater, M.J.Currie, C.K.Young et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **279**, 595, 1996.
7. *B.Binggeli, C.Popescu, G.A.Tammann*, *A&As*, **98**, 275, 1993.
8. *G.Gavazzi, C.Bonfanti, P.Pedotti et al.*, *Astron. Astrophys.*, **146**, 259, 2000.
9. *J.M.Solanes, T.Sanchis, E.Salvador-Sole, R.Giovanelli, M.P.Haynes*, *Astron. J.*, **124**, 2440, 2002.
10. *R.Giovanelli, M.P.Haynes, B.R.Kent et al.*, *Astron. J.*, **133**, 2569, 2007.
11. *S. di Serego Alighieri, G.Gavazzi, C.Giovanardi et al.*, *Astron. Astrophys.*, **474**, 851, 2007.
12. *G.Gavazzi, R.Giovanelli, M.P.Haynes et al.*, *Astron. Astrophys.*, **482**, 43, 2008.
13. *K.N.Abazajian, J.K.Adelman-McCarthy, M.A.Agueros et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **182**, 543, 2009.
14. *I.D.Karachentsev, D.I.Makarov*, *Astron. J.*, **111**, 794, 1996.
15. *J.L.Tonry, A.Dressler, J.P.Blakeslee et al.*, *Astrophys. J.*, **546**, 681, 2001.
16. *H.Jerjen, B.Binggeli, F.D.Barazza*, *Astron. J.*, **127**, 771, 2004.
17. *S.Mei, J.P.Blakesley, P.Cote et al.*, *Astrophys. J.*, **655**, 144, 2007.
18. *R.B.Tully, E.J.Shaya, I.D.Karachentsev et al.*, *Astrophys. J.*, **676**, 184, 2008.
19. *I.D.Karachentsev, O.G.Nasonova (Kashibadze)*, Принято к печати в *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 2010.
20. *E.A.Evstigneeva, M.D.Gregg, M.J.Drinkwater, M.Hilker*, *Astron. J.*, **133**, 1722, 2007.
21. *E.A.Evstigneeva, M.J.Drinkwater, C.Y.Peng et al.*, *Astron. J.*, **136**, 461, 2008.

## AN ATTEMPT TO TEST AMBARTSUMIAN'S IDEA OF GALAXY ORIGIN. II. LOCATION OF GALAXIES WITHIN CLUSTERS AND GALAXY POSITION ANGLES

H.A.HARUTYUNYAN<sup>1</sup>, MONIKA BIERNACKA<sup>2</sup>, PIOTR FLIN<sup>2</sup>

Received 4 November 2009

The location of galaxies in 377 rich Abell galaxy clusters is discussed. We compared the distributions of galaxies in the sample containing all galaxies with the sample compiled from the 20 brightest objects. Counts in circular sectors with angle width equal to  $30^\circ$  show isotropy. Only in the case of BM I clusters and the coordinate system related to the cluster major axis we found anisotropic distributions. We investigated also the distributions of galaxy position angles within clusters exhibiting isotropy. The structure position angles for both samples have been studied as well. They appeared to be different. The difference in location of galaxies in the case of cD clusters, as well as more elliptical shape and different position angles of sample containing bright galaxies is observed.

Key words: *galaxy structures:distribution:origin*

1. *Introduction.* The origin of galaxies is one of the greatest unsolved problems in astrophysics. In our first paper [1] we shortly described theories of galaxy origin calling attention to the idea developed by Ambartsumian [2-5], that galaxy structures can be regarded as the result of ejection of galaxies from the primordial galactic nuclei. Contrary to classic scenarios of galaxy origin in this case there are neither calculations nor numerical simulations describing the formation and subsequent evolution of galaxy structures. Therefore, the comparison of observations with the theory or physical picture based on the general paradigm very often meets difficulties. In fact, theoretical predictions which can be used for examination of Ambartsumian's idea result from the intuitive analysis of the idea itself.

Actually the main idea of Ambartsumian on the galaxy formation is being referred rarely and many researchers consider it as something of historical interest only. Sometimes it is referred in connection with the quasi-steady state cosmological models of the cyclic Universe [6]. In the latter scenario first generation objects are appeared to be QSOs. Later on QSO explosions had generated fronts and shells, fragmentation of which lead to galaxy origin [7].

We study here some distribution properties of galaxies in the whole of 377 Abell clusters (sample A) and the same properties of the sample containing only the brightest 20 members [1]. In the first paper we performed

the analysis of cluster shapes finding that the distributions of ellipticities in sample A and B are different, which in some respect might be interpreted as a fingerprint of an ejection mechanism according to Ambartsumian's idea. The most essential assumption, which follows from physical consideration, is one formulating that the first galaxies in any cluster separated from the initial maternal body due to ejection process should be more massive in average and more luminous compared with posteriors. Moreover, less massive galaxies could be ejected not only by the maternal object but also by previously ejected second generation galaxies. So, even if the maternal object had outthrown the second generation galaxies in preferable directions the next generation of galaxies ejected by first ones would destroy this structural order making the distribution comparatively more isotropic.

In the present paper we compare again the distributional properties of galaxies in the mentioned two samples. The studied properties are: the location of galaxies within the parent cluster and the distribution of the galaxy position angles.

Section 2 presents observational data and the manner in which analysed parameters had been obtained, while Section 3 and 4 deal with the results of the analyses of the galaxy location within clusters and galaxy position angles respectively. Conclusions are given in the last Section 5.

*2. Observational data and determination of investigated parameters.* Our basic sample of galaxy clusters is the same, we have described in the paper [1]. In sake of completeness we repeat here that all Abell clusters [8] with galactic latitude  $|b| > 40^\circ$ , richness class  $\geq 1$  and redshift  $z < 0.2$  [9] were selected for the present analysis. Around the centre of each selected in this manner cluster, an area covering  $2 \times 2$  Mpc ( $h = 0.75$ ,  $q_0 = 0.5$ ) was extracted from DSS [10]. Applying FOCAS package to DSS we obtained catalogues of galaxies in 377 clusters. For each galaxy in the cluster both its equatorial and rectangular  $x$ ,  $y$  coordinates on the photographic plate, instrumental magnitude  $m$ , area of the galaxy image, its ellipticity as well as position angle of the major axis were determined.

The cluster shape was calculated using standard covariance ellipse method [11] for all galaxies located in the cluster region and within the magnitude range  $m_3, m_3 + 3^m$ , where  $m_3$  is the magnitude of the third brightest galaxy. The first five moments of the observed two-dimensional point distribution allow one to determine the contour of the ellipse and its position angle  $\theta$ , computed as (see, [11]): ellipticity  $e = 1 - b/a$  where  $a$  and  $b$  are the major and minor axes of the galaxy image, while  $\text{tg}2\theta = 2M_{11}/(M_{20} - M_{02})$ .

We compiled two basic cluster samples. The first one denoted as A contained all the galaxies belonging to the given cluster within the investigated magnitude range, while the sample B included only the twenty brightest galaxies

of the same cluster. For both samples ellipticity and position angle of each cluster have been determined independently. Moreover, galaxy clusters' ellipticity was estimated at several distances from the cluster centre, changing the radius of analysis with the pace of 0.25 Mpc from 0.5 Mpc up to 2 Mpc.

3. *The analysis of galaxy location within clusters.* In order to study the location of galaxies within the parent cluster the latter was divided into circular sectors of central angle amounting to  $30^\circ$  and the number of galaxies in each sector was counted. Such analysis was performed changing the orientation of the cluster ellipse. The first counts were performed using  $x$  and  $y$  rectangular coordinates for sector borders, afterwards the cluster major axis was adopted as basic line for sections.

In the case of Cartesian  $(x, y)$  coordinate system the determined distributions were random ones in both samples A and B. When the coordinate system connected with cluster major axis is applied the distributions appeared to be isotropic too. Only in the case of BM type I clusters, containing a cD galaxy in the centre a statistically significant excess of counts in the sectors covering angles between  $285^\circ$  and  $345^\circ$ , as well as in bins covering angles from  $105^\circ$  to  $165^\circ$  occurred (counting anticlockwise). For the B sample of brighter galaxies only one maximum in the former sector was noted (Fig.1).

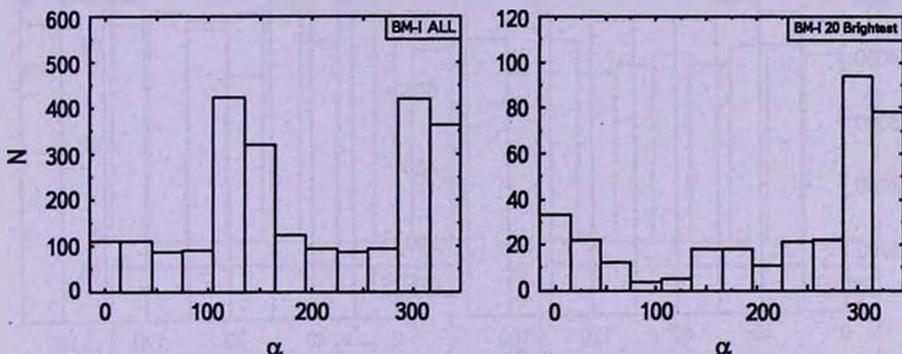


Fig.1. The distribution of galaxies in BM type I clusters of samples A and B counted in the coordinate system connected with the galaxy cluster major axes.

Although not completely comprehended, such a result points out the connection of the galaxy location with the cluster properties. It does mean that the clusters containing in their centre a huge cD galaxy try to locate galaxies in such manner to originate an anisotropic structure. The anisotropy detected in the case of this cluster type and in this coordinate system can be regarded as an argument in favour of the special evolutionary scenario and significance of cD galaxies in clusters. These unique galaxies remain mysterious as they have been since the beginning of their discovery. The key question concerns their distinctness - are these galaxies quite distinct from normal giant elliptical

galaxies or they are the natural end of the luminosity function. In both cases various evolution mechanisms could be suggested for the origination of these galaxies.

4. *The position angle analysis.* At the first step of our studies we checked the isotropy of the position angles of major axes for all the galaxies involved. Relevant analyses have been made for both samples separately - for the distribution of position angles of all galaxies (sample A) and of the 20 brightest galaxies (sample B).

In order to verify the randomness of the investigated distributions the Kolmogorov - Smirnov test was applied. Both distributions presented in the Fig.2 appeared to be isotropic. We investigated also the distributions of galaxy clusters major axes' position angles for the different distances from the centre in the manner described above. No any anisotropy has been found again in the calculated distributions. The greatest deviations from the expected mean value were at the most, rather rarely, less than  $2\sigma$ . We studied also the distributions of galaxy position angles in samples A and B at the distances between 0.75 Mpc and 1.5 Mpc. All the distributions appeared to be isotropic.

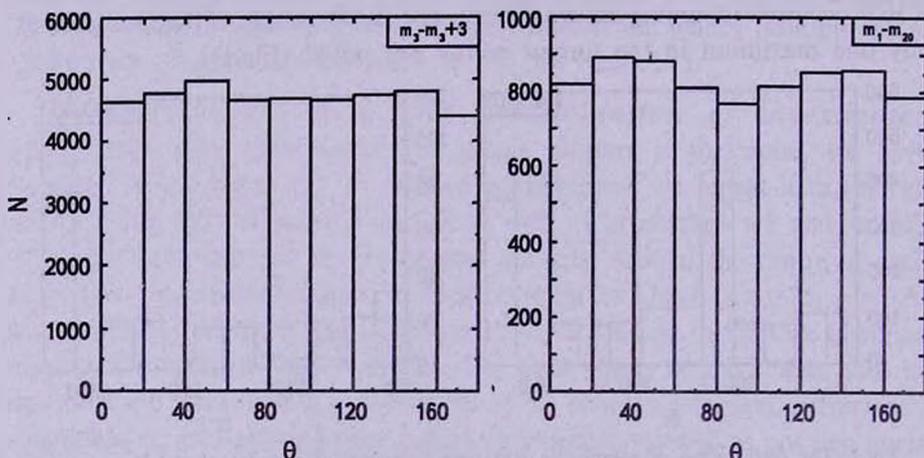


Fig.2. The distributions of the position angle of all galaxies (left panel) and of the 20 brightest galaxies (right panel).

We also determined the position angles of 377 cluster structures in the both cases of sample A and sample B using the coordinate system connected with the photographic plate. Moreover, the division according to the distances from the cluster centres has been considered. The position angles were determined, considering galaxy samples inside the distances of 0.5 Mpc, 0.75 Mpc, 1.0 Mpc, 1.25 Mpc, 1.5 Mpc, 1.75 Mpc respectively. It appeared that in the case of sample A the deviations for the isotropic sample are smaller than  $2\sigma$  (using Poisson error  $\sigma = \sqrt{N}$ , where  $N$  is the number of objects expected in the random

distribution) (see Fig.3a). In the case of the sample B we have a completely different picture. It exhibits statistically significant excess of cluster (major axes) position angles in the range of angles between  $120^\circ$  and  $160^\circ$ . This excess is manifested most significantly when the position angle is calculated for the distance range of 0-0.75 Mpc. It is diminishing up to the distance 0-1.75 Mpc but even in this case it exceeds the  $3\sigma$  level (Fig.3b).

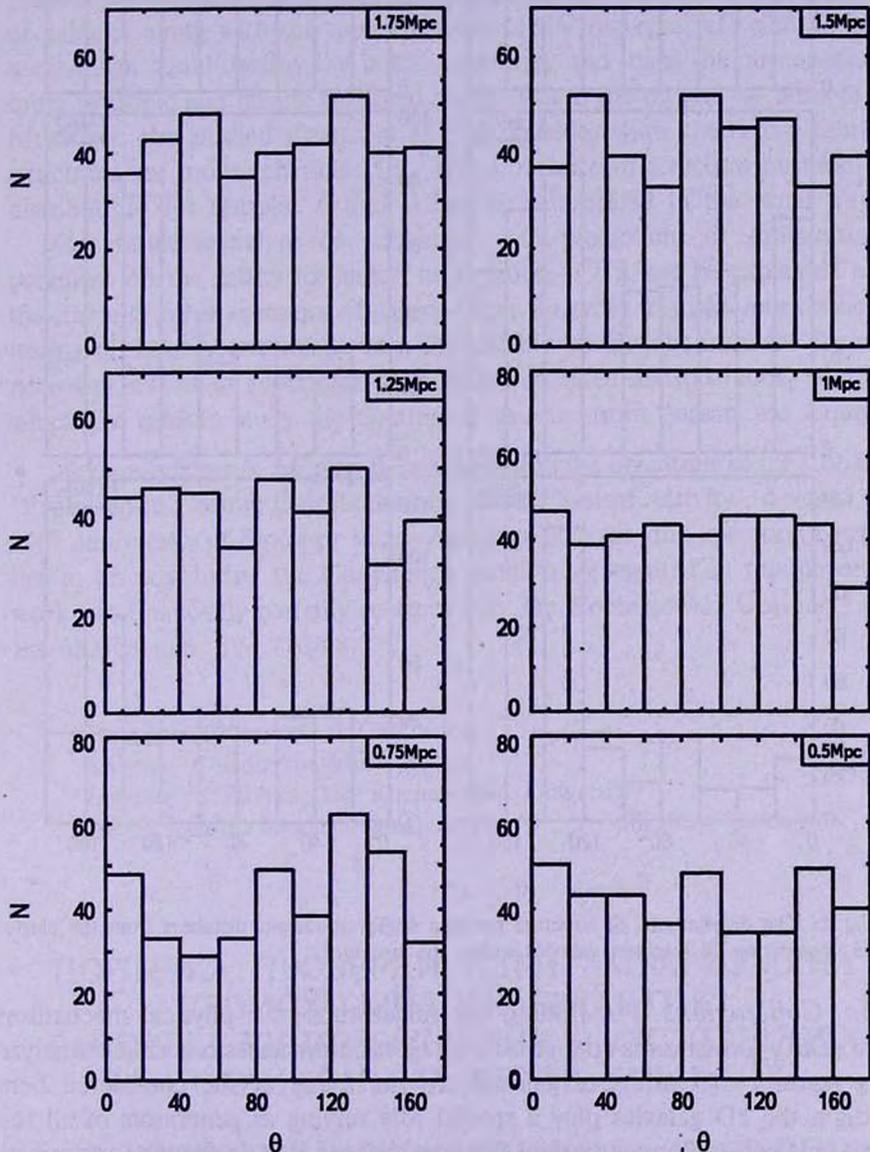


Fig.3a. The distributions of structure position angles at various distances from the cluster centres considering all galaxies within the structure.

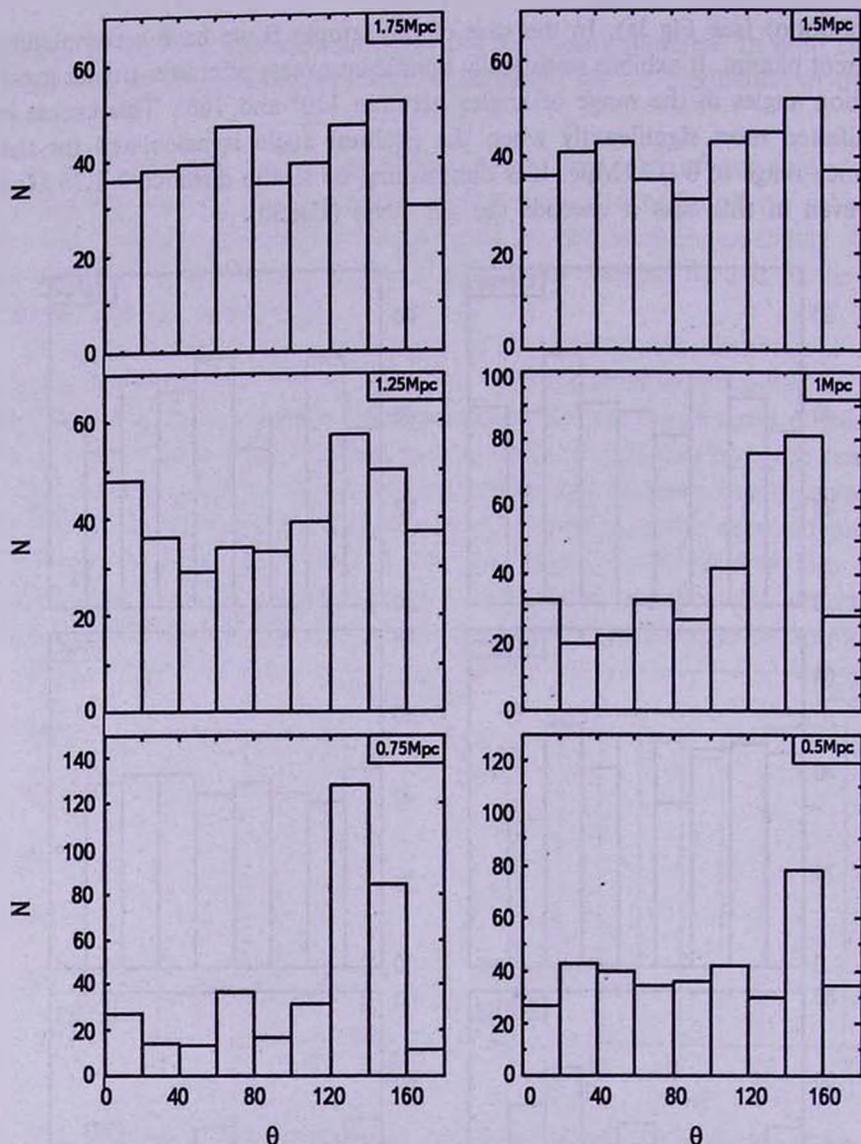


Fig.3b. The distributions of structure position angles at various distances from the cluster centres considering 20 brightest galaxies within the structure.

5. *Conclusions.* For finding any fingerprints of a physical mechanism where galaxy formation is connected with ejection processes one should analyze many features of clusters of galaxies. In the frame of the considered here paradigm the cD galaxies play a special role serving as generators of all the cluster galaxies and any structural features giving a hint in favour (or against) of this idea should be considered carefully [12]. From this point of view the separation of BM type I clusters containing cD galaxy in their centre seems to have a key significance. Of course, it should be considered together with

other observational facts in detail to arrive at a strict conclusion. However at a glance one may suggest from the physical reason that first ejected proto-galaxies statistically should be more massive and could originate rather luminous galaxies. On the other hand, even nowadays ejections have strongly anisotropic character and therefore they could form initially elongated structures. Most probably the second generation objects ejected from the central brightest cD galaxies consequently gave birth in hierarchical manner to the next generation of galaxies along with the next ejections of the maternal cD galaxy. Such a mechanism could destroy the initial anisotropy and make the cluster structure more isotropic and having spherical shape. This is the picture we observe here. Moreover, the studied structures of 6188 galaxies show that more numerous structures are more spherical [13]. The difference in structure position angle distributions for samples A and B can be interpreted in the same way.

Our result seems to be consistent with predictions of Ambartsumian's paradigm on the galaxy formation at a glance, but it can be explained also in the frame of other scenarios of galaxy origin. In order to make more conclusive testing of the Ambartsumian's idea the suitable predictions from the theory are necessary, as well as application of more sophisticated statistical tools, as e.g. that which are used in study the ejection of galaxies from quasars are required.

*Acknowledgments.* Monika Biernacka thanks the organizers of the Conference "Evolution of Cosmic Objects through Their Physical Activity", devoted to the 100<sup>th</sup> anniversary of Professor Victor Ambartsumian for kind invitation permitting her to discuss during the Conference problems presented in this paper. This work was financially partially supported by Jan Kochanowski University grants BS 052/08 and BW 116/08.

<sup>1</sup> Byurakan Astrophysical Observatory,  
Armenia, e-mail: hhayk@bao.sci.am

<sup>2</sup> Institute of Physics, Jan Kochanowski University,  
Poland, e-mail: bmonika@pu.kielce.pl sfflin@cyf-kr.edu.pl

## ПОПЫТКА ПРОВЕРКИ ИДЕИ АМБАРЦУМЯНА О ПРОИСХОЖДЕНИИ ГАЛАКТИК. II. РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ГАЛАКТИК В СКОПЛЕНИЯХ И ПОЗИЦИОННЫХ УГЛОВ ГАЛАКТИК

Г.А.АРУТЮНЯН<sup>1</sup>, МОНИКА БИЕРНАКА<sup>2</sup>, ПИОТР ФЛИН<sup>2</sup>

Рассматривается распределение галактик в 377 богатых скоплениях Эйбела. Мы сравниваем особенности распределения галактик в двух

выборках, первая из которых состоит из всех галактик, а вторая - из 20 ярчайших объектов. Подсчеты в секторах с центральным углом в 30 градусов показывают изотропию распределения. Лишь в случае скоплений первого типа по классификации Бауца-Моргана наблюдается анизотропия распределения. Рассмотрены также распределения позиционных углов больших осей галактик в скоплениях, которые также показывают изотропию. Исследованы позиционные углы больших осей самих скоплений. Оказалось, что они отличаются для двух выборок. По-разному распределены галактики в случае cD скоплений, в которых вдобавок распределение ярчайших галактик имеет более вытянутую форму, а также большие оси их совокупности показывают другое преимущественное направление.

Ключевые слова: *строение галактик:распределение:происхождение*

## REFERENCES

1. *M.Biernacka, P.Flin, H.A.Harutyunyan*, *Astrofizika*, 51, 385, 2008.
2. *V.A.Ambartsumian*, La structure et l'evolution de l'universe, 11th Solvay Conference Report, Ed. Stoops, p.241, 1958.
3. *V.A.Ambartsumian*, Structure and Evolution of Galaxies. Proc. XIII<sup>th</sup> Solvay Conf. on Physics, University of Brussels, Wiley Interscience New York, p.24, 1965.
4. *V.A.Ambartsumian*, IAU Symposium No 29 - Non-stable phenomena in galaxies, Publ House of Acad. Sci. Armenia, Yerevan, p.11, 1968.
5. *V.A.Ambartsumian*, Stars and Galaxies from observational point of view, Proc. 3<sup>rd</sup> European Astr. Meeting, Publ. Mecniereba, Tbilisi, p.91, 1976.
6. *J.V.Narlikar, G.Burbidge, R.G.Vishwakarma*, *Jour. Astrophys. Astron.*, 28, 67, 2007.
7. *S.Ikeuchi*, Publication Astronommical Society Japan, 33, 211, 1981.
8. *G.Abell, H.Corwin, R.Olowin*, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 70, 1, 1989.
9. *F.S.Struble, H.J.Rood*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 77, 363, 1991.
10. The Digitized Sky Survey, Space Telescope Science Institute, Association of Universities for Research in Astronomy Inc., 1993, 1994.
11. *D.Carter, N.Metcalf*, *Mont. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 191, 325, 1980.
12. *H.A.Harutyunian*, *Astrofizika*, 51, 173, 2008.
13. *M.Biernacka, P.Flin, T.Juszczyk, E.Panko*, Proc. SEAC 2008 Conf., Cosmology across Culture, ASP Conf. Ser. (in press).

REDSHIFTS OF 19 SHAKHBAZIAN COMPACT  
GROUPS OF GALAXIESH.M.TOVMASSIAN<sup>1</sup>, H.TIERSCH<sup>2</sup>, V.H.CHAVUSHYAN<sup>1</sup>,  
S.G.NAVARRO<sup>3</sup>

Received 2 September 2009

Accepted 25 November 2009

By observations at Calar Alto (Spain), La Silla (Chile) and Cananea (Mexico) we measured redshifts of 108 candidate members in 19 Shakhbazian compact galaxy groups ShCG 44, 105, 149, 168, 270, 276, 278, 279, 298, 303, 304, 310, 317, 331, 339, 340, 345, 358 and 359. Redshifts of another ten members were taken from the NED. We found that nine out of 118 candidate member galaxies are stars, twelve galaxies are not members of the corresponding groups and are projected over them. The group ShCG 168 is the core of a cluster. The groups ShCG 276, ShCG 298 and ShCG 303 are either strongly contaminated by field galaxies with redshift differing not very much from that of the corresponding group, or are the results of a chance projection of field galaxies.

**Key words:** *galaxies: groups of galaxies*

1. *Introduction.* It has been shown that the overwhelming majority of observed galaxies in Universe are in the content of poor groups [1,2 and references therein]. They consist of 3-4 up to about 10-20 members. More interesting from the evolution point of view are the so-called compact groups (CGs) which usually contain not more than about 10 members, and the space density of which reaches up to  $10^4 + 10^5 \text{ Mpc}^3$ . The well known and intensively studied groups are Hickson compact groups (HCGs) [3] the list of which consists of 100 entities. Dynamical simulations showed that the CG members will merge into one galaxy in a relatively short time, and contrary to observations, CGs should not exist [4-7]. Therefore, Rose [8] Mamon [9], Walke and Mamon [10] suggested that CGs may not be gravitationally bound physical systems, but may be chance alignments of galaxies in loose groups (LGs). According to Hernquist, Katz and Weinberg [11] and Ostriker, Lubin and Hernquist [12], CGs are filaments seen end-on. However, there have been presented arguments that HCGs are real physical systems [13-16]. It has been also suggested that CGs are small subsystems in larger LGs [e.g. 17-22]. Diaferio, Geller and Ramella [23] and Governato, Bhatia and Chincarini [24] concluded that CGs are being continually formed in collapsing LGs.

For explanation of the existence of CGs Tovmassian, Martinez and Tiersch [25], Tovmassian [26] draw attention to the fact that HCGs preferentially have

prolate space configuration (e.g. Malykh and Orlov [27], Plionis, Basilakos and Tovmassian [28]) and finding a correlation between the group length and velocity dispersion suggested that members of compact groups most probably move preferentially along the group large axis. The proposed quasi-regular movement of the group members may prevent the fast collapse of CGs and explain their existence. Hence, CGs are more stable systems than it follows from dynamical simulations. Tovmassian and Chavushyan [29], and Tovmassian, Plionis and Torres-Papaqui [30] showed that members of ordinary LGs in which CGs are embedded, have the same character of movement. Recently Tovmassian and Plionis [31] showed that the observed dynamical properties of LGs are valid also, if the groups are in the process of virialization.

Hence, measurements of the CG member redshifts allow to study the dynamics of groups and their evolution, and is an important step for checking the theory of hierarchical formation of galaxies. The largest list of CGs is that of Shakhbazian (ShCGs) with nearly 400 groups [32,33 and references therein] compiled yet in 70s. These groups were selected by visual inspection of the Palomar sky survey. Due to overexposure some members of distant groups looked like compact galaxies, and therefore the groups were initially named compact groups of *compact* galaxies. However, already the first detailed photographic observations [34-36] showed that the so-called compact galaxies were in reality ordinary galaxies of presumably early morphological types. Hence, Shakhbazian groups are CGs of ordinary galaxies. It is worth to note that in Shakhbazian [32] the first group is mentioned as a dense group of red stars. However, Robinson and Wampler [36] showed shortly that members of this group are galaxies. Namely this result stimulated search of similar compact groups carried out by Shakhbazian in collaboration with Petrosian, Baier and Tiersch [33 and references therein]. In spite of that ShCGs have been selected without knowledge of redshifts of their members, already the first spectral observations [e.g. 37-41] of a small number of ShCGs showed that redshifts of the group members differ insignificantly from each other.

Tiersch et al. [42,43 and references therein] and Tovmassian et al. [44,45 and references therein] carried out spectral and detailed photometric study of a large number of ShCGs. It was found that only a small number of the candidate group members are stars and that only a few groups are the result of a chance projection of field galaxies and/or stars [45]. At the same time, a few galaxies in some groups were classified as stars for the compactness of their images, and were excluded from the content of originally selected groups. Hence, ShCGs are gravitationally bound real physical systems. The study of the compact group dynamics may be more efficient for the isolated Shakhbazian CGs the list of which was compiled recently by Tovmassian, Torres-Papaqui and Tiersch [46] who showed that 28% out of 98 ShCGs with known redshifts

of their members are dense condensations in clusters of galaxies, 28% are condensations in LGs and 26% are isolated compact groups. At projected distances of up to 1 Mpc in the environment of the latter there are no galaxies with redshifts differing from the mean redshift of the corresponding group by less than  $1000 \text{ km s}^{-1}$ .

In this paper we present the results of spectral observations of 19 Shakhbazian compact groups. We determined the redshifts of 108 members of these groups, their velocity dispersion and crossing time.

2. *Observations and results.* Observations of ShCGs reported in this paper have been made with the 2.2 m telescope at Calar Alto (Spain), the 2.12 m telescope at Guillermo Haro Observatory in Cananea (Mexico) and the 1.5 m telescope at European Southern Observatory in La Silla (Chile). The list of observed groups and corresponding telescopes is presented in Table 1. At Calar Alto the Cassegrain spectrograph with the TEK CCD having  $1024 \times 1024$  pixels with sizes 24  $\mu\text{m}$  and a 600 lines/mm grating blazed at  $5000 \text{ \AA}$  with a dispersion  $120 \text{ \AA/mm}$  in the range  $4900\text{--}7650 \text{ \AA}$  was used. The used slit width was 2.5 arc sec. The wavelength calibration was done with HeAr comparison spectra taken before and after of the galaxy observation. Pixel-to pixel variations

Table 1

## OBSERVATIONAL LOG

ShCG	Telescope	Data
44	2.12 m, Cananea	Oct.96, Nov. 99
105	2 m, Calar Alto	Nov. 94
149	2.12 m, Cananea	Nov. 95, Jan 99
168	2.12 m, Cananea	May 98
270	2.12 m, Cananea	Oct.96
276	1.5 m, La Silla	Oct. 95
--/	2.2 m, Cananea	Aug. 96, Sep. 96
278	1.5 m, La Silla	Oct. 95
279	1.5 m, La Silla	Oct. 95
298	1.5 m, La Silla	Oct. 95
--/	2.12 m, Cananea	July 96
303	2.12 m, Cananea	July 97, Oct. 96
304	2.12 m, Cananea	Oct. 96
310	2.12 m, Cananea	Oct. 96
317	1.5 m, La Silla	Oct. 95
--/	2.12 m, Cananea	Oct. 96
331	1.5 m, La Silla	Oct. 95
--/	2.12 m, Cananea	Aug. 98
339	2 m, Calar Alto	Dec. 93
340	2 m, Calar Alto	Dec. 93
345	2.12 m, Cananea	Oct. 95, March 99
358	2.12 m, Cananea	May 95, Apr. 96
359	2.12 m, Cananea	Apr. 96, March 99

were calibrated with the use of the dome flats. At Cananea the LFOSC spectrograph was used. Observations were made with a mean dispersion of  $5.5 \text{ \AA}/\text{pxl}$  and mean resolution of  $13 \text{ \AA}$ . At La Silla the Cassegrain Boller & Chivens spectrograph equipped with a CCD FA2K 24 and a dispersion  $114 \text{ \AA}/\text{mm}$  was used.

The reduction of observations was done with the MIDAS program or the IRAF package. Redshifts were measured with an accuracy of about 0.0002. In the case of very faint objects the error may reach 0.0003. The redshifts of 108 supposed members in 19 ShCGs are presented in Table 2, in which the redshifts of ten member galaxies of the studied ShCGs found in the NED (NASA/IPAC Extragalactic Database) are also included. The latter are marked by "n". The numeration of member galaxies of groups are presented according to Stoll, Tiersch and Braun [47 and references therein] and Stoll, Tiersch and Cordis [48 and references therein]. We found that nine of the supposed members, marked by "\*" in Table 2 (objects №3 in ShCG 44, №2 in ShCG 270, №2, 4 and 10 in ShCG 276, №5 in ShCG 279, №4 and 5 in ShCG 304 and

Table 2

## REDSHIFTS OF ShCG MEMBERS

Galaxy	44	105	149	168	270	276	278	279	298
1	0.0880 <sub>p</sub>	0.927	0.0900	0.1239	0.0811	0.1067	0.1185 <sub>n</sub>	0.0652	0.1563 <sub>p</sub>
2	0.0777	0.0956	0.0910	0.1282	-	*	0.1219	0.0674	0.1692
3	*	0.0933	0.0849 <sub>p</sub>	-	0.0830	0.1069	0.1223	0.0689	0.1676
4	0.0770	-	-	-	0.0828	*	0.1207 <sub>e</sub>	0.0644	0.1707
5	0.0789	-	0.0885	-	-	0.1111	0.1242	*	0.1668
6	0.0789	-	0.0881	0.1285	-	0.1067	0.1197	0.0666	0.1693
7	0.0787	-	-	-	-	0.1053	0.1192	-	0.1652
8	0.0770	0.0939	-	-	-	-	-	0.0669 <sub>e</sub>	-
9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
10	-	-	-	0.1130 <sub>p</sub>	-	*	-	-	-
11	-	0.0898 <sub>p</sub>	-	0.1241	-	-	-	-	-

Table 2 (Continued)

## REDSHIFTS OF ShCG MEMBERS

Galaxy	303	304	310	317	331	339	340	345	358	359
1	0.0842 <sub>n</sub>	0.0760	0.1135 <sub>n</sub>	0.0427	0.0539 <sub>e</sub>	0.1102	0.1052	0.1169	0.0505	0.0355
2	0.0788 <sub>p</sub>	0.0720	0.1132 <sub>n</sub>	0.0419	-	0.1098	-	-	0.0499	0.0329 <sub>n</sub>
3	0.0858	0.0747 <sub>e</sub>	0.1134	0.0426	-	-	0.1028	-	0.0492 <sub>e</sub>	0.1015 <sub>p</sub>
4	0.0801 <sub>n</sub>	*	0.0446 <sub>p</sub>	0.0412	0.0547 <sub>e</sub>	0.1092	0.1059	*	0.0514	0.0314
5	0.0842	*	0.1132	0.0414	0.0542 <sub>e</sub>	0.1096	0.1045 <sub>n</sub>	-	0.0512	0.0339
6	0.0843 <sub>n</sub>	-	0.1097	0.0426	-	-	0.1050	0.1171	0.0513	-
7	0.1787 <sub>p</sub>	-	-	0.0435	0.0550	-	0.1046	-	0.0453 <sub>p</sub>	0.1034 <sub>p</sub>
8	0.0823 <sub>n</sub>	-	-	-	-	-	0.1032	0.1172	-	-
9	0.0845	-	-	-	-	-	-	-	-	-
10	0.0858 <sub>n</sub>	-	-	0.0426	-	0.0426 <sub>p</sub>	-	-	-	-

№4 in ShCG 345), are stars. It is worth to note that Bettoni and Fasano [36] in the result of photometric study mention that objects 6, 7, 8, 9 and 10 in ShCG 340 are stars. Meanwhile, our spectroscopic investigation showed that objects 6, 7 and 8 are in fact galaxies. Galaxies №4 in ShCG 278, №8 in ShCG 279, №3 in ShCG 304, №1 and 4 in ShCG 331 and №3 in ShCG 358 have emission lines in spectra. Twelve galaxies in the area of the studied groups have redshift that differ appreciably from the mean redshift of the corresponding group and thus are projected over these groups. Such are galaxies №1 in ShCG 44, №11 in ShCG 105, №3 in ShCG 149, №10 in ShCG 168, №1 in ShCG 298, №2 and 7 in ShCG 303, №4 in ShCG 310, №10 in ShCG 339, №7 in ShCG 358 and №3 and 7 in ShCG 359. Redshifts of these galaxies are marked by "p" in Table 2. Hence, we found that 82% of the candidate members of the studied groups are accordant redshift galaxies.

In Table 3 we present the mean redshift  $z$ , velocity dispersion  $\sigma_V$  and crossing time  $\tau_c$  of the studied groups. We adopted  $H=75$  km/s/Mpc. Velocity dispersions of 17 groups are less than  $500$  km s<sup>-1</sup> which is typical for groups.

Table 3

RADIAL VELOCITY DISPERSION,  $\sigma_V$  AND CROSSING  
TIME  $\tau_c$  OF ShCGs

ShCG	$z$	$\sigma_V$ km/s	$\tau_c \times 10^7$	ShCG	$z$	$\sigma_V$ km/s	$\tau_c \times 10^7$
44	0.07818	250	5.4	304	0.0759	324	4.7
105	0.09425	327	5.6	310	0.11343	292	12.8
149	0.09009	350	7.1	317	0.04259	213	18.2
168	0.12705	653	14.7	331	0.05537	113	7.5
270	0.08231	254	26.4	339	0.11026	108	18.2
276	0.10616	175	14.6	340	0.10514	324	11.2
278	0.12036	578	4.2	345	0.11662	37	135
279	0.06675	399	3.5	358	0.04956	335	7.1
298	0.16854	503	7.9	359	0.03368	447	1.8
303	0.08486	240	17.6				

Velocity dispersion of clusters of galaxies is generally higher reaching about  $1000$  km s<sup>-1</sup>. The velocity dispersion of the group ShCG 168 which is the core of the cluster ZwCl 1832.4+8306, is about  $650$  km s<sup>-1</sup>. Velocity dispersion of two other groups, ShCG 276 and 298 also exceeds  $500$  km s<sup>-1</sup>. We suggest that the latter two groups may be contaminated by projection of field galaxies over them, or be a result of a chance projection of unrelated field galaxies. Mamon [9], Walke and Mamon [10] suggested that CGs generally may not be gravitationally bound physical entities, but may be chance alignments of galaxies in LGs. Note that Niemi et al. [49] showed that about 20% of groups found by friend-of friend algorithm may not be gravitationally bound real groups, but spurious systems. Crossing time of groups is generally less than

$20 \times 10^7$  y. The only exception is the group ShCG 345,  $\tau_c$  of which is  $135 \times 10^7$  y.

<sup>1</sup> Instituto Nacional de Astrofisica Optica y Electronica, Luis Enrique Erro 1, Tonantzintla, Mexico, e-mail: hrant@inaoep.mx

<sup>2</sup> Sternwarte Königsleiten, München, Germany

<sup>3</sup> Instituto de Astronomía y Meteorología, Universidad de Guadalajara, Mexico

## КРАСНЫЕ СМЕЩЕНИЯ 19 КОМПАКТНЫХ ГРУПП ГАЛАКТИК ШАХБАЗЯН

Г.М.ТОВМАСЯН<sup>1</sup>, Г.ТИРШ<sup>2</sup>, В.О.ЧАВУШЯН<sup>1</sup>, С.Г.НАВАРРО<sup>3</sup>

В результате наблюдений в Калар Алто (Испания), Ла Силла (Чили) и Кананеа (Мексика) мы измерили красные смещения 108 кандидатов в члены в 19 компактных группах галактик Шахбазян ShCG 44, 105, 149, 168, 270, 276, 278, 279, 298, 303, 304, 310, 317, 331, 339, 340, 345, 358 и 359. Красные смещения еще десяти кандидатов были взяты из NED. Мы нашли, что девять из 118 галактик кандидатов в члены являются звездами, а двенадцать галактик не являются членами соответствующих групп и спроектированы на них. Группа ShCG 168 является ядром скопления. Группы ShCG 276, ShCG 298 и ShCG 303 или сильно загрязнены галактиками поля с красными смещениями не очень отличающимися от соответствующей группы, или являются результатом случайного проектирования галактик поля.

Ключевые слова: *галактики:группы галактик*

## REFERENCES

1. J.P.Huchra, M.J.Geller, *Astrophys. J.*, **257**, 423, 1982.
2. A.C.Crook, J.P.Huchra, N.Martimbeau et al., *Astrophys. J.*, **655**, 790, 2007.
3. P.Hickson, *Astrophys. J.*, **255**, 382, 1982.
4. A.Cavaliere, P.Santangelo, *Astrophys. J.*, **249**, 449, 1981.
5. J.E.Barnes, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **215**, 517, 1985.
6. G.A.Mamon, *Astrophys. J.*, **321**, 622, 1987.
7. J.Zheng, M.J.Valtonen, A.D.Chernin, *Astron. J.*, **105**, 2047, 1993.
8. J.A.Rose, *Astrophys. J.*, **211**, 311, 1977.
9. G.Mamon, *Astrophys. J.*, **307**, 426, 1986.

10. *D.G.Walke, G.Mamon*, *Astron. Astrophys.*, **225**, 291, 1989.
11. *L.Hernquist, N.Katz, D.H.Weinberg*, *Astrophys. J.*, **442**, 57, 1995.
12. *J.P.Ostriker, L.M.Lubin, L.Hernquist*, *Astrophys. J.*, **444**, L61, 1995.
13. *P.Hickson, H.J.Rood*, *Astrophys. J.*, **331**, L69, 1988.
14. *C.Mendes de Oliveira*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **273**, 139, 1995.
15. *T.J.Ponman, P.D.J.Borner, H.Ebeling, H.Bohringer*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **283**, 690, 1996.
16. *H.M.Tovmassian, O.Martinez, H.Tiersch*, *Astron. Astrophys.*, **348**, 693, 1999.
17. *J.Sulentis*, *Astrophys. J.*, **322**, 605, 1987.
18. *M.J.West*, *Astrophys. J.*, **344**, 535, 1989.
19. *H.J.Rood, M.F.Struble*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **106**, 413, 1994.
20. *M.Ramella, A.Diaferio, M.J.Geller, J.P.Huchra*, *Astron. J.*, **107**, 1623, 1994.
21. *A.I.Zabludoff, J.S.Mulchaey*, *Astrophys. J.*, **496**, 39, 1998.
22. *H.M.Tovmassian*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **113**, 543, 2001.
23. *A.Diaferio, M.J.Geller, M.Ramella*, *Astron. J.*, **107**, 868, 1994.
24. *F.Governato, R.Bhatia, G.Chincarini*, *Astrophys. J.*, **371**, L15, 1991.
25. *H.M.Tovmassian, O.Martinez, H.Tiersch*, *Astron. Astrophys.*, **348**, 693, 1999.
26. *H.M.Tovmassian*, *Astron. Nachr.*, **323**, 488, 2002.
27. *S.A.Malykh, V.V.Orlov*, *Astrofizika*, **24**, 445, 1986.
28. *M.Plionis, S.Basilakos, H.M.Tovmassian*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **352**, 1323, 2004.
29. *H.M.Tovmassian, V.O.Chavushyan*, *Astron. J.*, **119**, 168, 2000.
30. *H.M.Tovmassian, M.Plionis, J.P.Torres-Papaqui*, *Astron. Astrophys.*, **456**, 839, 2006.
31. *H.M.Tovmassian, M.Plionis*, *Astrophys. J. L.*, **696**, 1441, 2009.
32. *R.K.Shakhbazian*, *Astrofizika*, **9**, 495, 1973.
33. *F.W.Baier, H.Tiersch*, *Astrofizika*, **15**, 33, 1979.
34. *F.Börnngen, A.T.Kalloghlian*, *Astrofizika*, **10**, 21, 1974.
35. *A.S.Amirkhanian, A.G.Egikian*, *Astrofizika*, **27**, 395, 1987.
36. *D.Bettoni, G.Fasano*, *Astron. J.*, **109**, 32, 1995.
37. *L.B.Robinson, E.J.Wampler*, *Astrophys. J.*, **179**, L135, 1973.
38. *H.Arp, G.R.Burbidge, T.W.Jones*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **85**, 423, 1973.
39. *L.V.Mirzoyan, J.S.Miller, D.E.Osterbrock*, *Astrophys. J.*, **196**, 687, 1975.
40. *K.Kodaira, M.Sekiguchi*, *PASJ*, **43**, 169, 1991.
41. *S.G.Lynds, E.Ye.Khachikian, A.S.Amirkhanian*, *Pis'ma v AZh*, **16**, 195, 1990.
42. *H.Tiersch, H.Oleak, D.Stoll*, *Astrofizika*, **38**, 688, 1995b.
43. *H.Tiersch, H.M.Tovmassian, D.Stoll et al.*, *Astron. Astrophys.*, **392**, 33, 2002.
44. *H.M.Tovmassian, H.Tiersch, V.H.Chavushyan, G.H.Tovmassian*, *Astron. Astrophys.*, **401**, 463, 2003a.
45. *H.M.Tovmassian, H.Tiersch*, *Rev. Mex.*, **AA 44**, 125, 2008.
46. *H.M.Tovmassian, J.P.Torres-Papaqui, H.Tiersch*, *AN*, submitted (2009).
47. *D.Stoll, H.Tiersch, M.Braun*, *Astron. Nachr.*, **318**, 89, 1997.
48. *D.Stoll, H.Tiersch, H.Oleak, H.T.MacGillivray*, *Astron. Nachr.*, **315**, 97, 1994.
49. *S.-M.Niemi, P.Nurmi, P.Heinamaki, M.Valtonen*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **382**, 1864, 2007.

## A CATALOG OF KAZARIAN GALAXIES

M.A.KAZARIAN<sup>1</sup>, V.Zh.ADIBEKYAN<sup>1,2</sup>, B.McLEAN<sup>3</sup>,  
R.J.ALLEN<sup>3</sup>, A.R.PETROSIAN<sup>2</sup>

Received 17 June 2009

Accepted 25 November 2009

The entire Kazarian galaxies (KG) catalog is presented which combines extensive new measurements of their optical parameters with a literature and database search. The measurements were made using images extracted from the STScI Digitized Sky Survey (DSS) of  $J_{\text{blue}}$  (blue),  $F_{\text{red}}$  (red) and  $J_{\text{NIR}}$  (NIR) band photographic sky survey plates obtained by the Palomar and UK Schmidt telescopes. We provide accurate coordinates, morphological types, spectral and activity classes, blue apparent diameters, axial ratios, position angles, red, blue and NIR apparent magnitudes, as well as counts of neighboring objects in a circle of radius 50 kpc from centers of KG. Special attention was paid to the individual descriptions of the galaxies in the original Kazarian lists, which clarified many cases of misidentifications of the objects, particularly among interacting systems. The total number of individual Kazarian objects in the database is now 706. We also include the redshifts which are now available for 404 galaxies and the 2MASS infrared magnitudes for 598 KG. The database also includes extensive notes, which summarize information about the membership of Kazarian galaxies in different systems of galaxies and about revised activity classes and redshifts. An atlas of several interesting subclasses of Kazarian galaxies is also presented.

Key words: *Kazarian galaxies:UV-excess:catalog*

1. *Introduction.* V.A.Ambartsumian's concept about the important role of activity in the nuclei of galaxies influencing their life and evolution [1] has been the stimulus for an extensive study of galaxies with active nuclei. The observations often showed that the spectra of galaxies with active nuclei have UV-excess radiation, since this phenomenon also is the characteristic of the activity.

For detecting new galaxies with UV-excess, two systematic 1°.5 objective prism surveys were performed using the 1m Schmidt telescope of the Byurakan observatory by B.E.Markarian [2] and M.A.Kazarian [3].

The sky areas which were covered in the two surveys didn't overlap each other. The Markarian survey was completed in 1978 and published in a series of 15 papers including 1500 UV-continuum galaxies [4]. The catalogs of Markarian galaxies were published in 1986 [5], 1989 [6] and the latest optical database for the all Markarian galaxies published in 2007 [7]. The Kazarian survey started in 1970 and was finished in 1976. The survey results were published in a series of 6 papers including 702 UV-excess galaxies [3,8-12] first of them was published in 1979.

Detailed spectrophotometric and morphological investigations of these galaxies with UV-excess have been done before publications of the papers [3,8-12]. The

first observations of these galaxies were made in 1973 with the Palomar 5m and the MacDonalD 2.7m telescopes by E.Ye.Khachikian. The results of these observations were published in [13-17].

The systematic spectral and morphological observations of Kazarian galaxies (KG) from survey [3,8-12] began in 1978 by M.A.Kazarian with the 2.6m telescope of the Byurakan Astrophysical observatory (BAO) and the 6m telescope of the Special Astrophysical observatory (SAO) of the Russian Academy of Sciences. The last spectra of this series were observed on the 2.6m telescope with VAGR multi-pupil spectrograph for the galaxies Kaz 88, Kaz 138 and Kaz 146 in 2007. During the past 30 years, the spectroscopic observations for 156 KG have been made by the scientific group of the Chair of astrophysics of Yerevan State University (YSU). The results of these observations have been published in about 60 articles. Among these galaxies have been discovered 17 Seyfert type galaxies: Kaz 17, Kaz 33, Kaz 73, Kaz 82, Kaz 102, Kaz 147, Kaz 151, Kaz 153, Kaz 163, Kaz 199, Kaz 214, Kaz 238, Kaz 243, Kaz 246, Kaz 323, Kaz 336 and Kaz 357, which composes about 10.9% of the above mentioned 156 galaxies. The results of these Seyfert galaxies were published in the articles [17-38]. From these works it also became clear that many of these galaxies show very interesting physical characteristics. For example, Seyfert galaxy Kaz 17 is distinctive among the other KG by the quantity of emission and in particular FeI absorption lines [34,36]. The X-ray source Kaz 102 (QSO) shows dramatic and unexplained variability in different ranges of its spectrum [14,17,35,39-41] and Kaz 163 also shows strong variability in the spectrum [18,19,21,27,29,42] etc.

KG have a wide range of physical parameters. Their linear diameters cover broad range of values from a few kpc (BCDs) up to a hundred kpc; they span a wide luminosity range between -23 and -13 mag and have a very broad range of morphological structure as well as different stages of activity from QSOs to BCDs. Therefore, the study of KG as a group, and the statistical comparison of their properties with a control sample of "normal field galaxies", and a similar samples such as Markarian galaxies and KUGs can be used to understand a number of scientific problems. In [7], extensive lists of scientific problems that can be studied using the various parameters of UV-excess galaxies are listed.

So far no articles have been published with a complete summary of data for all KG. Today, the availability of the high-quality observations from photographic sky surveys allows us to measure additional optical parameters such as morphology, apparent magnitude, size and axial ratio of the galaxies in a more accurate and homogeneous way and also to extract quantitative data about their local environment. In this paper we describe the properties of the KG.

This paper describes a new database for 706 KG containing the following new measurements: accurate optical positions, morphological classes, apparent

magnitudes (red, blue and near-IR), diameters, axial ratios and position angles, and counts of neighbour galaxies within 50 kpc radius based on the galaxy redshift and assuming a value for the Hubble constant of  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . We also provide extensive notes indicating isolation or the membership of KG in groups, triplets or pairs of galaxies. In addition, the objects with ambiguous activity classes or redshift determinations are included and described in the notes to the database. We have also included the corresponding near-IR magnitudes for all the galaxies from the 2MASS surveys. This will facilitate the comparison of the optical and near-IR properties of galaxy subsets.

In section 2 of this paper we describe the Kazarian survey and available informational data. The observational material used and the generation of the database are described in section 3. The database itself and related notes are described in section 4. In section 5 we present an atlas of several interesting subclasses of KG.

*2. The Kazarian survey and available informational data.* The Kazarian survey of UV excess galaxies was started in 1970. Observations were carried out with the Byurakan Observatory 1 m Schmidt telescope equipped with a low-dispersion ( $2500 \text{ \AA/mm}$  at  $H\beta$ ),  $1^\circ.5$  objective prism. This objective prism was used with Kodak 103a-E, Kodak IIa-E, Kodak II-AF and Kodak IIa-F plates. The survey consisted of 88 fields (each  $17 \text{ deg}^2$  in size) and covered about  $1500 \text{ deg}^2$ . The fields have been chosen so that galactic latitudes of their centers would be  $|b| > 20^\circ$ . The limiting magnitudes of these fields vary from 16 to 18 mags. The Kazarian survey was completed in 1976 and was published in a series of 6 papers including 702 UV-excess galaxies [3,8-12].

Several KG have more than one component (Kaz 72, Kaz 267, Kaz 457 and Kaz 523) described as a UV-excess object. We distinguish all these components as individual KG and include them in this database by adding letters (a, b) to the name of the main Kazarian object. This brings the total number of Kazarian objects that are included in the present database to 706.

In the database we include the spectral morphological characteristics (SMC) of galaxies, which have been taken from [3,8-12]. The symbols *s* "stellar", *d* "diffuse" and also intermediate *sd* and *ds* were used to describe the morphology of spectra. For the degree of the UV emission the numbers 1, 2 and 3 were used. The detailed definition of these parameters is described in [43].

The redshifts for 404 KG have been collected from the literature. These include the NASA Extragalactic Database (NED), HYPERLEDA (Leon-Meudon Extragalactic Database), and the 64 KG observed spectroscopically in the SDSS 6<sup>th</sup> Data Release. In many cases when more than one redshift measurements are available, the more accurate HI 21 cm or the latest published value is given. References for redshift determinations for those galaxies for which the values of their redshifts differ more than 200 km/s are provided in the notes of the database.

We use the following classes to describe the activity: Seyfert class 1-2, Sy as unclassified Seyferts, LINERs as Seyfert class 3, QSO, BL Lacertae, SB (starburst nuclei), HII objects (spectra similar to HII regions), as well as AGN. If there is not sufficient spectral information for the classification of the galaxies, descriptions of the galaxy as *e* (emission), *a* (absorption) or *ea* (emission, absorption) are presented. If the available activity classifications for the galaxy differ, the classification from the Veron-Cetty&Veron catalog (2006) [44] or NED data is given (and these galaxies are mentioned in the notes to the database).

### 3. Measured parameters for Kazarian galaxies.

#### 3.1. Observational material and images of Kazarian galaxies.

The optical measurements of these galaxies are based on the digitized blue, red and near-IR band images extracted from the photographic plates obtained by the second Palomar Observatory Sky Survey (POSS-II, [45]) and UKSTU surveys. All the plates were digitized at the Space Telescope Science Institute (STScI) using Perkin-Elmer PDS 2020G scanning microdensitometers with various modifications as described by [46] and were scanned at a resolution of  $1''.0 \text{ pix}^{-1}$ . Approximately 93% of the KG are located in the northern hemisphere.

**3.2. The Coordinates.** The positional accuracy for KG presented in the first 5 original Kazarian lists are about  $0''.1$  in right ascension and about  $1'$  in declination [3], and for galaxies presented in the last Kazarian list the accuracy is about  $2-3''$  [12].

In this paper, the galaxy coordinates were measured from the POSS-II *F* band plates. We visualized the images of the KG using the Aladin interactive software and measured carefully the positions (using the peak intensity). In this case the positional uncertainty may be about  $1''.0$ . Note that multiple components have been renamed by adding a letter to the original Kazarian name. All coordinates are in the HST Guide Star Selection J2000.0 System.

**3.3. The Morphology.** The primary morphological descriptions of KG were presented in the original lists of KG [3,8-12]. However, these descriptions were often in error because they were limited by the sensitivity of the Palomar Observatory Sky Survey (POSS-I) prints on which galaxies images were inspected. Note that in [47], the morphological descriptions for 141 KG based on the 2.6m BAO and 6m SAO telescopes observational data are presented. The current database presents a complete and homogeneous summary for the morphologies of KG.

For the morphological study of KG the  $J_{\text{IR}}$  (blue),  $F_{\text{IR}}$  (red) and sometimes  $I_{\text{IR}}$  (NIR) plates were used. By using both digital images and isophotal maps, which were constructed to display the large dynamic range of the images, we classified the KG using the modified Hubble sequence (E-S0-Sa-Sb-Sc-Sd-

Sm-Im). 15 more galaxies in the sample have been classified as Compact and 25 galaxies as Close Interacting/Interacting types. In SDSS DR6 [48] there are images of 135 KG, for these galaxies we checked our classifications using SDSS  $g(4686 \text{ \AA})$  and  $r(6165 \text{ \AA})$  images.

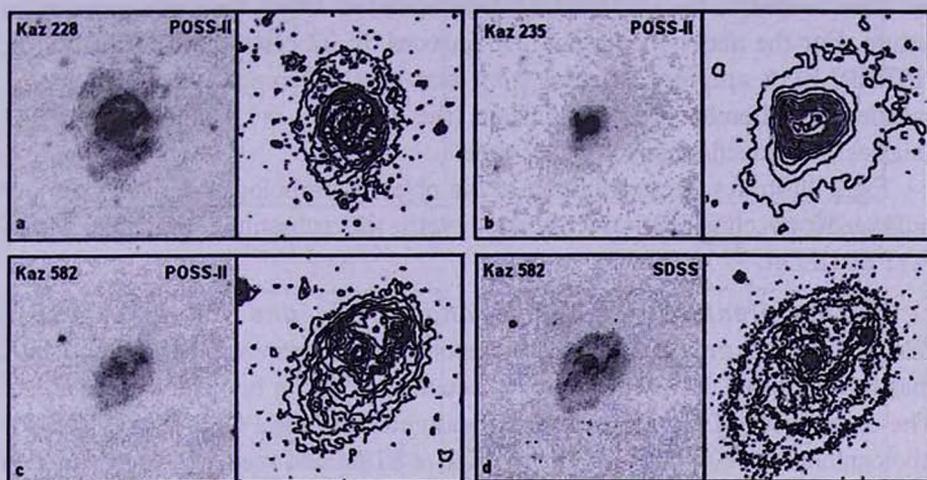


Fig.1. Examples of galaxies classified differently by HYPERLEDA and in this paper (North is up and east is to the left). The contour levels are in arbitrary units. The lowest contour level was chosen at about  $3\sigma$  level of the local background. The interval was chosen in order to best illustrate both inner and outer structure of the galaxy. Kaz 228 (a) is classified as E/S0 in HYPERLEDA and our classification is SBbc, Kaz 235 (b) - Sb by HYPERLEDA and -interacting in this paper and Kaz 582 (c) - ImB and SBc is our classification. In (d) the SDSS image of Kaz 582 is presented which also confirms our classification.

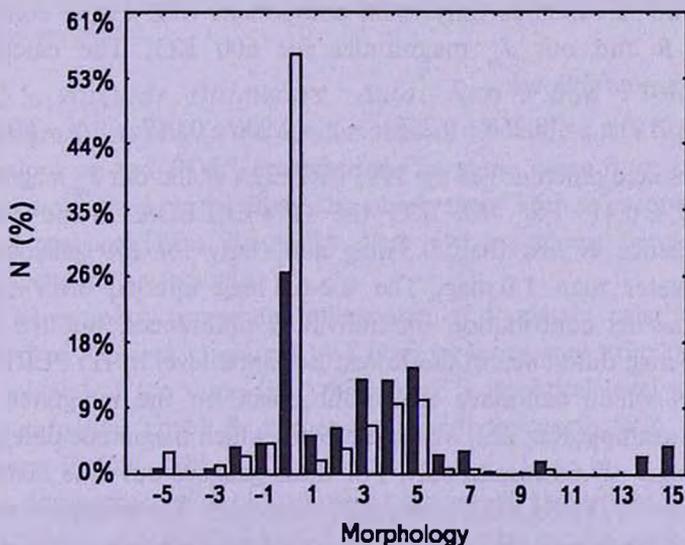


Fig.2. Bar graph (in percent) showing change in morphological distribution between the HYPERLEDA sample (white) and our complete classification (black).

Prior to this study, the HYPERLEDA database contained the published morphological classes of 554 KG from which 318 are classified as S? and 236 are classified more fully. These were collected from various publications and are often incorrectly defined or not complete. Fig.1 illustrates a few examples that are misclassified in the HYPERLEDA compilation due to their inhomogeneous nature. For the above-mentioned 236 galaxies, in 22 cases the classification in HYPERLEDA are very different from ours (the difference  $> 5$  units), for 52 galaxies the difference is not significant (the difference = 1.2 units) and for 143 galaxies the classifications are the same.

Fig.2 illustrates the distribution of the object morphologies derived from our homogeneous classification compared with the subsample available within HYPERLEDA.

3.4. *Apparent  $J_{\text{PK}}$  magnitudes and  $J_{\text{PK}} - F_{\text{PK}}$  and  $F_{\text{PK}} - I_{\text{PK}}$  colors.* In this database we provide our measurements of the apparent blue, red and NIR magnitudes for all KG with improved accuracy and in a homogeneous manner. The magnitudes of the galaxies were measured from the POSS-II and UKSTU photographic survey plates that are available at STScI and used for the construction of the GSC-II catalog [49]. The technique used for determining the galaxy magnitudes was the same as described in [7]. The blue, red and NIR apparent magnitudes of the sample galaxies were measured from the  $J$ ,  $F$  and  $I$  band images in a homogeneous way at roughly the isophote corresponding to 3 times the background rms noise which is approximately 25.3 mag arcsec<sup>-2</sup> [7].

A comparison of our  $J_{\text{PK}}$  band magnitude measurements with HYPERLEDA  $B$ -band magnitude determinations was also conducted for the KG. In this comparison we do not include only multi-component KG. Fig.3a compares HYPERLEDA  $B$  and our  $J_{\text{PK}}$  magnitudes for 600 KG. The calculated transformations are as follows:

$$B = (1.0008 \pm 0.019)J_{\text{PK}} + (0.268 \pm 0.298), \quad r = 0.906 \pm 0.017, \quad N = 600 \quad (1)$$

The mean absolute difference of the HYPERLEDA  $B$  and our  $J_{\text{PK}}$  magnitudes for KG is  $0.37 \pm 0.41$ . For 76% KG the HYPERLEDA  $B$  and our  $J_{\text{PK}}$  magnitude difference is less than 0.5 mag and, only for 8% galaxies this difference is greater than 1.0 mag. The 0.2-0.5 mag internal error of our measurements has its contribution on individual differences, but the main reason is the 0.3 mag difference in the lowest isophotal level in HYPERLEDA and our system, which can have significant effect on the integrated blue magnitudes. For example Kaz 232, 429 and 569 for which magnitude differences are  $-2^{\text{m}}.15$ ,  $-4^{\text{m}}$  and  $-2^{\text{m}}.66$  respectively. For these galaxies our blue diameters are also larger than HYPERLEDA blue ( $D25$ ) diameters. The presence of close neighbors or projected stars also can introduce a larger error in either our or HYPERLEDA magnitude determinations, if they are not properly separated by the software algorithms.

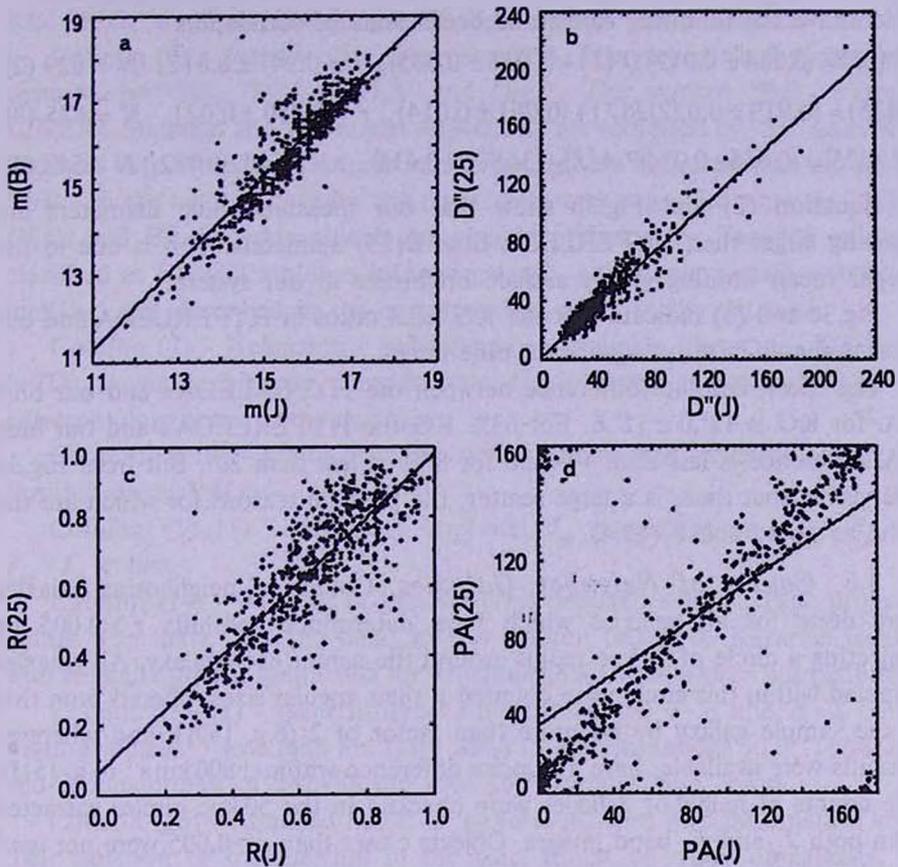


Fig.3. Comparison of the measured optical parameters with HYPERLEDA. The best linear fit lines are plotted.

**3.5. Angular Diameters, Axial Ratios and Position Angles.** In the original lists of KG the angular sizes of UV-excess galaxies were commonly measured on red POSS-I charts, and in some cases from the images of the galaxies observed by the Byurakan observatory 2.6m telescope and by the SAO 6m telescope. These diameters were eye estimates; hence they were not homogeneous or accurate.

The geometry (major and minor angular diameters, axial ratios and position angles) of KG was measured in a homogeneous way from the blue images of the galaxies at the same ( $25.3 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ) isophotal level as the magnitudes measurements. The P.A. is measured from the north (P.A. =  $0^\circ$ ) toward east between  $0^\circ$  and  $180^\circ$ .

A comparison of our blue angular diameters, axial ratios and position angles for KG with the HYPERLEDA determinations for the same objects has been done and it is shown in Fig.3b, c and d respectively. The dependence between our and HYPERLEDA measurements can be fitted with the linear regression,

which have the following forms and coefficients of correlation:

$$D^*(25) = (0.884 \pm 0.012)D^*(J) + (1.956 \pm 0.585), \quad r = 0.947 \pm 0.012, \quad N = 629 \quad (2)$$

$$R(25) = (0.919 \pm 0.022)R(J) + (0.061 \pm 0.014), \quad r = 0.850 \pm 0.021, \quad N = 625 \quad (3)$$

$$P.A.(25) = (0.666 \pm 0.034)P.A.(J) - (34.900 \pm 3.416), \quad r = 0.640 \pm 0.032, \quad N = 548 \quad (4)$$

Equation (2) and Fig.3b show that our measured blue diameters are typically larger than HYPERLEDA blue  $D(25)$  diameters. This is due to the deeper mean limiting galaxy surface brightness in our system.

Fig.3c and (3) indicate that the KG axial ratios in HYPERLEDA and our measurements have no significant differences.

The mean absolute difference between the HYPERLEDA's and our blue P.A. for KG is  $12^\circ.0 \pm 12^\circ.6$ . For 63% KG the HYPERLEDA's and our blue P.A. difference is less than  $10^\circ$  and for 87% is less than  $20^\circ$ . But from Fig.3d it is visible that there is a large scatter, the possible reasons for which are the same as noted above (§3.4).

**3.6. Counts of Neighbor Galaxies.** Counts of neighboring galaxies were done for all galaxies which have determined redshifts  $z > 0.005$  by projecting a circle of 50 kpc radius around the center each galaxy. All galaxies detected within this circle were counted if their angular sizes differed from that of the sample galaxy by no more than factor of 2 (e.g. [50]), and wherever redshifts were available, have a velocity difference within  $\pm 800 \text{ km s}^{-1}$  (e.g. [51]). The counts of neighbor galaxies were checked in the 50 kpc circles extracted from both  $J_{\text{IR}}$  and  $F_{\text{IR}}$  band images. Objects closer than  $z=0.005$  were not used because of the difficulty in reliably determining the associated objects over a wider field of view, as random projections become more dominant.

**4. The Optical Database.** A portion of the database for 10 KG is shown in Table 1 to illustrate its form and content. It contains observational data for 706 Kazarian objects with columns, described below. Table 1 will be available in its entirety as the electronic variant of the catalog of KG in the VizieR Catalog Service.

Column (1) - Kazarian number as it appears in the original lists. For objects newly added to the database, we add an "a" or "b" letter designation (e.g. Kaz 72a and Kaz 72b). In all cases, the eastern galaxy or component is labeled "a" and the western galaxy or component with "b".

Column (2) and (3) - Equatorial coordinates (equinox J2000.0).

Column (4) - The morphological description of the galaxy. The following numerical codes were used: E = -5; E/S0 = -3; S0 = -2; S0/a = -1; S = 0; Sa = 1; Sab = 2; Sb = 3; Sbc = 4; Sc = 5; Scd = 6; Sd = 7; Sdm = 8; Sm = 9; Im = 10; Compact = 14 and Interacting system = 15. A bar is marked by "B".

Column (5) - SMC characteristics according to [3,8-12]. For newly added

KG SMCs are from descriptions of these objects in the original lists.

Column (6) - Activity class, when available. The various Seyfert classes are denoted by "Sy", "Sy1", "Sy1.5" and "Sy2". The symbol "Sy3" refers to LINERs. Starburst and HII nuclei respectively are indicated by "SB" and "HII". Galaxies with Wolf-Rayet features in their spectra are indicated with the symbol "WR". In the table to describe the nuclei activity we use also symbols "AGN". QSOs and BL Lacertae objects are also identified. Also Kaz 348 galaxy is classified as LIRG (luminous infrared galaxy). Ambiguous activity classes are included and described in the corresponding notes to the database.

Column (7) - Heliocentric redshifts when available (literature, SDSS and NED). Again ambiguous redshifts data are included and described in the corresponding notes to the database.

Column (8-10) - Major diameter  $D(J)$  in arcseconds, Axial ratio  $R(J)$  and Position angle  $PA(J)$ .

Column (11-13) - Apparent isophotal  $J_m$  magnitude and  $J_m - F_m$  and  $F_m - I_m$  colors.

Column (14) - Number of galaxies ( $N_n$ ) detected within 50 kpc projected radius. The mark "nd" (no data) in this column relates to Kazarian galaxies with redshifts smaller than 0.005 for which neighbor counts were not performed.

Column (15-17) - Near Infrared  $J$  magnitude and  $J-H$  and  $H-K$  colors, when available. These data are from 2MASS determinations [52]. Total  $J$ ,  $H$  and  $K$  magnitudes of 2MASS are used to calculate these colors.

Column (18) - Attached notes: "s" denotes galaxies with information about their isolation or membership in the pair, triplet or group of galaxies; "a" denotes galaxies with ambiguous activity classification; "z" denotes galaxies with ambiguous determinations of their radial velocities. And also the symbol "\*" has been used to describe any specifications of galaxies or if there was a comments. All notes and references to notes are available in the machine-readable table.

Table 1

PROPERTIES OF KAZARIAN GALAXIES

Kaz	RA	Decl	Morph	SMC	AC	Z	$D'(J)$	$R(J)$	$PA(J)$	$m(J)$	$J_m - F_m$	$F_m - I_m$	$N_n$	$J$	$J-H$	$H-K$	Notes
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18
1	0 31 13.2	-10 28 51	4 B	sd2	HII	0.0117	64	0.76	1	14.2	0.7	0.8	0	11.65	0.69	0.21	s
2	0 48 35.4	-12 43 1	15	ds1	SB,WR	0.0214	44	0.70	19	14.3	1	1.6	0	12.53	0.77	0.23	s,*
3	0 51 30	-12 50 39	5	ds2	e	0.0203	43	0.88	129	15	0.4	0.6	0	-	-	-	-
4	0 51 51.3	-12 46 2	8 B	ds1	e	0.0419	25	0.64	141	14.9	0.5	0.6	0	13.87	0.68	0.28	-
5	1 7 36.9	+60 43 43	15	ds1	e	0.0099	77	0.42	152	14.5	1.2	0.3	1	11.75	0.73	0.17	s
6	1 8 5 28.3	+65 54 32	1	ds2	e	0.0282	28	0.77	40	16.3	1.8	0.7	1	13.25	0.63	0.38	x
7	0 3 3.9	+34 22 41	0	ds3	-	-	22	0.75	47	16.4	1.5	0.8	-	14.44	0.24	0.51	-
8	0 3 35	+23 12 3	5	ds2	-	0.0242	101	0.57	27	14.5	0.8	0.8	0	11.59	0.71	0.18	-
9	0 4 7.4	+33 18 0	0	ds2	-	-	24	0.74	60	15.8	0.6	0.3	-	14.20	0.58	0.28	-
10	0 4 15.9	+32 2 57	5	ds2	-	-	37	0.60	2	16	1.2	0.7	-	13.36	0.82	0.20	-

5. *The Atlas*. We also constructed a mosaic atlas for all KG where  $2' \times 2'$  regions of these galaxies from the digitized POSS-II *F* images are shown. Each plate shows 100 Kazarian objects. In Fig.4 we show the first 100 KG (the complete atlas will be available in the Vizier Catalog Service). The order within the plate is given by Kazarian numbering. The contrast of the images has been adjusted to provide the best subjective compromise between displaying the outer regions of the galaxies and preserving the structure of their inner regions.

Kazarian Galaxies 0001-0100

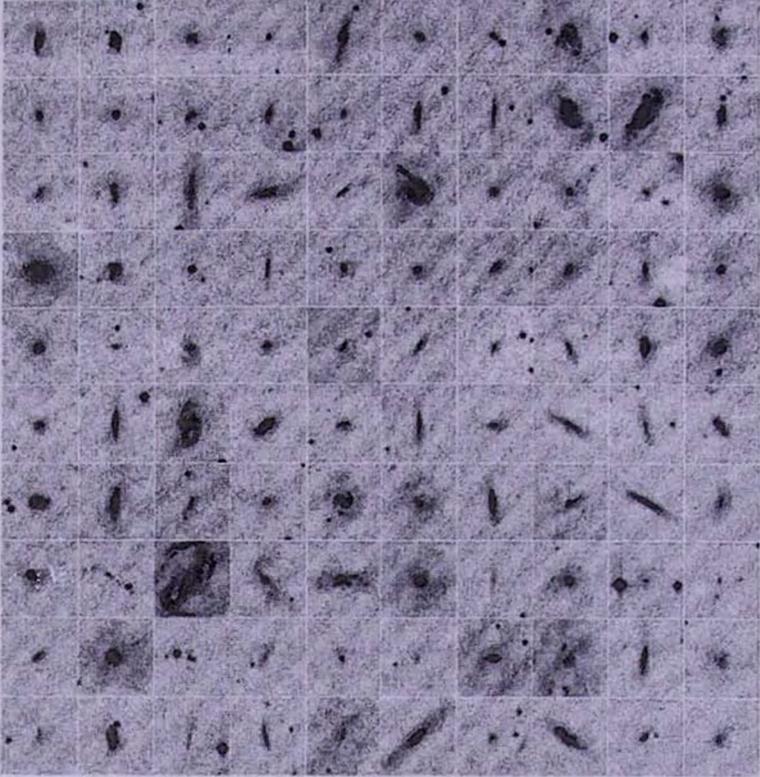


Fig. 4.  $2' \times 2'$  field POSS-II *F* images for all KG. North is up and east is to the left. The order within the plate is given by KG number.

As the connection between galaxy activity, star formation and galaxy interactions is of especial interest, we pay special attention to the interacting KG. The close interacting systems are distinguished as a separate class of the objects according to the definitions presented by Petrosian et al. [7,53].

In Fig.5 we have shown grayscale representations and contour diagrams of the *F* band images of three galaxies in interaction systems. There are a total

of 52 such systems of which 11 have both interacting objects as KG. The contour levels are in arbitrary units. The lowest contour level was chosen at the about  $3\sigma$  level of the local background. The contour interval is constant, different in each case; usually it is between 10-30% of the local background. The scale interval was chosen in order to best illustrate both the inner and outer structure of a galaxy. In the same fashion field size (and thus magnification) was selected individually for each system to clearly illustrate its morphological structure. Note

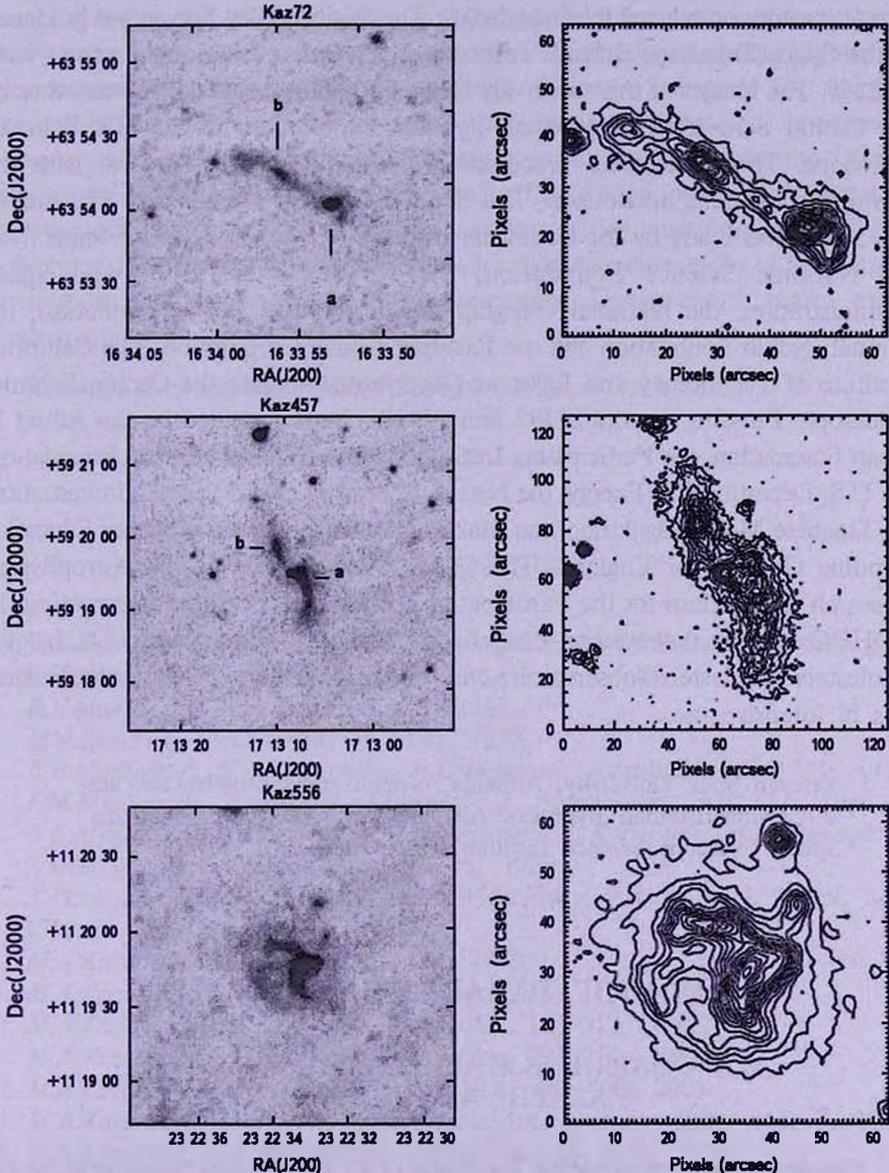


Fig.5. Gray-scale representations and contour diagrams of the  $F$ -band images of KG in interaction systems. Contour levels and axis labels are as in Fig.1.

that this atlas does not include two interacting KG (Kaz 2 = Mrk 960 and Kaz 105 = Mrk 1100) that have been previously published [7]. The complete atlas of interacting system of KG will be available in the Vizier Catalog Service.

*Acknowledgements.* This research has made use of 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 and HYPERLEDA (Leon-Meudon Extragalactic Database, <http://cismbdm.univ-lyon1.fr/~hyperleda/>). The Digitized Sky Survey was produced at the Space Telescope Science Institute under U.S. Government grant NAG W-2166. The images of this survey are based on photographic data obtained using the Oschin Schmidt Telescope on Palomar Mountain and the UK Schmidt Telescope. The plates were processed into the present digital form with the permission of these institutions. The Second Palomar Observatory Sky Survey (POSS-II) was made by the California Institute of Technology with funds from the National Science Foundation, the National Aeronautics and Space Administration, the National Geographic Society, the Sloan Foundation, the Samuel Oschin Foundation and the Eastman Kodak Corporation. The California Institute of Technology and Palomar Observatory operate the Oschin Schmidt Telescope. Funding for the SDSS and SDSS-II was provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the U.S. Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS was managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. For image processing the ADHOC software ([www.astrsp-mrs.fr/index\\_lam.html](http://www.astrsp-mrs.fr/index_lam.html)) developed by Dr. Jacques Boulesteix (boulesteix@observatoire.cnrs-mrs.fr; Marseille Observatory, France) was in intensive use.

<sup>1</sup> Yerevan State University, Armenia, e-mail: adibekyan@bao.sci.am

<sup>2</sup> V.A. Ambartsumian Byurakan Astrophysical Observatory, Armenia

<sup>3</sup> Space Telescope Science Institute, USA

## КАТАЛОГ ГАЛАКТИК КАЗАРЯНА

М.А.КАЗАРЯН<sup>1</sup>, В.Ж.АДИБЕКЯН<sup>1,2</sup>, Б.МКЛИН<sup>3</sup>,  
Р.АЛЛЕН<sup>3</sup>, А.Р.ПЕТРОСЯН<sup>2</sup>

Составлен каталог галактик Казаряна (ГК), в котором представлены как новые измерения их оптических параметров, так и параметры, взятые из опубликованной литературы и из общеизвестных баз данных для

внегалактических объектов. Оптические параметры были измерены с использованием цифрового обзора неба (STScI Digitized Sky Survey - DSS) в трех цветах: синем -  $J_{\text{F}}$ , красном -  $F_{\text{R}}$  и в близком инфракрасном -  $I_{\text{R}}$ . Изображения галактик получены благодаря отсканированным фотопластинок, полученных с помощью телескопов типа Шмидта Паломарской и Англо-Австралийской обсерваторий. Каталог содержит следующие параметры галактик: точные координаты, морфологический тип, спектрально-морфологические характеристики, класс активности, угловые размеры, отношение малой и большой полуосей, позиционные углы в синем цвете, видимые звездные величины в синем, красном и близкой ИК цветах и число галактик, проектированных внутри круга с радиусом 50 кпк с центром ГК. Особое внимание было уделено ГК с многокомпонентной структурой и галактикам в взаимодействующих системах которые отмечены в приложении. Общее количество ГК в настоящем каталоге равно 706. В каталоге включены также красные смещения для 404 и 2MASS инфракрасные величины для 598 ГК. Галактики с неоднозначно определенными красными смещениями и классами активности, также отмечены в примечаниях. Представлен также атлас нескольких интересных ГК.

Ключевые слова: *Галактики Казаряна:УФ-избыток:каталог*

## REFERENCES

1. *V.A.Ambartsumian*, La Structure et l'evolution de l'univers, Editions stoops, Bruxelles, 1958.
2. *B.E.Markarian*, *Astrofizika*, 3, 55, 1967.
3. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 15, 193, 1979.
4. *B.E.Markarian*, *V.A.Lipovetsky*, *J.A.Stepanian*, *Astrofizika*, 17, 321, 1981.
5. *J.M.Mazzarella*, *V.Balzano*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 62, 751, 1986.
6. *B.E.Markarian*, *V.A.Lipovetsky*, *J.A.Stepanian*, *L.K.Erastova*, *A.I.Shapovalova*, *Soobshch. Spets. Astrof. Obs.*, 62, 5, 1989.
7. *A.Petrosian*, *B.McLean*, *R.J.Allen*, *J.W.McKenty*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 170, 33, 2007.
8. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 15, 193, 1979.
9. *M.A.Kazarian*, *E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 16, 17, 1980.
10. *M.A.Kazarian*, *E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 18, 512, 1982.
11. *M.A.Kazarian*, *E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 19, 213, 1983.
12. *M.A.Kazarian*, *G.V.Petrosian*, *Astrofizika*, 48, 409, 2005.
13. *M.A.Kazarian*, *R.F.Karsvel*, *E.E.Khachikian*, *Astron. Cirk.*, 813, 2, 1974.
14. *M.A.Kazarian*, *E.E.Khachikian*, *Astrofizika*, 10, 477, 1974.
15. *M.A.Kazarian*, *E.E.Khachikian*, *Astrofizika*, 13, 415, 1977.
16. *A.A.Egiazarian*, *M.A.Kazarian*, *E.E.Khachikian*, *Astrofizika*, 14, 263, 1978.

17. *M.A.Kazarian, E.E.Khachikian*, *Astrofizika*, 17, 661, 1981.
18. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 19, 411, 1983.
19. *M.A.Kazarian, V.S.Tamazian*, *Pisma v Astron. Zh.*, 10, 815, 1984.
20. *M.A.Kazarian, E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 22, 431, 1985.
21. *M.A.Kazarian, V.S.Tamazian, E.L.Karapetian*, *Astrofizika*, 31, 219, 1989.
22. *M.A.Kazarian, E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 33, 169, 1990.
23. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 36, 217, 1993.
24. *M.A.Kazarian, E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 36, 363, 1993.
25. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 36, 353, 1993.
26. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 36, 543, 1993.
27. *M.A.Kazarian, P.Rafanelli, V.S.Tamazian, M.Turatto*, *Astrofizika*, 37, 5, 1994.
28. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 37, 595, 1994.
29. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 43, 183, 2000.
30. *M.A.Kazarian, J.R.Martirosian*, *Astrofizika*, 44, 207, 2001.
31. *M.A.Kazarian, E.L.Karapetian*, *Astrofizika*, 45, 559, 2002.
32. *M.A.Kazarian, E.L.Karapetian*, *Astrofizika*, 47, 79, 2004.
33. *M.A.Kazarian, T.A.Movsessian*, *Astrofizika*, 48, 48, 2005.
34. *M.A.Kazarian, E.L.Karapetian*, *Astrofizika*, 49, 541, 2006.
35. *M.A.Kazarian, A.M.Michaelian*, *Astrofizika*, 50, 161, 2007.
36. *E.L.Karapetian*, *Astrofizika*, 49, 351, 2006.
37. *M.A.Kazarian, E.S.Kazarian*, *Astrofizika*, 26, 5, 1987.
38. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 27, 399, 1987.
39. *A.Treves, H.H.Fink, M.Malkan et al.*, *Astrophys. J.*, 442, 589, 1995.
40. *J.A. de Diego, D.Dultzin-Hacyan, E.Benitez, K.L.Thompson*, *Astron. Astrophys.*, 330, 419, 1998.
41. *T.Miyaji, Y.Ishisaki, Y.Ueda et al.*, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 55, 11, 2003.
42. *W.N.Brandt, A.C.Fabian, K.Nadra, C.S.Reynolds, W.Brinkmann*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 271, 958, 1994.
43. *M.A.Kazarian, J.R.Martirosian*, *Uchenie zapiski YSU*, 3, 75, 2008.
44. *M.P.Veron-Cetty, P.Veron*, *Astron. Astrophys.*, 455, 773, 2006.
45. *I.N.Reid, C.Brewe, R.J.Brucato et al.*, *Astron. Soc. Pas. Publ.*, 103, 661, 1991.
46. *B.M.Lasker, C.R.Sturch, B.J.McLean et al.*, *Astron. J.*, 99, 2019-2058, 2173-2178, 1990.
47. *M.A.Kazarian*, *Astrofizika*, 39, 431, 1996.
48. *J.K.Adelman-McCarthy, J.K.Agueros, A.Marcel et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 175, 297, 2008.
49. *B.McLean, C.Hawkins, A.Spagna et al.*, *IAU Symp.*, 179, 431, 1998.
50. *I.D.Karachentsev*, *Soobshch. Spets. Astrof. Obs.*, 7, 3, 1972.
51. *B.F.Madore, W.L.Freedman, G.D.Bothun*, *Astrophys. J.*, 607, 810, 2004.
52. *T.H.Jarrett, T.Chester, R.Cutri et al.*, *Astron. J.*, 119, 2498, 2000.
53. *A.Petrosian, B.McLean, R.J.Allen et al.*, 123, 2280, 2002.

## СПИСОК ГРУПП ГАЛАКТИК НА ОСНОВЕ CfA2 ОБЗОРА КРАСНЫХ СМЕЩЕНИЙ

А.П.МАГТЕСЯН, В.Г.МОВСЕСЯН

Поступила 25 февраля 2009

Принята к печати 25 ноября 2009

На основе CfA2 обзора красных смещений и по методу, предложенному одним из авторов, идентифицированы группы галактик. Из 15577 галактик в пределах красного смещения 1000 - 15000 км/с и галактической широты  $|b_{\text{II}}| \geq 20^\circ$  обнаружена 1971 группа с числом членов  $n \geq 2$  и с общим числом членов 6787. Остальные 8790 (56.4%) галактик составляют выборку "одиночных" галактик. Обнаружено, что дисперсия лучевых скоростей групп, а также их радиусы слабо зависят от расстояния до наблюдателя.

Ключевые слова: *галактики:группы галактик:методы идентификации*

1. *Введение.* Исследование групп галактик тесно связано с такими вопросами, как: а) зависимость свойств галактик от свойств окружающей среды; б) проблема скрытой массы; в) крупномасштабная структура Вселенной, и связанная с ней гипотеза большого взрыва.

Обширные каталоги красных смещений последних лет стимулировали многих исследователей на составление новых списков групп и скоплений галактик, в которых использованы разные методы идентификации [1-15].

Несмотря на появление новых методов составления этих списков, перколяционный метод (или метод друзья-друзей), предложенный ранее несколькими авторами [16-18], все еще пользуется большой популярностью.

Когда этот метод применяется к каталогам галактик с ограниченной видимой звездной величиной, появляется необходимость учета селекции, вызванной этим ограничением. Дело в том, что с увеличением расстояния все больше и больше галактик не попадают в эти каталоги из-за звездной величины, большей предельной звездной величины данного каталога. Это приводит к тому, что с увеличением расстояния от нас увеличивается взаимное расстояние галактик. Этот эффект необходимо учитывать особенно в тех методах, где взаимное расстояние галактик является основным критерием соседства. А для этого необходимо использовать функцию светимости (ФС) галактик. Такие коррекции приводят к серьезным недостаткам, во-первых, потому, что ФС для галактик поля и ФС для галактик в группах существенно отличаются друг от друга и, во-вторых, потому, что приходится использовать композиционную ФС [19-21].

В недавно опубликованной работе [15] была сделана попытка нахождения зависимости между радиусом товарищества и расстоянием от нас следующим образом. Из списка групп галактик выбраны группы с числом членов  $n_{gal} \geq 20$ . Искусственно увеличивая расстояния от нас членов этих групп с шагом  $\Delta z = 0.001$ , создается новая выборка галактик, из которой исключаются галактики, видимые звездные величины которых после увеличения становятся больше предельной величины выборки. Далее для каждой группы находится такое минимальное значение радиуса товарищества, при котором все видимые на этом расстоянии галактики данной группы опять будут составлять единую группу. Полученная таким образом зависимость между средним на данном расстоянии радиусом товарищества (по изученным группам) и расстоянием от нас используется для составления групп на разных расстояниях над всей выборкой. Такой метод позволяет в явном виде не использовать ФС.

Но еще в [19] был предложен метод нахождения друзей, который не требует использования ФС.

2. *Метод.* Суть метода состоит в том, что критерием товарищества берется не расстояние между галактиками, а их гравитационное взаимодействие. Конкретнее, берется потенциал гравитационного поля более массивной галактики у второй галактики  $\max(Mass_1, Mass_2)/D_{12} \sim \max(L_1, L_2)/D_{12}$ , где  $Mass_1$  и  $Mass_2$  - массы галактик,  $L_1$  и  $L_2$  - их светимости, а  $D_{12}$  - расстояние между ними.

Очевидно, что при использовании параметра  $E = \max(L_1, L_2)/D_{12}$  в качестве критерия товарищества, галактики разных светимостей будут вносить разные вклады при выявлении группы. Вклад галактики данной светимости будет пропорционален величине этой светимости и обратно пропорционален

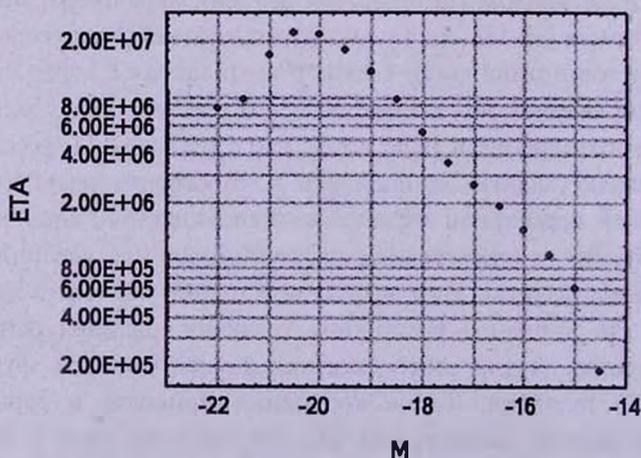


Рис.1. Относительный вклад галактик разных абсолютных светимостей при идентификации групп. Ось ординат наложена с точностью до постоянной величины.

среднему расстоянию между галактиками данной светимости. Этот вклад можно записать как  $\eta(M) = 10^{-0.4M} \Phi(M)^{1/3}$ , где  $\Phi(M)$  это ФС галактик.

Вычисления, приведенные в [19] на основе каталога CfA1, показали, что наибольший вклад при выявлении групп имеют галактики с абсолютной звездной величиной  $M = -20^m.5$ . Тот же результат получается на основе каталога CfA2 (<http://www.cfa.harvard.edu>). На рис.1 приведена зависимость величины  $\eta(M) = 10^{-0.4M} \Phi(M)^{1/3}$  (с точностью до постоянной) от абсолютной звездной величины, вычисленная на основе каталога CfA2.

Галактики с  $M = -20^m.5$  в каталоге CfA1 видны до расстояния 100 Мпк, в CfA2 до 160 Мпк, а в SDSS до расстояния 450 Мпк. Эти расстояния включают в себя подавляющее большинство галактик данных каталогов.

Таким образом, в предложенном нами методе выбора групп галактик наибольший вклад имеют яркие галактики, и поэтому оказывается возможным избежать использования ФС галактик.

Если принять, что масса галактики пропорциональна ее светимости, и учитывая, что внутри группы зависимость между пекулярной скоростью галактик и их массой практически отсутствует, критериями соседства между двумя галактиками  $i$  и  $j$  будут [19,20]:

$$\frac{\max(k_i L_i, k_j L_j)}{D_{ij}} \geq E_0, \quad (1)$$

$$|V_i - V_j| \leq V_0, \quad (2)$$

где  $L_i$  и  $L_j$  - светимости галактик  $i$  и  $j$  в единицах солнечной светимости  $L_\odot = 156.4 \cdot 10^{-0.4M_i}$ ,  $D_{ij}$  - проекция расстояния между галактиками  $i$  и  $j$  на небесную сферу,  $V_i$  и  $V_j$  - лучевые скорости галактик  $i$  и  $j$ ,  $k_i$  и  $k_j$  - весовые коэффициенты для разных морфологических типов галактик (принято  $k_s = 1$  для спиральных и  $k_e = 2$  для эллиптических галактик). Как было сказано выше (и подробно в работах [19,20]), параметры  $E_0$  и  $V_0$  не зависят от  $z$ , и поэтому при идентификации групп нет необходимости использовать ФС галактик. Вопрос, какие конкретные значения параметров  $E_0$  и  $V_0$  следует выбрать, был подробно рассмотрен в [20], чего мы будем придерживаться и в данной работе.

**3. Выборка галактик.** В данной работе мы использовали обзор красных смещений CfA2, который включает в себя галактики с видимыми звездными величинами ярче, чем  $15^m.5$ . Учитывая, что закон Хаббла имеет большую неопределенность на близких расстояниях, мы решили ограничить выборку по лучевым скоростям снизу величиной  $V \geq 1000$  км/с. Также, имея в виду что на больших расстояниях полнота каталога довольно мала, мы ограничили выборку по лучевым скоростям сверху величиной  $V \leq 15000$  км/с. Введено также ограничение на галактическую широту:  $|b_{II}| \geq 20^\circ$ . В итоге из 18203 галактик обзора CfA2 в нашу выборку вошли

15577 галактик, которые были использованы для создания списка групп галактик.

4. *Каталог групп.* Как было отмечено выше, в работе [19] были приняты следующие весовые коэффициенты: 2 - для эллиптических и 1 - для спиральных галактик. В каталоге CfA2 очень много галактик с неопределенными морфологическими типами. Поэтому мы решили в данной работе не вводить весовых коэффициентов к морфологическим типам, а для значений параметров  $E_0$  и  $V_0$  использовать предложенные в [20] следующие величины:

$$E_0 = 2.5 \cdot 10^{10} M_{\odot} (f_s/f_{\odot}) \text{ Мпк}^{-1}, \quad (3)$$

$$V_0 = 400 \text{ км/с}. \quad (4)$$

По описанному выше алгоритму составления групп галактик была выявлена 1971 группа с количеством членов 2 и более. В группы вошли 6787 галактик (или 43.6%), 2412 из которых (или 15.5%) входят в системы двойных галактик. В 765 групп с количеством членов 3 и более входят 4375 галактик (или 28.1%). Доля одиночных галактик составляет 56.4% всей выборки (или 8790 галактик).

В табл.1 приведены параметры галактик, входящих в группы. В данной работе приведена только небольшая часть таблицы. Всю таблицу можно найти по адресу <ftp://cdsarc.u-strasbg.fr>.

Таблица 1

## ДАнные О ЧЛЕНАХ ГРУПП

Gr.	Name of galaxy	$\alpha$	$\delta$	$m$	$V_{rc}$	$T$	$\Delta V_c$	$\Delta R_c$	$M$	$L$
1	00005+0356	0 0.4	3 56	15.44	8567	4A	44	0.13	-19.22	0.76E+10
1	I1527	23 59.9	3 48	15.32	8480	99	-44	0.13	-19.33	0.85E+10
2	00002+1837	0 0.2	18 37	14.67	7833	1B	-6	0.05	-19.80	0.13E+11
2	00005+1836	0 0.5	18 36	15.37	7845	99	6	0.05	-19.10	0.68E+10
3	00009+2705	0 0.9	27 4	14.82	7686	0B	46	0.19	-19.59	0.11E+11
3	23598+2656	23 59.8	26 56	15.34	7595	4A	-46	0.19	-19.07	0.67E+10
4	00023-0146	0 2.3	-1 47	14.93	6955	99	-14	0.05	-19.28	0.81E+10
4	00023-0151	0 2.3	-1 51	15.03	6983	99	14	0.05	-19.18	0.74E+10
5	N7824	0 2.5	6 39	14.44	6020	2	-78	0.08	-19.48	0.97E+10
5	00027+0630	0 2.7	6 30	14.64	6176	1A	78	0.08	-19.29	0.81E+10
6	00025+0451	0 2.5	4 51	15.35	5172	0B	0	0.06	-18.22	0.30E+10
6	N7827	0 2.9	4 57	14.53	5171	-2B	0	0.06	-19.04	0.65E+10
7	00038+1709S	0 3.8	17 9	15.00	5388	99	-31	0.00	-18.66	0.46E+10
7	00038+1709N	0 3.8	17 10	15.20	5450	20	31	0.00	-18.47	0.38E+10
8	A0003+1955	0 3.8	19 55	13.83	7685	-6	-68	0.28	-20.62	0.28E+11
8	00053+2008	0 5.3	20 8	15.36	7821	99	68	0.28	-19.09	0.67E+10
9	N 1	0 4.7	27 26	13.25	4541	3A s	-18	0.92	-20.04	0.16E+11
9	00056+2715	0 5.6	27 15	14.56	4632	5A	73	0.72	-18.73	0.49E+10
9	N 23	0 7.3	25 39	12.36	4550	1B s	-9	0.60	-20.93	0.37E+11
9	N 26	0 7.9	25 33	13.76	4577	2A T	17	0.69	-19.53	0.10E+11
9	00094+2607	0 9.4	26 7	15.17	4496	5A	-64	0.49	-18.12	0.28E+10

В столбцах табл.1 приведены следующие величины:

1. Номер группы. 2. Название галактики. 3. Прямое восхождение галактики. 4. Склонение галактики. 5. Видимая звездная величина галактики, исправленная из-за галактического поглощения [22] и из-за  $k$  ослабления (6). 6. Лучевая скорость галактики относительно центра Девы [20]. 7. Морфологический тип галактики по CfA2: 99 означает, что тип неизвестен. 8. Лучевая скорость галактики относительно центра группы:  $V_{lc} = V_l - \langle V \rangle$ ,  $\langle V \rangle = \sum_{i=1}^n V_i / n$ , где  $n$  - количество членов данной группы,  $V_i$  - их лучевые скорости. 9. Проекция расстояния галактики от центра группы на небесную сферу.

$$R_{lc} = \frac{2\langle V \rangle}{H} \sin(\theta_{lc}/2), \quad (5)$$

где  $\theta_{lc}$  - угловое расстояние галактики от центра группы,  $H$  - постоянная Хаббла:  $H = 100 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$ . 10. Абсолютная звездная величина галактики:  $M = m - 25 - 5 \log(V_{VC}/H) - A - K$ , где  $m$  - видимая звездная величина галактики,  $A$  - галактическое поглощение по [22]: а  $K$   $k$ -коррекция по [23]:  $K = kz$ , где

$$k = \begin{cases} 4.14, & \text{для E-S0} \\ 2.9, & \text{для Sa-Sb} \\ 2.25, & \text{для Sc} \\ 1.59, & \text{для Sd-Sm} \end{cases} \quad (6)$$

Для галактик неизвестных морфологических типов использовано взвешенное среднее значение  $k = 2.9$ . Максимально допустимая ошибка при этом на краю нашей выборки ( $z = 0.05$ ) не превышает  $0^m.07$ , что намного уступает ошибке видимой звездной величины, приведенной в CfA2.

11. Светимость галактики в солнечных единицах:  $L = 10^{-0.4(M - M_{\odot})} = 156.4 \cdot 10^{-0.4M} L_{\odot}$ .

В табл.2 приведены средние параметры для групп. Аналогично табл.1 здесь приведена только небольшая часть табл.2. Всю таблицу можно найти по адресу <ftp://cdsarc.u-strasbg.fr>.

В столбцах табл.2 приведены следующие величины: 1. Номер группы. Группы приведены в порядке увеличения среднего по членам прямого восхождения. 2. Среднее прямое восхождение группы. 3. Среднее склонение группы. 4. Количество видимых членов группы. 5. Средняя лучевая скорость группы относительно центра скопления в Деве. 6. Дисперсия лучевых скоростей членов группы. 7. Среднее расстояние членов группы от ее центра. 8. Радиус группы: наибольшее расстояние членов группы от ее центра:  $R_{max} = \max(R_k)$ . 9. Суммарная светимость видимых членов группы:  $L_{obs} = \sum_{i=1}^n L_i$ . 10. Суммарная светимость как видимых, так и невидимых членов группы. Учтены вероятные члены группы, видимая

## СРЕДНИЕ ПАРАМЕТРЫ ГРУПП

Гр.	$\alpha$	$\delta$	$n$	$VG$	$\sigma_V$	$R_{min}$	$R_{max}$	$L_{obs}$	$L_{min}$	Фис %
1	0 0.1	3 52	2	8523	62	0.133	0.133	0.16E+11	0.41E+11	0.031
2	0 0.3	18 36	2	7839	8	0.049	0.049	0.20E+11	0.42E+11	0.001
3	0 0.4	27 0	2	7641	64	0.186	0.186	0.17E+11	0.35E+11	0.075
4	0 2.3	-1 49	2	6969	20	0.045	0.045	0.15E+11	0.28E+11	0.002
5	0 2.6	6 34	2	6098	110	0.081	0.081	0.18E+11	0.28E+11	0.033
6	0 2.7	4 54	2	5171	2	0.064	0.064	0.95E+10	0.14E+11	0.000
7	0 3.8	17 9	2	5419	44	0.004	0.004	0.84E+10	0.13E+11	0.001
8	0 4.5	20 2	2	7753	96	0.284	0.284	0.34E+11	0.72E+11	0.323
9	0 7.0	26 24	5	4559	50	0.683	0.915	0.71E+11	0.97E+11	0.680
10	0 7.1	32 53	7	4881	112	0.346	0.636	0.83E+11	0.12E+12	0.405
11	0 7.5	27 58	4	8359	206	0.343	0.607	0.56E+11	0.13E+12	0.458
12	0 10.3	21 48	2	5926	23	0.037	0.037	0.15E+11	0.24E+11	0.001
13	0 10.5	30 41	3	4802	62	0.122	0.166	0.28E+11	0.39E+11	0.068
14	0 11.7	28 15	2	7181	64	0.035	0.035	0.13E+11	0.25E+11	0.004
15	0 14.2	30 1	2	6276	28	0.137	0.137	0.14E+11	0.23E+11	0.034

звездная величина которых ниже предела для каталога CfA2.

$$L_{tot} = L_{obs} \int_{L_{min}}^{\infty} L \Phi(L) dL / \int_{L_c}^{\infty} L \Phi(L) dL, \quad (7)$$

где  $\Phi(L)$  - композиционная ФС галактик, составляющих группы,  $L_{min}$  - возможная минимальная светимость для галактик, принятая  $9 \cdot 10^7 L_{\odot}$ , согласно [24],  $L_c$  - минимальная светимость для галактики, чтобы на данном расстоянии она имела видимую звездную величину, равную предельной для каталога CfA2 ( $m = 15^m.5$ ). 11. Степень "загрязненности" (относительное количество ложных членов групп, в процентах) [21].

5. *Некоторые эмпирические свойства.* На рис.2а приведена зависимость кратности групп от расстояния до нас. Как видно из рисунка,

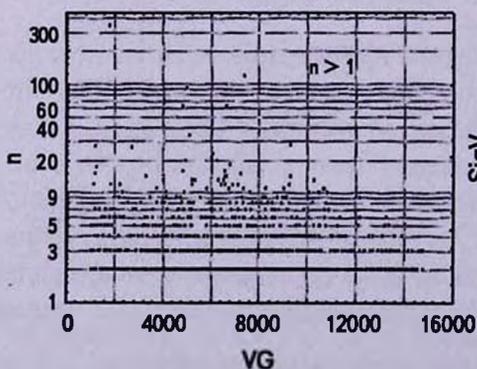


Рис.2а. Зависимость кратности групп от расстояния до нас.

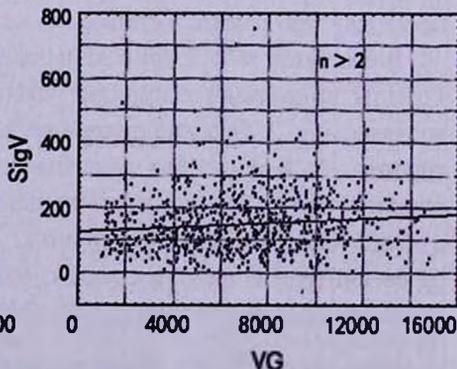


Рис.2б. Зависимость дисперсии лучевых скоростей групп от расстояния до нас.

по увеличению расстояния кратность групп падает. Это происходит из-за ограничения на видимую звездную величину. После лучевой скорости  $VG=11000$  км/с число членов групп с  $m \leq 15^m.5$  не превосходит 10, а после  $VG=14000$  км/с - это число не превосходит 3.

На рис.2b приведена зависимость дисперсии лучевых скоростей групп от расстояния до нас. Как видно из рисунка, зависимость довольно слабая.

$$\sigma_V = (0.0033 \pm 0.0010) \cdot VG + (126.3 \pm 7.9), \quad \rho = 0.11 \pm 0.036 \quad n = 765. \quad (8)$$

Это означает, что пекулярные скорости галактик внутри групп слабо зависят от их массы, или что энергетическое равнораспределение в группах еще не установлено (конечно, этот вопрос требует более подробного изучения).

На рис.2с приведена зависимость среднего попарного расстояния галактик в группах от расстояния до нас. Как видно из рисунка, существует слабая зависимость, обусловленная наблюдательной селекцией [25]. Эту селекцию можно объяснить следующим образом. Согласно критерию (1), слабые галактики могут образовывать только тесные группы, которые в среднем видны на более близких расстояниях. С другой стороны, широкие группы

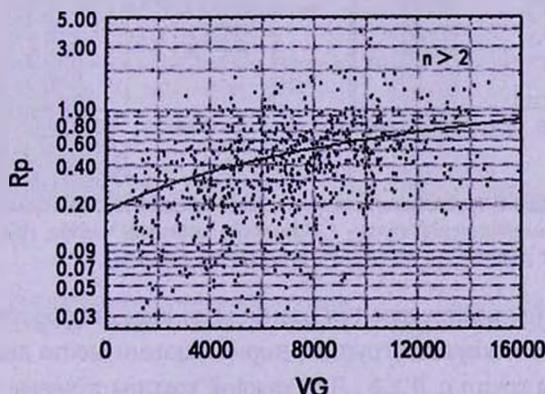


Рис.2с. Зависимость среднего попарного расстояния (в проекции на небесную сферу) галактик в группах от расстояния до нас.

(группы с большим средним попарным расстоянием) содержат массивные галактики и будут видны на больших расстояниях. То есть, с расстоянием увеличивается доля широких групп. Помимо этого в [25] приводится еще одна возможная причина наблюдаемой зависимости. Это ошибки при определении морфологических типов на больших расстояниях. Для данной работы это не будет играть роли, так как здесь мы решили не использовать весовых коэффициентов к морфологическим типам. Возможно, поэтому зависимость среднего попарного расстояния галактик в группах от расстояния до нас в данной работе проявляется слабее, чем в [25],

$$R_p = (0.000043 \pm 0.0000045) \cdot VG + (0.18 \pm 0.034), \quad \rho = 0.33 \pm 0.032, \quad n = 765. \quad (9)$$

На рис.2d приведена зависимость радиуса групп (расстояние самой далекой галактики до центра группы) от расстояния до нас. Здесь тоже зависимость довольно слабая.

$$R_{max} = (0.000033 \pm 0.0000057) \cdot VG + (0.27 \pm 0.043), \quad \rho = 0.20 \pm 0.035, \quad n = 765. \quad (10)$$

Для этих диапазонов расстояний аналогичные результаты получены в работе [15].

На рис.2е приведена зависимость суммарной светимости видимых членов групп от расстояния до нас. Между этими величинами есть значительная связь. Это следствие наблюдательной селекции, заключающейся в том, что с увеличением расстояния от наблюдателя увеличивается число не входящих в выборку слабых галактик.

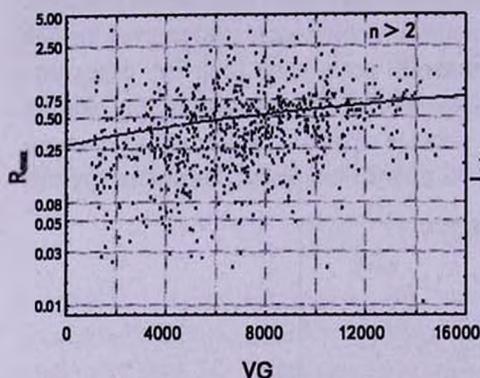


Рис.2d. Зависимость радиуса групп (расстояние на небесной сфере самой далекой галактики до центра группы) от расстояния до нас.

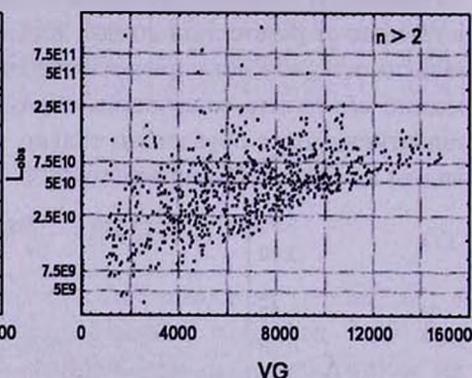


Рис.2е. Зависимость суммарной светимости видимых членов групп от расстояния до нас.

На рис.3а приведены распределения разницы лучевых скоростей членов групп и средней лучевой скорости группы, нормализованные по дисперсиям лучевых скоростей для групп с  $n \geq 6$ . Для каждой группы лучевые скорости членов относительно средней лучевой скорости данной группы нормализуем делением на дисперсию лучевых скоростей группы:  $V_{от} = V_{lc} / \sigma_V$ .

Все полученные таким образом величины изученных групп рассмотрены как элементы одной единой выборки. Из рисунка видно, что данное распределение не сильно отличается от нормального распределения. Нехватка данных в центральной части распределения обусловлена внедрением малонаселенных групп.

На рис.3б приведено распределение средних лучевых скоростей групп с числом членов  $n \geq 3$ . После расстояния  $VG \geq 11500$  км/с наблюдается резкое падение числа систем. Это означает, что после этих расстояний увеличивается количество групп, третья по светимости галактика в которых из-за слабой светимости не входит в выборку. Вследствие чего такие группы не

обнаруживаются в нашем списке среди групп с кратностью  $n \geq 3$ .

На рис.3с, 3d, 3е приведены, соответственно, распределения дисперсии

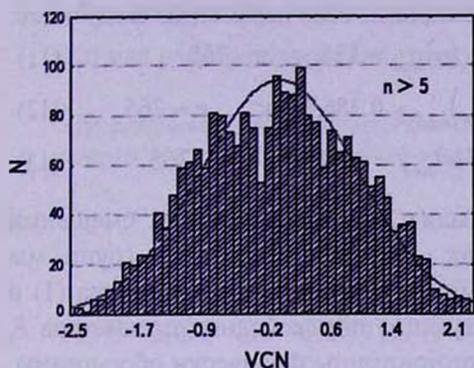


Рис.3а. Распределения разницы лучевых скоростей членов групп и средней лучевой скорости группы, нормализованные по дисперсиям лучевых скоростей для групп с  $n \geq 6$  (см. текст).

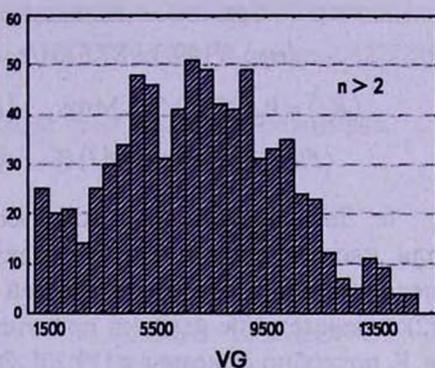


Рис.3б. Распределение средних лучевых скоростей групп с числом членов  $n \geq 3$ .

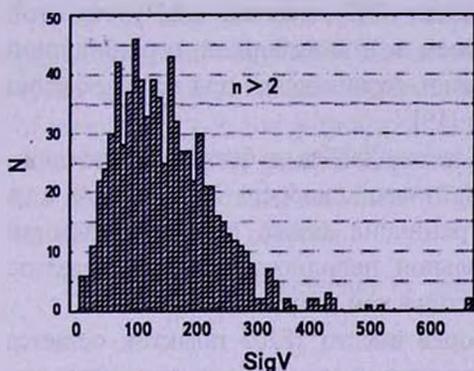


Рис.3с. Распределение дисперсии лучевых скоростей галактик групп с числом членов  $n \geq 3$ .

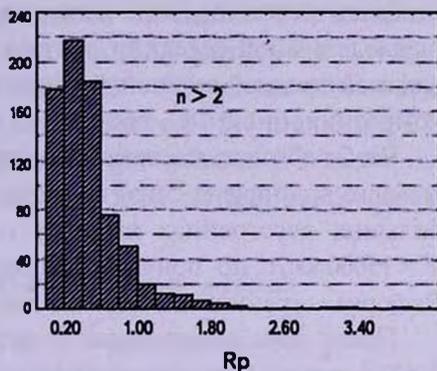


Рис.3д. Распределение средних парных расстояний членов групп с числом членов  $n \geq 3$ .

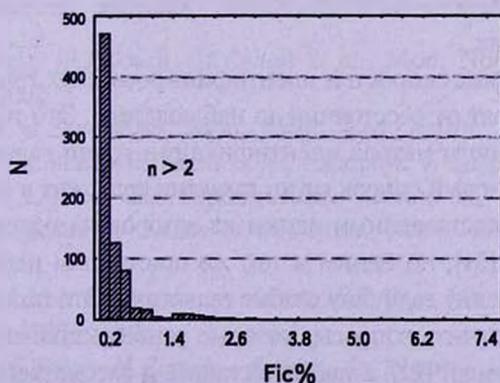


Рис.3е. Распределение относительного числа ложных членов групп в процентах (20) с числом членов  $n \geq 3$ .

лучевых скоростей галактик, средних попарных расстояний галактик, относительного числа ложных членов в процентах [21] для групп с числом членов  $n \geq 3$ . Средние и медианные величины этих параметров следующие:

$$\langle \sigma_V \rangle = 149.3 \pm 87.6 \text{ км/с}, \quad (\sigma)_{med} = 136, \quad n = 765 \quad (11)$$

$$\langle R_p \rangle = 0.475 \pm 0.398 \text{ Мпк}, \quad (R_p)_{med} = 0.386 \text{ Мпк}, \quad n = 765 \quad (12)$$

$$\langle Fic \rangle = (0.336 \pm 0.667) \%, \quad (Fic)_{med} = 0.127\%, \quad n = 765 \quad (13)$$

**6. Заключение.** Мы использовали CfA2 обзор красных смещений для идентификации групп галактик. Для идентификации групп мы использовали метод друзья-друзей (FoF). Принципы товарищества (1) и (2) и определение величин присутствующих там свободных параметров  $E_0$  и  $V_0$  подробно описаны в [19,20]. Эти принципы физически обоснованы, и нет необходимости менять параметры  $E_0$  и  $V_0$  с расстоянием, чтобы учесть не включение все большего количества слабых галактик в выборку с увеличением расстояния. И, таким образом, при идентификации групп отпадает необходимость использования ФС галактик для учета этой наблюдательной селекции, когда имеем дело с выборкой, ограниченной видимой звездной величиной. Недостатки, возникающие при использовании композиционной ФС, обсуждены в [19].

Чтобы обходить неопределенность закона Хаббла на близких расстояниях, выборка ограничена снизу величиной лучевой скорости  $V = 1000$  км/с, а на больших расстояниях выборка ограничена также сверху величиной  $V = 15000$  км/с по причине значительной неполноты далеких галактик. Выборка ограничена также по галактической широте:  $|b_{II}| \geq 20^\circ$ .

После этих ограничений в выборке вместо 18203 галактик остается 15577 галактик. Применением предложенного нами метода на этих галактиках идентифицирована 1971 группа с числом членов  $n \geq 2$  и общим числом членов 6787 (46.3%). В 765 групп с числом членов  $n \geq 3$  входят 4375 галактик (28.1%). Остальные 8790 (56.4%) галактик составляют выборку "одинокых" галактик.

Дисперсия лучевых скоростей идентифицированных групп, а также их радиусы слабо зависят от расстояния до наблюдателя. Это тоже показывает обоснованность нашего метода идентификации групп галактик.

Таким образом, новый список групп галактик содержит в семь раз больше групп, чем список, составленный одним из авторов на основе CfA1 обзора красных смещений [21], по одним и тем же принципам идентификации, а группы содержат на одну величину слабые галактики. Это позволит нам более подробно и точно изучить вопрос, которые ранее выполнены авторами на основе прежней выборки [21], а также поставить и рассмотреть новые задачи, которые не возможно было изучить на основе старой выборки (например, статистика галактик высокой поверхностной яркости Аракеяна [26]; функция

светимости галактик в группах; изучение строения Вселенной, в частности неоднородность распределения групп галактик и мера этой неоднородности и т.д). Эти вопросы будут рассмотрены в дальнейших работах авторов.

Данная работа поддержана грантом ANSEF No 05-PS-astroex-0822-292.

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

## THE LIST OF GROUPS OF GALAXIES BASED ON CFA2 REDSHIFT SURVEY

A.P.MAHTESSIAN, V.G.MOVSESSIAN

On the base of CfA2 redshift survey and on the method offered by one of authors, groups of galaxies are identified. From 15577 galaxies within redshift 1000 - 15000 km/s and galactic latitude  $|b_{II}| \geq 20^\circ$  1971 group with number of members  $n \geq 2$  and with a total number of members 6787 is detected. The others 8790 (56.4%) galaxies make sample of "single" galaxies. It is shown that the dispersion of radial velocities of groups and their radiuses poorly depend on distance to the observer.

Key words: *galaxies:groups of galaxies:identification methods*

## ЛИТЕРАТУРА

1. R. De Propris, W.J.Couch, M.Colless et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 329, 87, 2002.
2. M.Merchán, A.Zandivarez, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 335, 216, 2002.
3. N.Bahcall, T.A.McKay, J. Annis et al., Astrophys. J. Suppl. Ser., 148, 243, 2003.
4. B.C.Lee, S.S.Allam, D.L.Tucker et al., Astron. J., 127, 1811, 2004.
5. V.R.Eke, C.M.Baugh, S.Cole et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 348, 866, 2004.
6. X.Yang, H.J.Mo, F.C. van den Bosch, Y.P.Jing, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 356, 1293, 2005.
7. J.Einasto, E.Tago, M.Einasto, E.Saar, in Nearby Large-Scale Structures and the Zone of Avoidance, ed. A.P.Fairall, P.Woudt, ASP Conf. Ser., 329, 27, 2005.

8. *T.Goto, M.Sekiguchi, R.C.Nichol*, *Astron. J.*, **123**, 1807, 2002.
9. *S.M.Weinmann, F.C. van den Bosch, X.Yang, H.J.Mo, Y.P.Jing*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **366**, 2, 2006.
10. *E.Tago, J.Einasto, E.Saar et al.*, *Astron. Nachr.*, **327**, 365, 2006.
11. *A.A.Berlind, J.Frieman, D.H.Weinberg et al.*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **167**, 1, 2006.
12. *R.S.J.Kim, J.V.Kepner, M.Postman et al.*, *Astron. J.*, **123**, 20, 2002.
13. *R.Nichol*, *Carnegie Obs. Astroph. Ser.*, **24**, 2004 [arXiv:astro-ph/0305041].
14. *B.P.Koester, T.A.McKay, J.Annis et al.*, *Astrophys. J.*, **660**, 239, 2007.
15. *E.Tago, J.Einasto, E.Saar et al.*, *Astron. Astrophys.*, **479**, 927, 2008.
16. *E.L.Turner, J.R.Gott*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **32**, 409, 1976.
17. *Ya.B.Zeldovich, J.Einasto, S.F.Shandarin*, *Nature*, **300**, 407, 1982.
18. *J.P.Huchra, M.J.Geller*, *Astrophys. J.*, **257**, 423, 1982.
19. *А.П.Магтесян*, *Астрофизика*, **28**, 257, 1988.
20. *А.П.Магтесян*, *Астрофизика*, **40**, 45, 1997.
21. *А.П.Магтесян*, *Астрофизика*, **41**, 473, 1998.
22. *A.Sandage*, *Astrophys. J.*, **183**, 711, 1973.
23. *G.Efstathiou, R.S.Ellis, B.A.Peterson*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **232**, 431, 1988.
24. *M.Mezzetti, A.Pisani, G.Giuricin, F.Mardirossian*, *Astron. Astrophys.*, **143**, 188, 1985.
25. *А.П.Магтесян*, *Астрофизика*, **50**, 535, 2007.
26. *М.А.Аракелян*, *Сообщ. БАО*, **47**, 3, 1975.

ЗАВИСИМОСТЬ АМПЛИТУДЫ ДРЕЙФА  
КОМПАКТНЫХ ОБЪЕКТОВ В ЯДРАХ ГАЛАКТИК ОТ  
ПАРАМЕТРОВ БАЛДЖА

А.С.КОНДРАТЬЕВ

Поступила 7 августа 2009

Принята к печати 16 сентября 2009

Изучается миграция центральных компактных массивных объектов (КМО) в ядрах галактик за счет сближений с шаровыми скоплениями галактики. Движение КМО происходит в поле фиксированного потенциала балджа галактики. При этом используется эмпирическое соотношение между массами КМО и балджа ( $M_{\text{об}} = 0.001 M_{\text{б}}$ ). Найдены зависимости амплитуды дрейфа КМО от массы и размера балджа, а также от начальной скорости и массы шарового скопления. Показано, что амплитуда дрейфа в среднем увеличивается при возрастании размера балджа (при его фиксированной массе) и уменьшается с ростом массы балджа (при его фиксированном размере). Амплитуда дрейфа в среднем увеличивается с ростом массы скопления и уменьшением его скорости.

Ключевые слова: галактики; ядра; центральные компактные объекты; динамика

1. *Введение.* В последние годы в ядрах галактик обнаружено несколько сотен компактных массивных объектов (КМО) и выполнены их статистические исследования. Массы КМО коррелируют со светимостями и массами балджей соответствующих галактик (см., например, обзор Черепашука, [1]). Эти объекты могут испытывать колебания вблизи центра галактики за счёт различных эффектов. Обзор некоторых из этих эффектов дан в нашей предыдущей работе [2]. Эти колебания могут приводить к изменению активности ядра, в частности, к асимметрии джетов.

В работе [3] рассматривалась миграция сверхмассивной черной дыры за счет взаимодействия ее со звездами окружающего плотного звездного скопления. В ней оцениваются амплитуды и скорости дрейфа черной дыры в зависимости от ее массы и массы скопления.

В работе [2] рассматривался другой механизм миграции компактного объекта в ядре - его движение в результате взаимодействия с шаровыми скоплениями, сближающимися с ядром галактики. Мы рассмотрели несколько примеров моделей галактик, в частности, модель нашей Галактики. Было показано, что амплитуда дрейфа КМО может достигать нескольких сотен парсек и сильно зависит от массы и размера балджа.

В данной работе мы обобщаем полученные ранее результаты на более широкий диапазон моделей галактик, включая эллиптические галактики.

При этом мы учитываем известное эмпирическое соотношение между массами КМО и балджа галактики (см. [1]):

$$M_{bh} \approx 0.001 M_b. \quad (1)$$

Кроме того, мы рассматриваем зависимости амплитуды дрейфа КМО от начальной скорости и массы шарового скопления и приводим количественные оценки возмущенного движения по сравнению с невозмущенным.

**2. Модели балджей галактик и методика расчетов.** Поскольку движение КМО происходит вблизи центра галактики, мы учитываем только влияние потенциала балджа и пренебрегаем влиянием других подсистем (в частности, диска и гало).

Введем систему координат с началом в центре балджа. Потенциал балджа соответствует модели Пламмера [4]:

$$\Phi(r) = \frac{GM_b}{(r^2 + b^2)^{3/2}}, \quad (2)$$

где  $G$  - постоянная тяготения,  $b$  - эффективный радиус балджа,  $M_b$  - масса балджа,  $r$  - расстояние до центра балджа. Балдж предполагается сферически симметричным. В начальный момент времени КМО помещается вблизи центра балджа (на удалении 1 пк по каждой из координат  $X$ ,  $Y$ ,  $Z$ ). Начальная скорость КМО составляет 0.001 км/с; вектор скорости направлен вдоль оси  $OY$ .

Рассмотрим сближение КМО с массой  $M_b$  и шарового скопления с массой  $M_c$ . Вначале шаровое скопление находится в точке с координатами  $(X_0, Y_0, 0)$  и движется вдоль оси  $OX$  со скоростью  $V_0$  в направлении центра галактики.

Расчеты движения КМО производятся следующим образом. Учитываются только взаимодействие КМО и шарового скопления, а также влияние на них балджа. Поскольку балдж имеет массу на несколько порядков больше, чем КМО и шаровое скопление, то их влиянием на движение балджа мы пренебрегаем.

Начальные параметры сближения приняты равными:

$X_0 \in (0.8; 1.2)$  кпк с шагом 0.1 кпк,  $Y_0 \in (0.05; 0.1)$  кпк с шагом 0.005 кпк,  $V_0 \in (100, 400)$  км/с с шагом 100 км/с. Масса шарового скопления принималась равной  $M_c = 3 \cdot 10^5 M_\odot$ ,  $10^6 M_\odot$ ,  $3 \cdot 10^6 M_\odot$ ,  $10^7 M_\odot$ . Масса балджа менялась от  $10^9$  до  $10^{12} M_\odot$  для спиральных и гигантских эллиптических галактик и от  $10^4$  до  $10^6 M_\odot$  для карликовых эллиптических галактик, при этом для всех случаев каждое последующее значение массы в 3 раза больше предыдущего. Масса КМО бралась каждый раз в соответствии с формулой (1). Размер балджа варьировался от 0.2 до 2.0 кпк с шагом 0.3 кпк для спиральных галактик, от 7 до 10 кпк с шагом 1 кпк для гигантских эллиптических галактик и от 0.1 до 1.6 кпк с шагом 0.25 кпк для карликовых эллиптических галактик. Для каждого варианта начальных условий эволюция прослежи-

валась в течение 250 млн лет.

3. *Результаты.* Целью исследования является выяснение зависимостей амплитуды  $\Delta$  дрейфа КМО от параметров начального движения. При этом проводилось усреднение  $\Delta$  по начальным положениям  $X_0$  и  $Y_0$  скопления: бралось медианное значение  $\Delta$ .

На рис.1 приведены зависимости  $\Delta$  от массы балджа  $M_b$  при различных размерах балджа  $b$  для спиральных галактик. Как видно из рисунка, величина  $\Delta$  убывает с ростом  $M_b$  и возрастает с увеличением  $b$  (при фиксированной массе балджа). Максимальные значения  $\Delta$  (порядка 100 пк) достигаются при сравнимых массах КМО и скопления и при наиболее протяженном балдже.

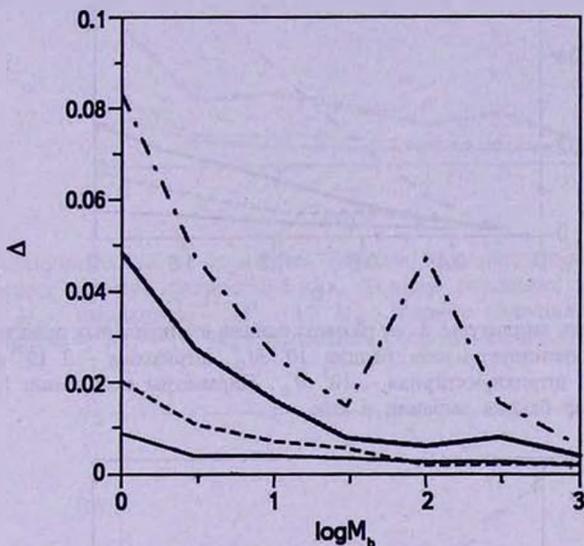


Рис.1. Зависимость амплитуды  $\Delta$  (в килопарсеках) дрейфа КМО от массы балджа в спиральных галактиках. Тонкая сплошная линия соответствует размеру балджа 0.5 кпк, штриховая - 0.8 кпк, жирная сплошная - 1.4 кпк, штрих-пунктирная - 2 кпк. Начальная скорость скопления  $V_0 = 200$  км/с, масса скопления  $M_c = 10^6 M_\odot$ . Масса балджа выражена в единицах  $10^9 M_\odot$ .

На рис.2 представлены зависимости  $\Delta$  от размера балджа  $b$  при различных массах КМО для спиральных галактик. Наблюдается четкая тенденция к росту  $\Delta$  с увеличением  $b$ . Как и на рис.1, максимальные значения  $\Delta$  составляют около 100 пк и достигаются при наиболее "рыхлых" балджах. Можно заметить, что с увеличением размера балджа разброс величины  $\Delta$ , связанный с различием его масс, возрастает. Заметим также, что в некоторых случаях наблюдаются вторичные пики в зависимостях амплитуды дрейфа КМО от его массы. Такое поведение может быть связано с тем, что сближение КМО со скоплением происходит при различных положениях КМО на своей орбите относительно центра

галактики и скопления. Если в ходе сближения КМО находится вблизи апоцентра своей орбиты и близко к скоплению, то амплитуда миграции будет больше за счет более сильного воздействия со стороны скопления. Процедура усреднения, описанная выше, несколько сглаживает вторичные пики, но не устраняет их полностью.

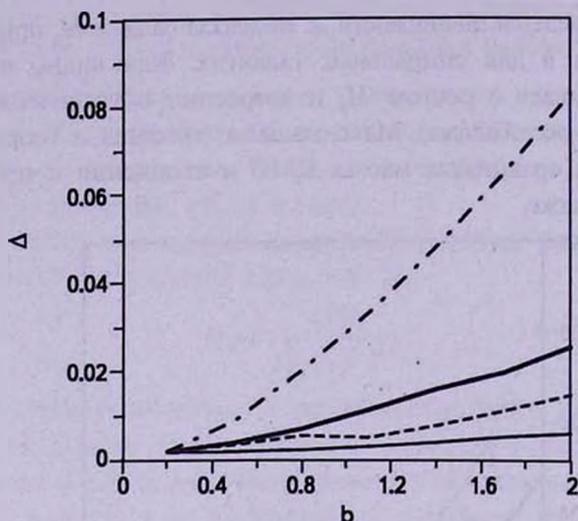


Рис.2. Зависимость амплитуды  $\Delta$  от размера балджа в спиральных галактиках. Тонкая сплошная линия соответствует массе балджа  $10^{12} M_{\odot}$ , штриховая -  $3 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ , жирная сплошная -  $10^{10} M_{\odot}$ , штрихпунктирная -  $10^9 M_{\odot}$ . Параметры скопления:  $V_0 = 200$  км/с,  $M_d = 10^6 M_{\odot}$ . Размер балджа выражен в кпк.

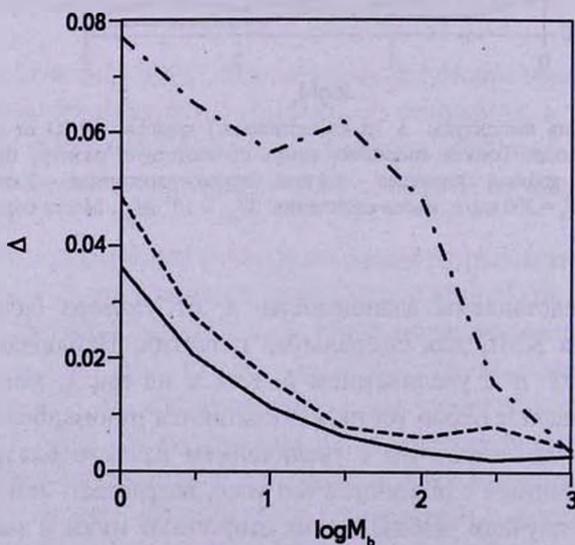


Рис.3. Зависимость  $\Delta$  от массы балджа при различных значениях  $V_0$  и фиксированном размере балджа 1.1 кпк в спиральных галактиках. Сплошная линия соответствует  $V_0 = 400$  км/с, штриховая -  $V_0 = 200$  км/с, штрихпунктирная -  $V_0 = 100$  км/с. Масса скопления  $M_d = 10^6 M_{\odot}$ .

Рассмотрим зависимость результатов моделирования от начальной скорости  $V_0$  скопления и его массы  $M_d$ . Эти зависимости для спиральных галактик показаны на рис.3 и 4. Из рис.3 видно, что более медленные

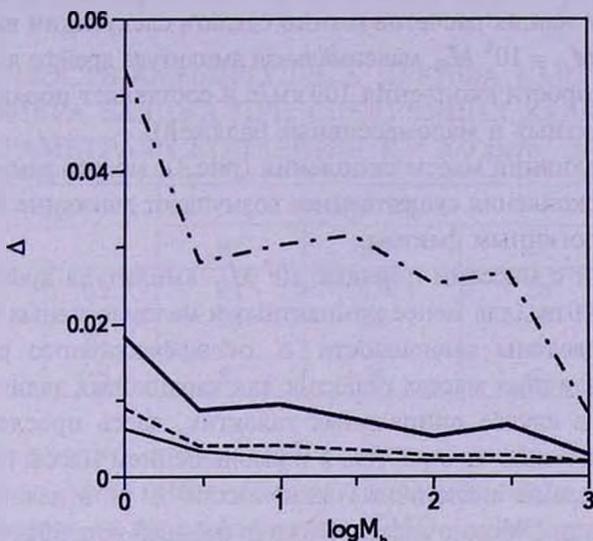


Рис.4. Зависимость  $\Delta$  от массы балджа при различных значениях  $M_d$  и фиксированном размере балджа 0.5 кпк. Тонкая сплошная линия соответствует  $M_d = 3 \cdot 10^5 M_\odot$ , штриховая -  $M_d = 10^6 M_\odot$ , жирная сплошная -  $M_d = 3 \cdot 10^6 M_\odot$ , штрихпунктирная -  $M_d = 10^7 M_\odot$ . Начальная скорость скопления  $V_0 = 200$  км/с.

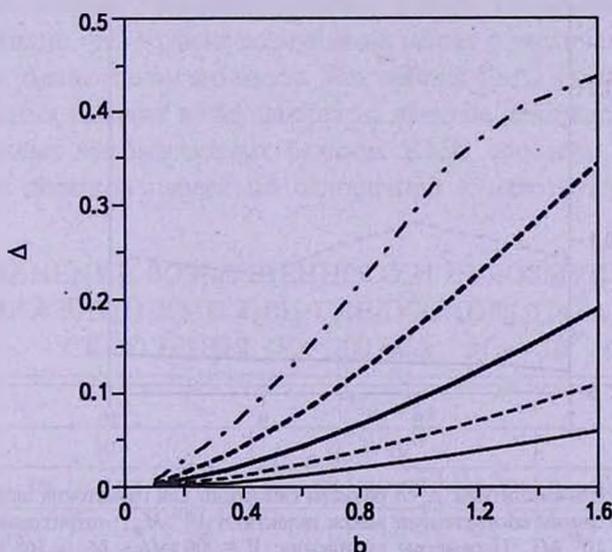


Рис.5. Зависимость амплитуды  $\Delta$  от эффективного радиуса галактики для карликовых эллиптических галактик. Тонкая сплошная линия соответствует массе галактики  $10^9 M_\odot$ , тонкая штриховая -  $3 \cdot 10^8 M_\odot$ , жирная сплошная -  $10^8 M_\odot$ , жирная штриховая -  $3 \cdot 10^7 M_\odot$ , штрихпунктирная -  $10^7 M_\odot$ . Параметры скопления:  $V_0 = 200$  км/с,  $M_d = 10^6 M_\odot$ . Радиус галактики выражен в кпк.

прохождения скопления в среднем сильнее увеличивают амплитуду дрейфа КМО. Это связано с тем, что при большой скорости скопления период эффективного взаимодействия гораздо короче, чем при малых скоростях.

Из результатов наших расчетов можно сделать следующий вывод: для массы скопления  $M_{cl} = 10^6 M_{\odot}$  максимальная амплитуда дрейфа достигается при начальной скорости скопления 100 км/с и составляет порядка 100 пк (для менее компактных и маломассивных балджей).

Что касается влияния массы скопления (рис.4), можно заметить, что более массивные скопления существеннее возмущают движение КМО, что является вполне логичным фактом.

Для скоплений с массами порядка  $10^7 M_{\odot}$  амплитуда дрейфа КМО может достигать 300 пк (для менее компактных и маломассивных балджей).

На рис.5 приведены зависимости  $\Delta$  от эффективного радиуса  $b$  галактики при различных массах галактик для карликовых эллиптических галактик. Как и в случае спиральных галактик, здесь прослеживается тенденция к увеличению  $\Delta$  с ростом  $b$  и уменьшением массы галактики.

На рис.6 приведены аналогичные зависимости  $\Delta$  от  $b$  для гигантских эллиптических галактик. Можно видеть, что из-за большой величины  $b$  значения  $\Delta$ , как правило, существенно выше, чем в предыдущих случаях. Так, при массе галактики  $10^{10} M_{\odot}$  и ее размере 10 кпк амплитуда достигает 300 пк.

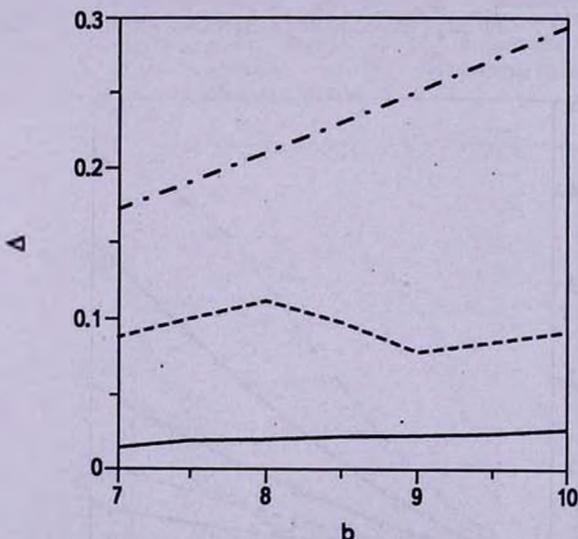


Рис.6. Зависимость амплитуды  $\Delta$  от размера галактики для гигантских эллиптических галактик. Сплошная линия соответствует массе галактики  $10^{12} M_{\odot}$ , пунктировая -  $10^{11} M_{\odot}$ , штрихпунктирная -  $10^{10} M_{\odot}$ . Параметры скопления:  $V_0 = 200$  км/с,  $M_{cl} = 10^6 M_{\odot}$ . Размер галактики выражен в кпк.

Основные количественные результаты отражены в табл.1. Данные, приведенные в ней, подтверждают описанные выше тенденции. Заметим

также, что изменение размера балджа сильнее влияет на изменение величины  $\Delta$ , чем изменение его массы: при вариациях размера и массы балджа в одинаковое число раз амплитуды  $\Delta$  меняются существенно по-разному.

Таблица 1

ЗАВИСИМОСТЬ АМПЛИТУДЫ  $\Delta$  ДРЕЙФА КМО ОТ МАССЫ И РАЗМЕРА БАЛДЖА ПРИ СЛЕДУЮЩИХ ХАРАКТЕРНЫХ ПАРАМЕТРАХ СКОПЛЕНИЯ:  $V_0 = 200$  км/с,  $M_d = 10^6 M_\odot$

$\Delta$ , пк		$M_d, M_\odot$			
		$10^9$	$10^{10}$	$10^{11}$	$10^{12}$
$b$ ,	0.2	2.1	1.9	2.0	1.8
кпк	0.8	20	7.1	1.9	2.4
	1.4	48	16	6	4
	2.0	83	26	47	6

Следует заметить, что даже при отсутствии взаимодействия с шаровыми скоплениями, КМО имеет некоторую невозмущенную амплитуду дрейфа  $\Delta_0$ , связанную с взаимодействием КМО с балджем. Сравним ее с амплитудой  $\Delta$  в возмущенном случае, рассмотрев относительную амплитуду  $\Delta_r = \Delta - \Delta_0$ . В некоторых случаях скопление не оказывает существенного влияния на изменение траектории движения КМО: в частности, при малых массах скопления и массивных компактных балджах.

Количественное сравнение величин  $\Delta$  и  $\Delta_0$  представлено в табл.2. Из таблицы видно, что эффект возмущения растет с увеличением "рыхлости" балджа и с уменьшением его массы. Так, орбиты КМО в наиболее массивных и компактных балджах возмущаются на десятые доли парсека, в то время как в рыхлых маломассивных балджах КМО способен отклониться на несколько десятков парсек по отношению к невозмущенному случаю.

Таблица 2

СРАВНЕНИЕ ВОЗМУЩЕННОГО И НЕВОЗМУЩЕННОГО ДВИЖЕНИЙ КМО ПРИ СЛЕДУЮЩИХ ПАРАМЕТРАХ СКОПЛЕНИЯ:  $V_0 = 200$  км/с,  $M_d = 10^6 M_\odot$

	$M_d, M_\odot$								
	$10^9$			$3 \cdot 10^{10}$			$10^{12}$		
	$\Delta_0$ , пк	$\Delta$ , пк	$\Delta_r$ , пк	$\Delta_0$ , пк	$\Delta$ , пк	$\Delta_r$ , пк	$\Delta_0$ , пк	$\Delta$ , пк	$\Delta_r$ , пк
$b = 0.2$ кпк	20	2.1	0.1	1.7	1.8	0.1	1.7	1.8	0.1
$b = 1.1$ кпк	17	33	16	23	5.2	29	1.8	3.1	1.3
$b = 2.0$ кпк	24	83	59	7.8	15	7.0	20	6.2	4.2

Кроме того, величина  $\Delta$ , падает с ростом скорости скопления и уменьшением его массы, что вполне очевидно.

4. *Заключение.* Таким образом, в настоящей работе исследованы движения центральных компактных массивных объектов в поле балджа галактик различных типов под воздействием шаровых скоплений проходящих вблизи центров галактик.

Выявлены зависимости амплитуды дрейфа КМО от массы и размера балджа, начальной скорости и массы скопления.

Показано, что чем массивнее и компактнее балдж галактики, тем сильнее он удерживает КМО вблизи центра галактики, амплитуда дрейфа в этих случаях составляет несколько парсек. В случаях протяженных и маломассивных балджей амплитуда дрейфа КМО может достигать двухсот парсек. При этом большее влияние на изменение амплитуды дрейфа оказывает размер балджа, нежели его масса.

С другой стороны, большое влияние на амплитуду дрейфа КМО оказывают параметры самого скопления. Чем больше масса скопления и чем медленнее оно движется, тем сильнее возмущение движения КМО результаты могут отличаться в несколько раз.

Заметим, что используемая нами модель точечной массы для шарового скопления не вполне адекватно отражает реальную ситуацию, поскольку скопление должно разрушаться за счет приливного взаимодействия с балджем галактики и КМО. Однако, как было показано нами ранее в [2] величина приливного радиуса, как правило, существенно больше радиуса скопления, и скопление можно приближенно считать сферически-симметричным. Следовательно, эффект приливного разрушения играет несущественную роль.

Автор благодарит В.В.Орлова за обсуждение результатов и Президентскую программу поддержки Ведущих научных школ (грант НШ-1323.2008.2) за финансовую поддержку.

Санкт-Петербургский государственный университет,  
Россия, e-mail: semenych@inbox.ru

## THE DEPENDENCES OF COMPACT MASSIVE OBJECTS DRIFT AMPLITUDE IN GALACTIC NUCLEI ON BULGE AND GLOBULAR CLUSTER PARAMETERS

A.S.KONDRATIEV

The migration of central massive objects (CMO) in galactic nuclei through their encounters with galactic globular clusters is studied. The black hole moves in the field of the galactic bulge with a fixed potential. At that empirical relation between CMO and bulge masses is used ( $M_{bh}=0.001M_b$ ). The dependences of the black-hole drift amplitude on bulge mass and size, globular cluster initial velocity and mass have been found. It was demonstrated that drift amplitude on average increases as bulge size grows (while its mass is fixed) and decreases as bulge mass grows (while its size is fixed). Drift amplitude on average increases as cluster mass grows and its velocity diminishes.

Keywords: *galaxies:nuclei:central compact objects:dynamics*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *А.М.Черепашук*, *Астрономия: традиции, настоящее, будущее*, СПб: СПбГУ, 2007, с.198.
2. *А.С.Кондратьев, В.В.Орлов*, *Письма в Астрон. ж.*, **34**, 593, 2008.
3. *D.Merritt, P.Berczik, F.Laun*, *Astrophys. J.*, **133**, 553, 2007.
4. *H.C.Plummer*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **71**, 460, 1911.

## МЕТОД АНАЛИЗА ПРОСТРАНСТВЕННОГО РАСПРЕДЕЛЕНИЯ ГАЛАКТИК НА МАСШТАБАХ В ГИГАПАРСЕКИ. I. ИСХОДНЫЕ ПРИНЦИПЫ

Н.В.НАБОКОВ, Ю.В.БАРЫШЕВ

Поступила 30 июня 2009

Принята к печати 25 ноября 2009

Представлены исходные принципы метода анализа пространственного распределения видимого вещества во Вселенной с размерами структур, достигающими тысяч Мпк. Метод основан на анализе распределений фотометрических красных смещений галактик  $N(z)$  в глубоких полях, используя большие бины  $\Delta z = 0.1 + 0.3$ . Флуктуации чисел галактик в рассматриваемых бинах по красным смещениям обусловлены пуассоновским шумом, коррелированными структурами и систематическими ошибками оценки фото- $z$ . Данный метод включает покрытие покрытые достаточно большой области небесной сферы сеткой глубоких многополосных обзоров с ячейкой порядка  $10^\circ \times 10^\circ$ , в узлах которой находятся глубокие поля размером  $\sim 10' \times 10'$ , наблюдаемые на телескопах класса 3-10 м. Распределение фотометрических красных смещений галактик внутри каждого глубокого поля будет давать информацию о протяженности сверхбольших структур в радиальном направлении, а сопоставление радиальных распределений в соседних полях даст информацию о протяженности структур в тангенциальном направлении. Необходимым элементом метода является анализ возможных искажений радиальных распределений галактик, связанных с методикой оценки фотометрических красных смещений.

**Ключевые слова:** *космология:глубокие поля:далекие галактики:  
крупномасштабная структура Вселенной*

1. *Введение.* Для построения реалистичной модели эволюции крупномасштабной структуры Вселенной необходимо развивать методы наблюдательной оценки размеров и контраста неоднородностей в распределении галактик в широком интервале красных смещений. В наблюдениях крупномасштабной структуры Вселенной за последние два десятилетия заметна тенденция к открытию все больших размеров структур, образуемых галактиками и скоплениями галактик [1-3].

Уже в первом широкоугольном обзоре красных смещений галактик 1980-х годов (CfA) были обнаружены структуры с характерным масштабом 30 Мпк/ $h$ , который долгое время считался масштабом неоднородности Вселенной [4,2]. Однако в глубоких "карандашных" спектральных обзорах [5,6] были открыты структуры с характерным размером 130 Мпк/ $h$ . Существование структур с характерными размерами в сотни Мпк подтверждено также недавними широкоугольными спектральными обзорами галактик 2dF и SDSS [3,7,8]. В этих обзорах с глубиной  $z < 0.6$ , неожиданно для

теоретических моделей, обнаружены неоднородности с размером порядка 500 Мпк/н (например, Sloan Great Wall [9]). Последнее указывает на необходимость получения прямых наблюдательных ограничений на возможное наличие сверхбольших структур в пространственном распределении галактик также и на больших красных смещениях, доступных на основе наблюдений глубоких полей.

Современные многополосные глубокие обзоры галактик (см. обзор [10]), такие как COMBO-17 [11], COSMOS [12], FDF [13], HUDF [14], ALHAMBRA [15], открывают возможность прямой наблюдательной оценки размеров и контраста сверхбольших неоднородностей в распределении видимой материи во Вселенной на красных смещениях 0.5-5. Эти обзоры содержат  $10^3 - 10^5$  галактик с измеренными звездными величинами в нескольких фильтрах, что позволяет исследовать радиальные распределения галактик на основе фотометрических красных смещений. Точность измерений  $z_{phot}$  зависит от используемой методики и обычно составляет  $0.03(1+z)$ , что позволяет изучать масштабы большие чем  $\sim 200$  Мпк/н в интервале красных смещений, соответствующих глубине обзора.

Используя большие бины красных смещений ( $\Delta z = 0.1 - 0.3$ ), в которых содержится большое число галактик ( $\Delta N > 100$ ), пуассоновский шум ( $\sim 1/\sqrt{\Delta N}$ ) оказывается малым ( $\sigma_p < 0.1$ ), так что для обнаружения доступны флуктуации, соответствующие сверхбольшим неоднородностям в распределении галактик, с контрастом большим пуассоновского.

В настоящей работе мы предлагаем метод оценки размеров и контраста сверхбольших неоднородностей в наблюдаемом пространственном распределении галактик на масштабах в тысячи Мпк. В основе этого метода лежит анализ глубоких полей, находящихся в узлах сетки, покрывающей достаточно большую область небесной сферы, что позволяет получать информацию как о радиальных, так и тангенциальных размерах неоднородностей. В отличие от предложенных ранее наблюдений нескольких глубоких полей [6,15], где отдельные поля используются только для анализа радиальных распределений, мы предлагаем использовать сетку глубоких полей для поиска и измерения сверхбольших структур, как в радиальных, так и в тангенциальных направлениях. Таким образом, предлагается метод осуществления объемной космической томографии пространственного распределения видимой материи на масштабах в Гигапарсеки. Последнее необходимо для получения наблюдательных ограничений на модели эволюции крупномасштабной структуры и на характер первичных возмущений плотности во Вселенной.

В разделе 2 приводится описание метода и его основных составляющих. В разделе 3 обсуждаются фотометрические красные смещения и возможные систематические эффекты, приводящие к искажению радиальных

распределений фото- $z$ . В разделе 4 даются основные выводы.

2. *Описание метода объемной космической томографии.*

Для задачи обнаружения и измерения параметров сверхбольших структур в видимом распределении вещества во Вселенной предлагается метод покрытия небесной сферы сеткой глубоких обзоров галактик. Оптимальным угловым размером сетки глубоких многополосных обзоров будет ячейка  $\sim 10^\circ \times 10^\circ$ , в узлах которой находятся глубокие поля размером  $\sim 10' \times 10'$ . В этом случае распределение галактик внутри каждого поля будет давать информацию о протяженности сверхбольших структур в радиальном направлении (используя бины  $\Delta z = 0.1 + 0.3$ ), а сопоставление радиальных распределений в соседних полях даст информацию о протяженности структур в тангенциальном направлении с шагом  $\sim 500$  Мпк (10 град. на  $z \sim 1$ ).

Предлагаемый метод обнаружения возможных сверхбольших структур состоит из следующих этапов:

- построение для каждого поля наблюдаемого распределения по фотометрическим красным смещениям  $\Delta N_{obs}(z, \Delta z)$  для выбранных бинов  $\Delta z$ ;
- построение теоретически ожидаемого распределения красных смещений  $\Delta N_{mod}(z, \Delta z)$  для однородного пространственного распределения галактик в искусственной выборке, ограниченной фиксированной предельной видимой звездной величиной или для полной по объему выборки;
- построение относительных величин отклонений между наблюдаемым и ожидаемым распределениями в фиксированных бинах красных смещений;
- определение областей, где наблюдаемые флуктуации превышают пуассоновский уровень  $\sigma_p$  в соответствующих бинах красных смещений и следовательно могут относиться к коррелированным структурам;
- сопоставление отклонений в радиальных распределениях красных смещений для соседних направлений ( $\alpha, \delta$ ) на небе.

2.1. *Масштабы, доступные наблюдениям для сетки глубоких полей.* Метрическое расстояние в рамках стандартной LCDM модели дается соотношением

$$r(z) = \frac{c}{H_0} \int_0^1 \frac{dy}{y \sqrt{(\Omega_m^0/y + \Omega_v^0 y^2)}}, \quad (1)$$

где  $c$  - скорость света,  $H_0 = 72$  км/с/Мпк, что соответствует нормированному значению постоянной Хаббла  $h = h_{100} = H_0/100 = 0.72$ , параметры плотности вещества и вакуума составляют  $\Omega_m^0 = 0.3$  и  $\Omega_v^0 = 0.7$ , а возраст объекта (галактики)  $t(z)$  дается формулой

$$t(z) = \frac{1}{H_0} \int_z^\infty \frac{dy}{(1+y)h(y)}, \quad (2)$$

где

$$h(y) = \sqrt{\Omega_v^0 + \Omega_m^0(1+y)^3 - \Omega_k^0(1+y)^2}. \quad (3)$$

Линейный размер области на небе в момент  $t_0$ , которая участвует в расширении пространства и соответствует наблюдаемому в момент  $t_0$  угловому размеру  $\Delta\theta$ , дается выражением

$$r_l(z) = \Delta\theta \times r(z) \quad (4)$$

где  $r(z)$  дается формулой (1).

Угловые размеры глубоких полей обычно составляют от нескольких минут до одного градуса, так что поперечные размеры структур, доступные наблюдениям внутри одного поля, в линейном масштабе не превышают нескольких десятков Мпк. Однако для сетки глубоких обзоров минимальные размеры структур в тангенциальном направлении соответствуют угловому размеру ячейки и могут меняться в интервале от сотен до тысяч Мпк (табл.1).

Таблица 1

ЛИНЕЙНЫЕ РАЗМЕРЫ  $\Delta r$  (Мпк) В ТАНГЕНЦИАЛЬНОМ НАПРАВЛЕНИИ, СООТВЕТСТВУЮЩИЕ УГЛОВЫМ РАЗМЕРАМ  $\Delta\theta$  (УГЛОВОЙ РАЗМЕР ГЛУБОКОГО ПОЛЯ ИЛИ ЯЧЕЙКИ СЕТКИ ПОЛЕЙ) ЦЕНТРИРОВАННЫМ НА  $z=1$  В РАМКАХ СТАНДАРТНОЙ КОСМОЛОГИЧЕСКОЙ МОДЕЛИ ( $h=0.72$ ,  $\Omega_v=0.7$ ,  $\Omega_m=0.3$ )

$\Delta\theta$	3'	10'	1°	10°	30°	60°
$\Delta r$ (Мпк)	2.8	9.3	55.7	557	1670	3341

Линейные масштабы, которые могут быть изучены в радиальном направлении, определяются размером бина по фотометрическому красному смещению (табл.2) и ограничиваются глубиной обзора. Линейный размер интервала  $\Delta z = 1$  центрированного на  $z=1$  составляет 2392 Мпк.

Таблица 2

ЛИНЕЙНЫЕ РАЗМЕРЫ  $\Delta r$  (Мпк) В РАДИАЛЬНОМ НАПРАВЛЕНИИ, СООТВЕТСТВУЮЩИЕ ИНТЕРВАЛАМ  $\Delta z$  (БИНАМ В РАДИАЛЬНЫХ РАСПРЕДЕЛЕНИЯХ), ЦЕНТРИРОВАННЫМ НА  $z=1$  В РАМКАХ СТАНДАРТНОЙ КОСМОЛОГИЧЕСКОЙ МОДЕЛИ ( $h=0.72$ ,  $\Omega_v=0.7$ ,  $\Omega_m=0.3$ )

$\Delta z$	0.1	0.2	0.3	0.4	0.5	1.0
$\Delta r$ (Мпк)	235	470	706	943	1180	2392

В радиальном направлении, благодаря большой глубине обзоров, оказывается возможным измерять неоднородности структур с масштабами в Гигапарсеки. Значение ошибки фото- $z$  порядка  $\sigma_z = 0.1$  на  $z \sim 2$  позволяет

изучать структуры с радиальными размерами большими 300 Мпк/н в интервале красных смещений  $0.5 + 5$ , где можно оценивать флуктуации чисел галактик в бинах  $\Delta z = 0.1 + 0.3$ .

**2.2. Ожидаемое распределение по красным смещениям.** Для однородного распределения галактик в пространстве ожидается гладкое распределение по красным смещениям с возможными флуктуациями внутри пуассоновской относительной ошибки  $\sim 1/\sqrt{\Delta N}$ , соответствующей числу галактик в бине  $\Delta z$ . Глубокие обзоры являются ограниченными по звездной величине выборками, для которых распределение галактик по красным смещениям обычно аппроксимируется формулой (см., например, [17,18]):

$$N_{mod}(z, \Delta z) = Az^\alpha e^{-(z/z_0)^\beta} \Delta z, \quad (5)$$

где  $N_{mod}(z, \Delta z)$  есть число галактик с красными смещениями в интервале  $(z, z + \Delta z)$ , свободные параметры  $\alpha, \beta, z_0$  находятся с помощью МНК, и  $A$  - параметр нормировки, который соответствует условию  $\int N_{mod} = N_{total}$ . Формула (5) была проверена также на модельных выборках далеких галактик, ограниченных предельной видимой звездной величиной, в которых использовалось однородное пространственное распределение галактик со светимостями, распределенными по закону Шехтера [19].

В случае достаточно большого числа галактик в исходной выборке возможно также построение полных по объему подвыборок в ограниченном интервале  $z$ . Для однородного пространственного распределения галактик наблюдаемое распределение по красным смещениям будет определяться моделью эволюции числа и светимости галактик.

Второй возможностью получения теоретического распределения типа (5) является численное моделирование распределения галактик в рамках LCDM модели. Например, в работах [20,21] получено пространственное распределение галактик на световом конусе, из которого можно извлечь радиальное распределение темных гало (считающихся галактиками) в интервале красных смещений 0-6. В таком подходе оказывается возможным получить как форму среднего распределения  $N(z)$ , так и ожидаемое отклонение от гладкого поведения за счет коррелированных структур.

**2.3. Ожидаемые отклонения от однородности.** Глубокие обзоры представляют из себя узкие конические вырезы из глобального пространственного распределения галактик. Для каждого бина красных смещений  $(z, z + \Delta z)$  теоретически ожидаемая дисперсия относительных отклонений  $\sigma^2$  является суммой дисперсий обусловленных коррелированными структурами  $\sigma_{corr}^2$  и пуассоновским шумом  $\sigma_p^2$  [22,23]:

$$\sigma^2(z, \Delta z) = \sigma_{corr}^2 + \sigma_p^2. \quad (6)$$

Пуассоновский шум имеет дисперсию

$$\sigma_p^2 = \frac{\langle N^2 \rangle - \langle N \rangle^2}{\langle N \rangle^2} = \frac{1}{\langle N \rangle}, \quad (7)$$

где среднее число галактик  $\langle N \rangle$  внутри объема, соответствующего каждому бину  $(z, z + \Delta z)$ , может быть найдено с помощью (4), так, что  $\langle N \rangle = N_{mod}(z, \Delta z)$ . Благодаря достаточно большому числу наблюдаемых галактик в рассматриваемых бинах красных смещений  $N_{mod}(z, \Delta z) \sim 100$ , вклад пуассоновского шума в наблюдаемые флуктуации ограничен малым значением  $\sigma_p \sim 0.1$ .

Согласно соотношению (6), в случае обнаружения отклонений, превышающих уровень  $\sigma_p^2$  от пуассоновского шума, можно говорить о флуктуациях чисел галактик внутри соответствующего бина, обусловленных сверхбольшими коррелированными структурами. В этом случае, ожидаемая величина дисперсии "cosmic variance"  $\sigma_{corr}^2$ , вызываемая структурами, может быть найдена с помощью корреляционной функции  $\xi(r)$  по формуле [22,23]:

$$\sigma_{corr}^2(V) = \frac{1}{V^2} \int_V dV_1 \int_V dV_2 \xi(|\bar{r}_1 - \bar{r}_2|), \quad (8)$$

где  $V = V(z, \Delta z)$  - объем интегрирования, соответствующий рассматриваемому бину  $(z, z + \Delta z)$ .

Для приближенной оценки величины ожидаемой дисперсии  $\sigma_{corr}^2$  в случае степенной корреляционной функции  $\xi(r) = (r_0/r)^\gamma$  используется формула [22,24]

$$\sigma_{corr}^2(z, \Delta z) = \frac{J_2}{1+z} \left( \frac{r_0}{r_{eff}} \right)^\gamma, \quad (9)$$

где  $J_2 = 72/(2^\gamma(3-\gamma)(4-\gamma)(6-\gamma))$ ,  $r_0$  - параметр корреляционной функции,  $1+z$  фактор, учитывающий рост неоднородностей. Для значения  $\gamma = 1.8$  постоянная  $J_2 = 1.865$ . Эффективный радиус  $r_{eff}$  сферического объема, эквивалентного вытянутому в радиальном направлении объему бина  $(z, z + \Delta z)$ , вычисляется по формуле  $r_{eff} = \left( \frac{3}{4\pi} r^2 \Delta r \Omega \right)^{1/3}$ , где  $r = r(z)$  и  $\Delta r = \Delta r(\Delta z)$ .

В качестве меры отклонения наблюдаемого распределения красных смещений  $N_{obs}(z, \Delta z)$  от ожидаемого  $N_{mod}(z, \Delta z)$  для данного бина  $(z, z + \Delta z)$  использовалась формула:

$$\sigma_{obs}(z, \Delta z) = \frac{\Delta N_{obs}}{N_{mod}} = \frac{N_{obs}(z, \Delta z) - \langle N \rangle}{\langle N \rangle}, \quad (10)$$

где среднее ожидаемое число галактик  $\langle N \rangle = N_{mod}(z, \Delta z)$  дается формулой (5). На основе соотношения (10) выделяются области с повышенной (ODR<sub>i</sub> или SLC<sub>i</sub>) и пониженной (UDR<sub>i</sub> или SLV<sub>i</sub>) плотностью чисел галактик относительно пуассоновского уровня  $\sigma_p$ , т.е. области с относительной флуктуацией плотности  $\Delta N/N > +\sigma_p$  и  $\Delta N/N < -\sigma_p$ .

### 3. Оценка фотометрических красных смещений.

3.1. *Фото- $z$  в современной космологии.* В современной наблюдательной космологии наступает эпоха фотометрических красных смещений, главное преимущество которых перед спектральными измерениями  $z$  состоит в том, что становится возможной оценка расстояний до большого числа очень слабых галактик. В частности, это также дает уникальную возможность изучать сверхбольшие структуры в пространственном распределении галактик.

В последние годы оценка расстояний до далеких галактик с помощью измерений фотометрических красных смещений стала общепринятым методом в наблюдательной космологии. Много работ посвящено анализу точности фото- $z$  и их сравнению со спектральными данными [25-28].

В процессе завершения находится наблюдательная программа ALHAMBRA [15], целью которой является измерение фото- $z$  с точностью  $0.03(1+z)$ , в 8 глубоких полях размером  $40 \times 40$  угл. мин., наблюдаемых в 20 оптических и 3 ИК-фильтрах на 3.5-м телескопе Calar Alto, что дает возможность изучения эволюции, как распределения галактик, так и их свойств, в радиальных направлениях от наблюдателя. В работе [15] был введен термин "космическая томография", где предполагалось изучение свойств галактик и структур в радиальном направлении, а поля в разных направлениях нужны только для набора статистики радиальных свойств. В настоящей работе мы предлагаем использовать сетку глубоких полей для изучения сверхбольших структур, как в радиальном, так и в тангенциальном направлении, что позволяет обнаруживать объемные структуры.

Фотометрические красные смещения были использованы для вычисления спектра мощности пространственного распределения LRG-галактик (глубина  $z < 0.6$ ) из обзора SDSS [29]. Это позволило обнаружить продолжение степенного роста флуктуаций до волнового числа  $k = 0.005/(\text{Мпк}/h)$ , соответствующего масштабу  $\lambda = 2\pi/k = 1256 \text{ Мпк}/h$ , что указывает на наличие сверхбольших структур с размером в Гигапарсеки.

На основе измерений фото- $z$  также было восстановлено распределение темной материи в глубоком обзоре галактик COSMOS, которое, как оказалось, повторяет распределение видимой материи [12]. Согласно [17], в распределении галактик по фотометрическим красным смещениям обзора COSMOS найдены сильные флуктуации, которые для  $z < 1.2$  соответствуют известным скоплениям галактик. В работе [30] показано, что и для больших красных смещений пикам в распределении галактик по фото- $z$  в поле COSMOS соответствуют действительные скопления галактик на  $z$  равном 1.3 и 1.5.

### 3.2. Точность метода фотометрических красных смещений.

Анализ точности измерений фотометрических  $z$  проводился во многих

работах [25-27,31,32]. Точность оценки  $z_{\text{phot}}$  зависит от ряда факторов:

- количество фильтров и покрываемый интервал длин волн;
- точность фотометрии в каждом фильтре;
- количество и качество шаблонных непрерывных спектров;
- используемое программное обеспечение для оценки фото- $z$ .

Количество фильтров, используемых в разных глубоких обзорах, изменяется в широких пределах - от 2 до 30, и перекрывает спектральный интервал от УФ до ИК. Увеличение числа фильтров улучшает точность оценки фото- $z$ , однако при этом падает проникающая способность обзора, так как уменьшается ширина пропускания фильтров. Анализ оптимального числа фильтров проведен в [27].

Согласно [31, табл.2], при наблюдениях в стандартных 5 фильтрах (*UBVR*) точность оценки фото- $z$  ( $\sigma_z$ ), в случае точности фотометрии  $\Delta m = 0.1$ , составляет 0.09 ( $z=0.0-0.4$ ), 0.21 ( $z=0.4-1.0$ ), 0.35 ( $z=1.0-2.0$ ), 0.33 ( $z=2.0-3.0$ ), 0.23 ( $z=3.0-5.0$ ). Тогда как для оптимального числа фильтров, которое находится в пределах 15-20, точность оценки улучшается до  $\sigma_z = 0.014(1+z)$  [27]. Включение ИК-фильтров уменьшает также число грубых ошибок (отскоков) в определении фото- $z$ . Обычно считается, что величина ошибки определения фото- $z$  составляет  $\sigma_z = 0.03(1+z)$ , хотя есть проекты достижения точности равной 0.01 и даже значений 0.003 [32]. Точность спектральных измерений  $z$  обычно составляет около 0.0001, что гораздо выше, чем точность фото- $z$ , однако такие измерения недоступны для большого числа слабых галактик.

Существуют различные комплексы программ, используемых для получения оценки  $z_{\text{phot}}$ , которые дают разную точность оценок [25]. Эти программы используют разное число шаблонов распределения энергии в непрерывном спектре галактик, а также разные математические критерии подгонки спектров галактик.

Ключевую роль при определении фотометрических красных смещений играют спектральные шаблоны распределения энергии (SED). Например, SED библиотеки CWW [33], используемые программой *Huretz*, которая дает устойчивые результаты даже при малом числе фильтров для далеких галактик [31].

Важной особенностью задачи поиска сверхбольших структур является то, что требования к точности оценки фото- $z$  являются минимальными. Поскольку элементарные бины, в которых ведется подсчет галактик, имеют величину  $\Delta z = 0.1+0.3$ , то и допустимая точность измерения фото- $z$  находится на уровне  $\sigma_z = 0.1+0.3$ .

**3.3. Эффекты селекции и систематические ошибки.** Важной особенностью метода фотометрических красных смещений является то, что он основан на непрерывном распределении энергии в спектрах галактик

и, следовательно, не зависит от видимости спектральных линий в различных интервалах красных смещений. Так, для метода фото- $z$  не существует эффекта "пустыни" в районе  $z \cong 2$ , связанного с отсутствием видимых в оптическом диапазоне линий, что, например, привлекается для интерпретации уменьшения числа спектрально наблюдаемых гамма-всплесков в этом интервале красных смещений [34-36].

Однако в методе фотометрических красных смещений существуют свои специфические эффекты селекции, связанные с видимостью определенных деталей непрерывных спектров и вырожденностью принятия решений в фиксированной системе фильтров данного обзора. Например, видимость бальмеровского (3646 Å) и лаймановского (912 Å) скачков. Это может приводить к систематическим ошибкам и проявлять себя как неоднородности в радиальном распределении галактик на больших масштабах.

Ошибки в измерении звездных величин в разных фильтрах различны и зависят от индивидуальных особенностей наблюдаемых спектров галактик, а также от точности редукции наблюдений, выполненных с разным угловым разрешением (например, при объединении оптических и инфракрасных данных). Кроме того, используемые в методе фото- $z$  шаблоны распределений энергии в спектрах галактик (SED) могут отличаться от реальных непрерывных спектров. Таким образом, с учетом систематических эффектов формула для наблюдаемой дисперсии флуктуаций будет иметь вид:

$$\sigma^2(z, \Delta z) = \sigma_{corr}^2 + \sigma_P^2 + \sigma_{systematic}^2, \quad (11)$$

где последнее слагаемое относится к систематическим эффектам метода оценки фото- $z$ .

Количественное изучение эффектов селекции в методе фотометрических красных смещений - сложная задача, от решения которой зависит надежность обнаружения сверхбольших структур в глубоких обзорах галактик. Возможный путь изучения вклада эффектов селекции в наблюдаемые флуктуации чисел галактик  $\Delta N_{obs}(z, \Delta z)$  состоит в моделировании процедуры измерения фотометрических красных смещений для искусственного каталога однородно распределенных галактик с учетом особенностей каждого глубокого обзора. В этом методе модельные отклонения  $\Delta N_{mod}(z, \Delta z)$  могут быть вычтены из наблюдаемых отклонений в соответствующих бинах красных смещений и избыток флуктуаций будет связан с неоднородностью в радиальном распределении галактик.

Другим способом уменьшения влияния эффектов селекции может служить поиск коррелированных отклонений в радиальных распределениях галактик для сетки глубоких обзоров. Когда наблюдения одних и тех же полей выполнены на разных инструментах, и при этом используются разные методики оценки фото- $z$ , то распределения фотометрических красных смещений внутри одинаковых глубоких полей должны совпадать для

реальных структур и отличаться для случая действия систематических искажающих факторов.

4. *Заключение.* В качестве примера оценки необходимых ресурсов для выполнения программы поиска сверхбольших структур предложенным методом, рассмотрим наблюдения на 6-м телескопе БТА САО РАН. За основу возьмем программу изучения слабых родительских галактик отождествленных гамма-всплесов и галактик в глубоких полях вокруг них. Согласно [37], используя наблюдения на SCORPIO, в поле  $4.3 \times 4.3$  угл.мин с центром в родительской галактике гамма-всплеска GRB 021004 за время экспозиции в фильтрах  $B - 2600$  с,  $V - 3600$  с,  $R - 2700$  с,  $I - 1800$  с, достигаются следующие предельные звездные величины на уровне  $S/N > 3$ :  $26.0(B)$ ,  $25.5(V)$ ,  $25.0(R)$ ,  $24.5(I)$ . При этом отождествляются около 200 объектов, имеющих фотометрические  $z$  в интервале 0.1-4.

Для грубой оценки наблюдательного времени необходимого для  $BVRI$ -фотометрии одного глубокого поля можно принять одну полную ночь. Таким образом, за 10 наблюдательных ночей можно покрыть область неба  $20^\circ \times 20^\circ$  при размере ячейки сетки  $10^\circ \times 10^\circ$ , или  $60^\circ \times 60^\circ$  при ячейке  $30^\circ \times 30^\circ$ . Возможное добавление фильтров  $U$  и  $z$  не изменит порядок величины наблюдательного времени, но повысит надежность определения фото- $z$ .

Главной проблемой задачи обнаружения сверхбольших структур в глубоких обзорах галактик является количественный учет возможных эффектов селекции и систематических искажений распределения галактик по фотометрическим красным смещениям, связанных с методикой оценки фото- $z$ . Поскольку эта задача пока остается нерешенной, то важную роль играют также дополнительные аргументы, такие как спектральные наблюдения далеких скоплений галактик.

В следующей работе этой серии мы рассмотрим применение представленного метода поиска сверхбольших структур к имеющимся данным по глубоким полям COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N.

Мы благодарны рецензенту за полезные замечания, позволившие существенно улучшить изложение материала. Также благодарим за частичную финансовую поддержку фонды Ведущая Научная Школа НШ 1318.2008.2 и грант РФФИ 09-02-00-143.

Астрономический ин-т Санкт-Петербургского государственного университета, Россия,

e-mail: NabokovNikita@yandex.ru

yubaryshev@mail.ru

## METHOD OF ANALYSIS OF THE SPATIAL GALAXY DISTRIBUTION AT GIGAPARSEC SCALES. I. INITIAL PRINCIPLES

N.V.NABOKOV, Yu.V.BARYSHEV

Initial principles of a method of analysis of the luminous matter spatial distribution with sizes about thousands Mpc are presented. The method is based on an analysis of the photometric redshift distribution  $N(z)$  in the deep fields with large redshift bins  $\Delta z = 0.1 + 0.3$ . Number density fluctuations in the bins are conditioned by the Poisson's noise, the correlated structures and the systematic errors of the photo- $z$  determination. The method includes covering of a sufficiently large region on the sky by a net of the deep multiband surveys with the cell size about  $10^\circ \times 10^\circ$  where individual deep fields have angular size about  $10' \times 10'$  and may be observed at telescopes having diameters 3-10 meters. The distributions of photo- $z$  within each deep field will give information about the radial extension of the super large structures while a comparison of the individual radial distributions of the net of the deep fields will give information on the tangential extension of the super large structures. A necessary element of the method is an analysis of possible distortion effects related to the methodic of the photo- $z$  determination.

Key words: *cosmology:deep fields:high redshift galaxies:large scale structure of the Universe*

### ЛИТЕРАТУРА

1. J.Einasto, M.Gramann, *Astrophys. J.*, 407, 443, 1993.
2. Ю.В.Барышев, П.Теерикорпу, *Бюллетень САО РАН*, 59, 92, 2006.
3. J.Einasto, M.Einasto, E.Saar et al., *Astron. Astrophys.*, 459, L1, 2006.
4. P.J.E.Peebles, *Principles of physical cosmology*, Princeton Univ. Press, Princeton, NJ, 1993.
5. T.J.Broadhurst, R.S.Ellis et al., *Nature*, 343, 726, 1990.
6. A.S.Szalay, T.J.Broadhurst, N.Ellman et al., *PNAS*, 90, 4853, 1993.
7. J.Einasto, M.Einasto, E.Saar et al., *Astron. Astrophys.*, 462, 397, 2007.
8. F.Sylos Labini, L.N.Vasilyev, L.Pietronero, Y.V.Baryshev, *Europhys. Lett.*, 86, 49001, 2009.
9. J.R.Gott III, M.Juric, D.Schlegel, *Astrophys. J.*, 624, 463, 2005.
10. В.П.Решетников, УФН, т.175, 1163, 2005.
11. C.Wolf, K.Meisenheimer, M.Kleinheinrich et al., *Astron. Astrophys.*, 421,

- 913, 2004.
12. *R.Massey, J.Rhodes, R.Ellis et al.*, *Nature*, **445**, 286, 2007.
  13. *J.Heidt, I.Appenzeller, A.Gabasch, K.Jager*, *Astron. Astrophys.*, **398**, 49, 2003.
  14. *S.V.W.Beckwith, M.Stiavelli, A.M.Koekemoer et al.*, *Astrophys. J.*, **132**, 1729., 2006
  15. *M.Moles, N.Benitez, J.A.L.Aguerri et al.*, *Astrophys. J.*, **136**, 1325, 2008.
  16. *I.Appenzeller, R.Bender, A.Bohm et al.*, *Messenger*, **116**, 8, 2004.
  17. *R.Massey, J.Rhodes, A.Leauthaud et al.*, *Astrophys. J.*, **172**, 239, 2007.
  18. *W.J.Percival, N.C.Robert, D.J.Eisenstein et al.*, *Astrophys. J.*, **657**, 645, 2006.
  19. *Н.Ю.Ловягин*, *Астрофизический Бюллетень САО РАН*, **64**, 213, 2009
  20. *P.Heinamaki et al.*, *astro-ph/0507197*, 2005.
  21. *J.Kim, Ch.Park, J.R.Gott, J.Dubinski*, *Astrophys. J.*, **701**, 1547, 2009.
  22. *P.J.E.Peebles*, *The Large-Scale Structure of the Universe*, Princeton Univ. Press, Princeton, NJ, 1980.
  23. *A.Gabrielli, F.Sylos Labini, M.Joyce, L.Pietronero*, *Statistical Physics for Cosmic Structures*, Springer, 2005.
  24. *R.S.Somerville, K.Lee, H.C.Ferguson et al.*, *Astrophys. J.*, **600**, 171, 2004.
  25. *H.Hildebrandt, C.Wolf, N.Benitez*, *Astron. Astrophys.*, **480**, 703, 2008.
  26. *T.Budavari*, *astro/ph 0811.2600*, 2008.
  27. *N.Benitez, M.Moles, J.Aguerri et al.*, *Astrophys. J.*, **692**, 5, 2009.
  28. *R.Kotulla, U.Fritze*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **393**, 55, 2009.
  29. *N.Padmanabhan, D.J.Schlegel, U.Seljak et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **378**, 852, 2007.
  30. *M.Zatloukal, H.-J.Roser, C.Wolf, H.Hippelein, S.Falter*, *Astron. Astrophys.*, **474**, 5, 2007.
  31. *M.Bolzonella, J.-M.Miralles, R.Pello*, *Astron. Astrophys.*, **363**, 476, 2000.
  32. *N.Benitez, E.Gaztanaga, R.Miquel et al.*, *Astrophys. J.*, **691**, 241, 2009.
  33. *G.D.Coleman, C.C.Wu, D.W.Weedman*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **43**, 393, 1980.
  34. *J.S.Bloom*, *Astron. J.*, **125**, 2866, 2003.
  35. *F.Flore, D.Guetta, S.Piranomonte, V.D'Elia, L.A.Antonelli*, *Astron. Astrophys.*, **470**, 515, 2007.
  36. *D.M.Coward, D.Guetta, R.R.Burman, A.Imerito*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **386**, 111, 2008.
  37. *И.В.Соколов и др.*, *Астрофиз. Бюлл.*, 2009 (в печати).

## МЕТОД АНАЛИЗА ПРОСТРАНСТВЕННОГО РАСПРЕДЕЛЕНИЯ ГАЛАКТИК НА МАСШТАБАХ В ГИГАПАРСЕКИ. II. ПРИМЕНЕНИЕ К СЕТКЕ ОБЗОРОВ HUDF-FDF-COSMOS-HDF

Н.В.НАБОКОВ, Ю.В.БАРЫШЕВ

Поступила 30 июня 2009

Принята к печати 25 ноября 2009

На примере глубоких полей COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N показаны возможности и ограничения метода поиска сверхбольших структур в пространственном распределении галактик, предложенного в предыдущей работе этой серии. Анализ распределений фотометрических красных смещений  $N(z)$  в сетке глубоких полей HUDF-FDF-COSMOS-HDFN показал, что возможно существование сверхбольших структур с контрастом  $dN/N \sim 50\%$  и с размерами около 1000 Мпк в радиальном и тангенциальном направлениях. Реальность обнаруженных кандидатов в сверхбольшие структуры во Вселенной может быть проверена проведением дополнительных наблюдений в более мелкой сетке глубоких полей. Для уменьшения влияния систематических ошибок необходимо наблюдать одинаковые глубокие поля на нескольких телескопах класса 3-10 м с использованием разных методик определения фотометрических красных смещений.

**Ключевые слова:** *космология:глубокие поля:далекие галактики:  
крупномасштабная структура Вселенной*

1. **Введение.** В предыдущей работе этой серии [1] был предложен метод оценки размеров и контраста сверхбольших неоднородностей в крупномасштабной структуре Вселенной в широком интервале красных смещений. С помощью этого метода на основе наблюдений глубоких полей могут быть получены прямые наблюдательные ограничения на наличие сверхбольших структур в пространственном распределении галактик в интервале красных смещений 0.5-5.

В настоящей работе, в качестве первого шага применения метода поиска сверхбольших структур [1], мы рассматриваем сетку полей образуемых глубокими обзорами COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N. В разделе 2 проводится анализ радиальных распределений галактик в глубоких полях COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N, и показана возможность обнаружения областей повышенной и пониженной плотности видимой материи на масштабах, достигающих 1000 Мпк. В разделе 3 дается оценка возможных размеров сверхбольших структур в тангенциальном направлении на основе угловых расстояний между отдельными глубокими полями. В разделе 4 обсуждаются дополнительные тесты реальности существования сверхбольших

структур во Вселенной. В разделе 5 дается заключение и основные выводы.

## 2. Радиальные распределения галактик в глубоких полях COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N.

2.1. *Параметры полей COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N.* В качестве примера применения метода объемной космической томографии [1] рассмотрим распределение фотометрических красных смещений в глубоких обзорах галактик COSMOS (Cosmic Evolution Survey [2]), FDF (FORs Deep Field of the ESO VLT, [3]), HUDF (Hubble Ultra Deep Field, [4]), HDF-N (Hubble Deep Field North [5]). Для этих полей проведено сравнение наблюдаемого распределения красных смещений галактик в бинах  $\Delta z = 0.1, 0.2, 0.3$  с ожидаемым в случае однородного пространственного распределения в ограниченной по видимой звездной величине выборке. В табл.1 представлены некоторые параметры изучаемых полей.

Таблица 1

### ОСНОВНЫЕ ПАРАМЕТРЫ ИЗУЧАЕМЫХ ПОЛЕЙ. COSMOS, FDF, HUDF И HDF-N

Поле	$\alpha$	$\delta$	Угловой размер	$m_{\text{lim}}$ (фильтр B)
COSMOS	10 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup>	+02°12'	77' x 77'	25
FDF	01 <sup>h</sup> 06 <sup>m</sup>	-25°46'	7' x 7'	27
HUDF	03 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup>	-27°47'	3' x 3'	30
HDF-N	12 <sup>h</sup> 36 <sup>m</sup>	+62°13'	2.3' x 2.3'	29

В табл.2-5 представлены обнаруженные кандидаты в сверхбольшие структуры, а также значения ожидаемых среднеквадратических отклонений для пуассоновских флуктуаций и для коррелированных структур с параметрами  $r_0 = 5$  Мпк и  $\gamma = 1.8$ , в случае полей COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N для бинов  $\Delta z = 0.3$  на основе формул (6,1)-(10,1)(здесь и далее так приводятся ссылки на формулы из работы [1]). Основной проблемой, которую еще предстоит решить, является отделение флуктуаций, связанных со структурами, от флуктуаций, связанных с систематическими ошибками метода определения фото- $z$

2.2.  *$N(z)$  для выборки COSMOS.* Обзор COSMOS в настоящее время является самым большим глубоким многополосным обзором галактик. Он содержит около полумиллиона фотометрических красных смещений, оцененных по 30 фильтрам для 607617 галактик с  $i < 26$  [6]. С апреля 2008г. в Интернете [7] доступен каталог фотометрических красных смещений для 385065 галактик в ограниченной по видимой звездной величине выборке с  $i < 25$ .

Согласно [6] точность оценки фото- $z$  для  $z < 1.25$  составляет

$\sigma_z = 0.02, 0.04, 0.07$  для  $i \sim 24, i \sim 25, i \sim 25.5$ , пока бальмеровский скачок (на  $4000 \text{ \AA}$ ) не выходит за область  $9000 \text{ \AA}$ . Для  $z > 1.25$  точность падает до  $\sigma_z \approx 0.14$  ( $i \sim 24$ ) и достигает  $\sigma_z \leq 0.19$  для  $z \sim 2.2$ . Для  $z > 2.5$  точность улучшается  $\sigma_z \leq 0.1$  ( $24 < i < 25$ ), когда бальмеровский скачок входит в фильтр  $J$  ( $z \sim 2$ ). На рис.1 изображено радиальное распределение  $N(z)$  для

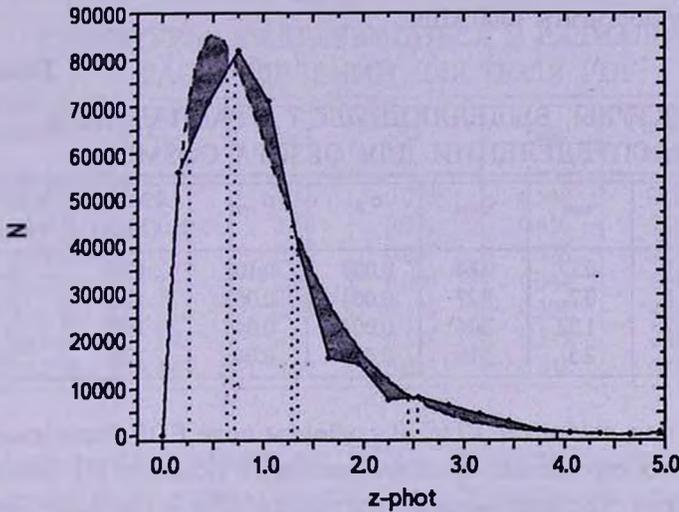


Рис.1. Радиальное распределение галактик в обзоре COSMOS по красным смещениям и возможные сверхбольшие области повышенной и пониженной плотности в случае  $\Delta z = 0.3$ . Пунктирный график - ожидаемое распределение по красным смещениям для однородного пространственного распределения галактик. Число галактик 382143.

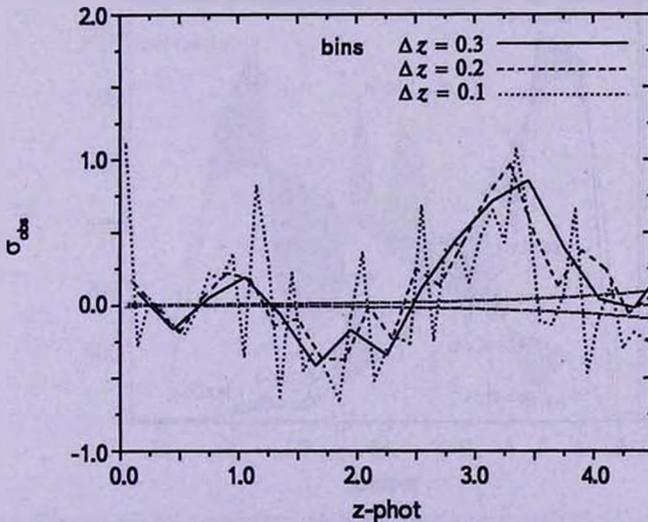


Рис.2. Наблюдаемые отклонения от однородного распределения для радиальных распределений галактик обзора COSMOS по красному смещению для бинов  $\Delta z = 0.1, 0.2, 0.3$  (штриховой, пунктирный и сплошной графики, соответственно). Штрихпунктирный график - пуассоновский шум  $\sigma_p$  в случае  $\Delta z = 0.3$ . Число галактик 382143.

бина 0.3. Наблюдаемые отклонения от теоретического радиального распределения ( $S, D$ ) приведены на рис.2 для ширины бина  $\Delta z = 0.1, 0.2, 0.3$ , соответственно.

В табл.2 приведены кандидаты в области повышенной и пониженной концентрации галактик в глубоком поле COSMOS. Согласно рис.2, величины относительных отклонений  $\sigma_{obs}$  составляют до 50%, а их размеры могут достигать 1000 Мпк.

Таблица 2

### СТРУКТУРЫ, ВЫДЕЛЯЮЩИЕСЯ В РАДИАЛЬНОМ РАСПРЕДЕЛЕНИИ ДЛЯ ОБЗОРА COSMOS

Название	$z_{start}$	$z_{finish}$	$\sigma_p$	$\sigma_{corr}$	Размер (Мпк)	Контраст (модуль)
COSMOS-SLV-1	0.27	0.64	0.003	0.101	1203	0.16
COSMOS-SLC-1	0.7	1.27	0.004	0.063	1359	0.18
COSMOS-SLV-2	1.32	2.44	0.007	0.048	1683	0.42
COSMOS-SLC-2	2.5	3.99	0.019	0.041	1291	0.82

2.3.  $N(z)$  для выборки FDF. В глубоком поле FDF было измерено около 7000 фотометрических красных смещений галактик [3], используя  $UBgRIJK$ -фильтры. Мы использовали эти данные, чтобы построить распределение красных смещений и чисел отклонений для бинов  $\Delta z = 0.1, 0.2, 0.3$ . На рис.3 приведены параметры радиального распределения ( $S, D$ )  $A=2455.67$ ,  $\alpha = 0.82$ ,  $\beta = 1.14$ ,  $z_0 = 1.03$ , для бина  $dz=0.3$ .

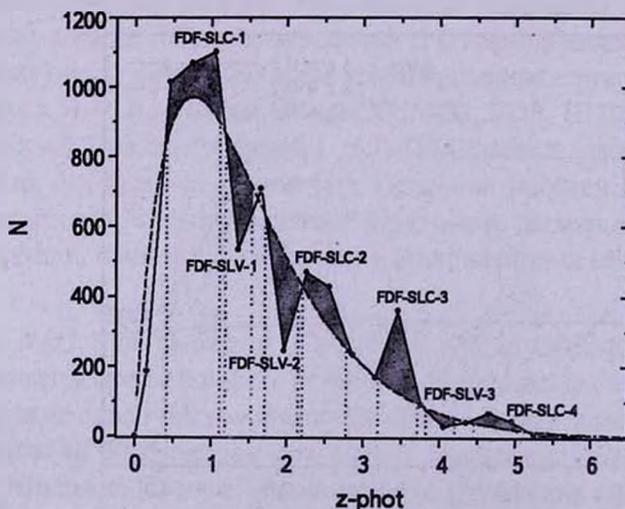


Рис.3. Радиальное распределение галактик в поле FDF по красным смещениям и возможные сверхбольшие области повышенной и пониженной плотности в случае  $\Delta z = 0.3$ . Пунктирный график - ожидаемое распределение по красным смещениям для однородного пространственного распределения галактик. Число галактик 6815.

В табл.3 приведены кандидаты в области повышенной и пониженной концентрации галактик в глубоком поле FDF. Наблюдаемое относительное отклонение ( $10, I$ ) чисел галактик от ожидаемого однородного распределения в ограниченной по видимой звездной величине выборке галактик для поля FDF представлено на рис.6 (см. раздел 3) для ширины бина  $\Delta z = 0.3$ .

Таблица 3

СТРУКТУРЫ, ВЫДЕЛЯЮЩИЕСЯ В РАДИАЛЬНОМ  
РАСПРЕДЕЛЕНИИ ДЛЯ ПОЛЯ FDF

Название	$z_{start}$	$z_{finish}$	$\sigma_p$	$\sigma_{corr}$	Размер (Мпк)	Контраст (модуль)
FDF-SLC-1	0.4	1.12	0.033	0.548	1966	0.20
FDF-SLV-1	1.18	1.56	0.044	0.416	728	0.33
FDF-SLV-2	1.71	2.18	0.057	0.378	675	0.53
FDF-SLC-2	2.21	2.8	0.090	0.344	664	0.37
FDF-SLC-3	3.16	3.73	0.125	0.329	455	1.88
FDF-SLV-3	3.83	4.3	0.178	0.317	309	0.53
FDF-SLC-4	4.4	5.09	0.033	0.548	377	1.14

2.4.  $N(z)$  для выборок из HUDF. В работе [8] на основе  $BVIzJH$ -фотометрии было изучено сверхглубокое хаббловское поле HUDF. Для определения фотометрических красных смещений использовались фильтры  $J$  и  $H$  инфракрасной камеры NICMOS. Используя собственное программное обеспечение, авторы статьи [8] определили фото- $z$  для 7560 галактик.

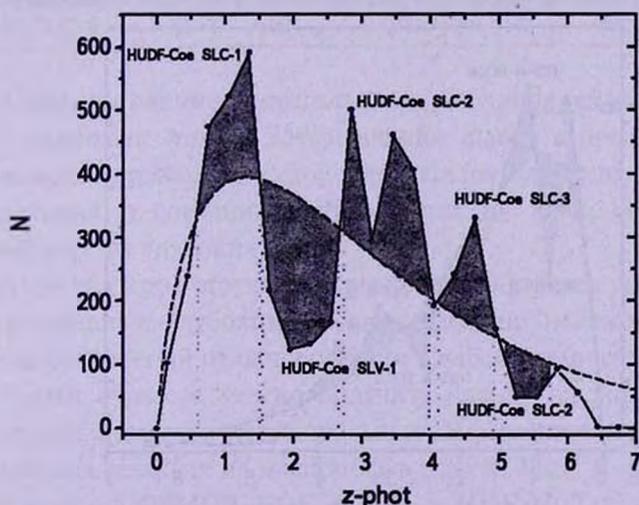


Рис.4. Радиальное распределение 5446 галактик в поле HUDF по красным смещениям для выборки [8] и возможные сверхбольшие области повышенной и пониженной плотности в случае  $\Delta z = 0.3$ . Пунктирный график - ожидаемое распределение по красным смещениям для однородного пространственного распределения галактик. Число галактик 5446.

При построении модельного распределения  $N(z)$  мы отобрали галактики с вероятностью определения фото- $z > 70\%$ , в результате чего получили выборку 5446 галактик с фотометрическими красными смещениями. На рис.4 приведено распределение фото- $z$  галактик HUDF [8], параметры однородного модельного радиального распределения  $A=464396.13$ ,  $\alpha = 0.71$ ,  $\beta = 1.03$ ,  $z_0 = 1.86$ . В табл.4 приведены кандидаты в области повышенной и пониженной концентрации галактик в глубоком поле HUDF. На рис.6 приведены относительные отклонения от ожидаемого однородного распределения.

Таблица 4

### СТРУКТУРЫ, ВЫДЕЛЯЮЩИЕСЯ В РАДИАЛЬНОМ РАСПРЕДЕЛЕНИИ ДЛЯ ПОЛЯ HUDF

Название	$z_{start}$	$z_{finish}$	$\sigma_p$	$\sigma_{corr}$	Размер (Мпк)	Контраст (модуль)
HUDF <sub>coe</sub> -SLC-1	0.61	1.48	0.051	0.451	2019	0.42
HUDF <sub>coe</sub> -SLV-1	1.54	2.65	0.052	0.342	1507	0.62
HUDF <sub>coe</sub> -SLC-2	2.7	3.13	0.056	0.305	412	0.61
HUDF <sub>coe</sub> -SLC-3	3.17	3.99	0.061	0.290	628	0.78
HUDF <sub>coe</sub> -SLC-3	4.18	4.95	0.079	0.261	442	0.98

2.5.  $N(z)$  для выборки HDF-N. Данные фотометрических наблюдений в фильтрах *uvgr* доступны на сайте [5]. В настоящей работе мы провели обработку этих данных от выделения объектов (SExtractor) до оценки фото- $z$  (Hyper  $z$ ). Первоначальный каталог обнаруженных галактик содержит 3301 галактику. Проведя процедуру определения фото- $z$ , и наложив условие -

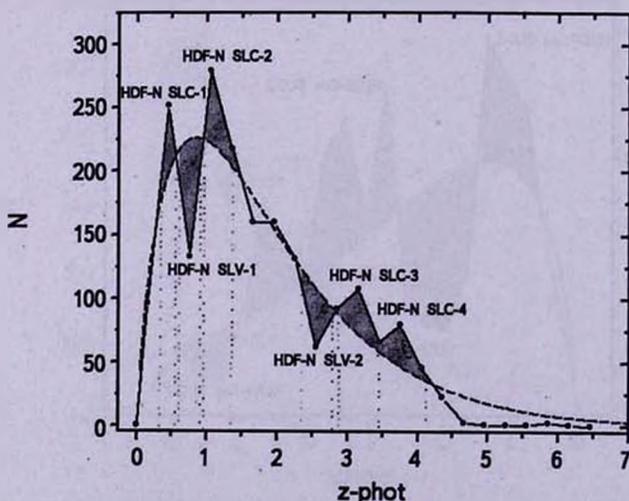


Рис.5. Радиальное распределение галактик в поле HDF-N по красным смещениям и сверхбольшие области повышенной и пониженной плотности в случае  $\Delta z = 0.3$ . Штриховой график - ожидаемое распределение по красным смещениям для однородного пространственного распределения галактик, сплошной - наблюдаемое. Число галактик 1916.

вероятность правдоподобия  $> 70\%$ , мы получили каталог, содержащий 1916 галактик. При определении фото- $z$  мы использовали 4-х полосную фотометрию (фильтры с эффективными длинами волн (в  $\text{\AA}$ )  $u(\lambda_{u, \text{эф}} = 3011.6)$ ,  $b(\lambda_{b, \text{эф}} = 4573.6)$ ,  $v(\lambda_{v, \text{эф}} = 6033.9)$  и  $r(\lambda_{r, \text{эф}} = 8009.1)$ ). Теоретическое радиальное распределение удовлетворяет формуле (5,1), где параметры были найдены с помощью МНК.

На рис.5 показано радиальное наблюдаемое и теоретическое распределения галактик для поля HDF-N в бинах красных смещений  $\Delta z = 0.3$ . Пунктиром показан график теоретического распределения с параметрами  $A = 584.68$ ,  $\alpha = 0.81$ ,  $\beta = 1.01$ ,  $z_0 = 1.04$  (согласно формуле (5, 1)), сплошной линией - наблюдаемое распределение. В табл.5 приведены кандидаты в области повышенной и пониженной концентрации галактик в глубоком поле HDF-N. На рис.7 приведены относительные отклонения от ожидаемого однородного распределения.

Таблица 5

СТРУКТУРЫ, ВЫДЕЛЯЮЩИЕСЯ В РАДИАЛЬНОМ РАСПРЕДЕЛЕНИИ ДЛЯ ПОЛЯ HDF-N

Название	$z_{\text{start}}$	$z_{\text{finish}}$	$\sigma_p$	$\sigma_{\text{corr}}$	Размер (Мпк)	Контраст (модуль)
HDF-N-SLC-1	0.3	0.54	0.071	0.886	796	0.27
HDF-N-SLV-1	0.59	0.9	0.069	0.771	848	0.41
HDF-N-SLC-2	0.95	1.35	0.069	0.517	865	0.26
HDF-N-SLV-2	2.32	2.76	0.088	0.394	485	0.43
HDF-N-SLC-3	2.89	3.42	0.106	0.364	466	0.5
HDF-N-SLC-4	3.42	4.09	0.131	0.344	484	0.72

3. *Сопоставление радиальных распределений галактик в сетке глубоких полей.* Завершающим шагом в предложенном в [1] методе поиска сверхбольших структур является сопоставление радиальных распределений в соседних направлениях на небе, соответствующих имеющейся сетке глубоких полей.

В случае размеров структур, превышающих угловое расстояние между соответствующими глубокими полями, должно наблюдаться подобное поведение отклонений от однородности с небольшими смещениями вдоль оси  $z$ . Таким образом, можно получить оценку на линейные размеры сверхбольших структур в тангенциальных направлениях пространственного распределения галактик на масштабах в тысячи Мпк. В нашем случае мы имеем 4 поля - COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N. Так, например, поля HUDF и FDF находятся на угловом расстоянии  $36^\circ$  друг от друга, что соответствует примерно  $1700 \text{ Мпк}/h$  для  $z = 1$ .

На рис.6, 7 проведено сопоставление относительных отклонений  $\sigma_{\text{obs}}(z)$

для полей COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N с шагом по красному смещению 0.3. В табл.2-5 приведены обнаруженные кандидаты в сверхбольшие структуры - возможные области повышенной и пониженной концентрации галактик относительно пуассоновского шума  $\sigma_p$ .

Согласно рис.6 существует подобие поведения наблюдаемых флуктуаций на сверхбольших масштабах в полях COSMOS - HUDF - FDF. Поскольку

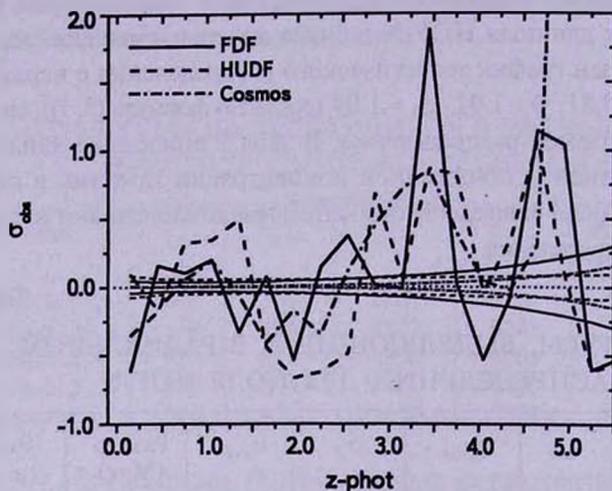


Рис.6. Наблюдаемые отклонения и пуассоновский шум FDF, HUDF и COSMOS полей. Жирными линиями показаны наблюдаемые отклонения, тонкими линиями - пуассоновские шумы  $\sigma_p$  для полей FDF, HUDF и COSMOS.

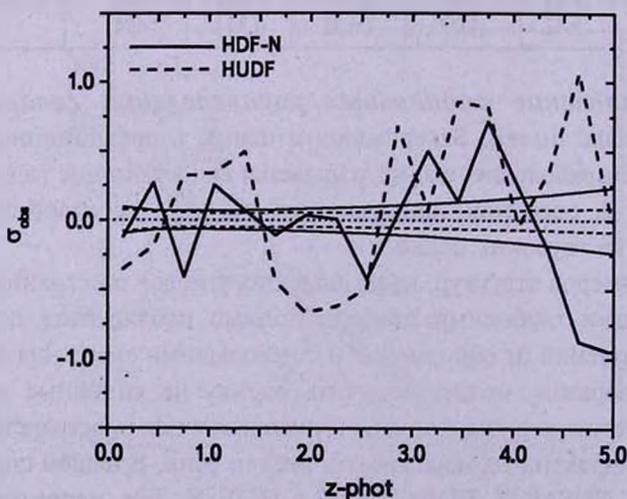


Рис.7. Наблюдаемые отклонения и пуассоновский шум HDF-N и HUDF. Жирный пунктирный график - наблюдаемые отклонения, тонкий пунктирный график - пуассоновский шум  $\sigma_p$  для поля HUDF, жирный сплошной график - наблюдаемые отклонения, тонкий сплошной график - пуассоновский шум  $\sigma_p$  для поля HDF-N.

наблюдения полей COSMOS, HUDF и FDF выполнены на разных инструментах и обработаны с помощью разных методик, то представляется возможным, что вклад реальных неоднородностей может превышать вклад эффектов селекции и систематических ошибок в определении фото- $z$ . Во всех полях в распределении галактик по красным смещениям, построенным с меньшими ширинами бинов, выявляются подструктуры с большими контрастами плотности.

Наиболее надежным является радиальное распределение  $N(z)$  и отклонения от однородности, обнаруженные в обзоре COSMOS, где число галактик составляет сотни тысяч и точность измерения фото- $z$  лучше 0.1 для  $z < 4.5$ . Таким образом, подобие областей повышенной и пониженной плотности в полях COSMOS-HUDF-FDF возможно интерпретировать как следствие большой протяженности сверхбольших структур в поперечном направлении, достигающим 3000 Мпк. Наблюдаемые сдвиги структур по  $z$  в разных полях могут соответствовать реальному сдвигу сверхбольших структур в радиальном направлении при изменении направления луча зрения.

С другой стороны, при сравнении радиальных распределений полей HDF-N и HUDF видно, что корреляции структур в интервале  $z$  1.5-2.5 не наблюдается (см. рис.7). Это может свидетельствовать об ограничении поперечного размера сверхбольшей структуры, видимой в полях COSMOS-HUDF-FDF.

4. *Наблюдательные тесты реальности сверхбольших структур.* Наблюдаемые отклонения от однородного распределения в глубоких полях COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N, согласно выражению (11, I), содержат вклады от пуассоновских флуктуаций, коррелированных структур и систематических ошибок. Для надежного обнаружения сверхбольших структур необходимым условием является малое значение как пуассоновских, так и систематических ошибок. Проведенный анализ показывает, что пуассоновские ошибки меньше наблюдаемых отклонений, однако, вопрос о величине систематических ошибок остается открытым и требует дальнейшего изучения. Поскольку задача количественной оценки величины систематических ошибок пока остается нерешенной, то важную роль играют дополнительные аргументы в пользу реальности существования сверхбольших структур.

4.1. *Реальные скопления галактик в спектральных наблюдениях.* Важным наблюдательным свидетельством реальности больших флуктуаций в распределении галактик по фотометрическим красным смещениям являются спектральные наблюдения галактик в полях COSMOS [9,10] и FDF [3].

Согласно [9, Fig.2] [10, Fig.5], в распределении  $N(z)$  для выборки  $10^4$  галактик со спектрально измеренными красными смещениями видны

радиальные неоднородности с размерами около 1000 Мпк, что интерпретируется как "large cosmic variance".

Согласно [3], распределение измеренных спектральных красных смещений 340 галактик поля FDF повторяет распределение фотометрических красных смещений, включая заметные максимумы плотности галактик на красных смещениях 0.3, 0.8, 2.4, 3.4, что, по мнению авторов этой работы, очевидно, отражает реальность больших структур в пространственном распределении галактик "похожем на губку". Наш анализ распределения фото- $z$  в поле FDF на основе критерия  $|\Delta N/N| > +\sigma_p$  также показывает наличие сверхбольших структур с максимумами на  $z$  около 2.5, 3.0 и 4.7. Однако в нашем случае это локальные максимумы внутри огромных структур протяженных по  $z$  в интервалах 2.1-3.7 и 4.2-5.2.

**4.2. Другие глубокие обзоры.** В настоящее время уже в процессе завершения находится проект ALHAMBRA [11], в котором планируется провести наблюдения 8 глубоких полей в 20 фильтрах, с общим числом галактик  $6.6 \times 10^5$ .

Для изучения систематических эффектов, наблюдения глубоких полей должны сопровождаться построением искусственных каталогов однородно распределенных галактик с параметрами соответствующими данным обзорам, так чтобы получить количественные оценки эффектов селекции и систематических искажений, входящих в наблюдаемые распределения фотометрических красных смещений.

Наблюдения распределения красных смещений гамма-всплесков могут также играть роль сетки покрывающей все небо. Имеющиеся данные об измеренных красных смещениях у более 100 SWIFT гамма-всплесков совместимы с наличием сверхбольших структур в распределении родительских галактик GRB [12]. Возможна также привязка сетки полей к известным глубоким полям с центрами в родительских галактиках гамма-всплесков [13-15].

**5. Заключение.** В наблюдательной космологии в последнее время заметна тенденция к открытию все больших размеров структур в пространственном распределении галактик. В настоящей работе на основе метода, предложенного в [1], мы показали, что распределения галактик по фотометрическим красным смещениям в сетке глубоких обзоров галактик могут быть использованы в качестве инструмента исследования сверхбольших структур во Вселенной с размерами, достигающими тысяч Мпк.

Анализ распределений галактик по фотометрическим красным смещениям в глубоких полях COSMOS, FDF, HUDF и HDF-N показал, что наблюдаемые флуктуации чисел галактик в больших бинах красных смещений (0.1-0.3) значительно превышает уровень  $\sigma_p$  и, следовательно,

могут быть обусловлены коррелированными структурами. Существенный вклад в наблюдаемые флуктуации также могут давать систематические эффекты, которые требуют дополнительного исследования.

Интересным фактом является то, что относительные флуктуации плотности в полях COSMOS-HUDF-FDF имеют похожее поведение. Поскольку данные по этим полям получены на разных инструментах и обработаны с помощью разных программных систем, то представляется возможным, что существенный вклад в наблюдаемые флуктуации дают реальные сверхбольшие структуры. Таким образом, мы предполагаем, что наблюдаемые флуктуации могут содержать также сигнал соответствующий сверхбольшим структурам в пространственном распределении галактик с масштабами в Гигапарсеки. Например, поля HUDF и FDF разнесены на небе друг относительно друга на 36 градусов, следовательно поперечный размер сверхбольшой структуры на расстоянии  $z=1$  составляет около 1700 Мпк/ч.

Существование сверхбольших структур согласуется с уже известными большими структурами во Вселенной, полученными различными наблюдательными методами. Например, хорошо известна структура размером около 500 Мпк/ч, открытая в обзоре SDSS (Sloan Great Wall [16]). В работе [17] на основе каталогов красных смещений, доступных до 1998г., найдено свидетельство наличия структур с размерами до 1000 Мпк/ч. Из анализа каталога SDSS LRG DR5 в работе [18] обнаружены большие флуктуации концентрации галактик на масштабах 100-300 Мпк/ч. В работе [19], используя фотометрические красные смещения выборки галактик SDSS LRG, найдено, что степенной закон спектра мощности продолжается до масштабов  $\lambda = 1200$  Мпк.

Отметим, что неожиданное открытие крупномасштабного "темного потока", как на основе наблюдений эффекта Сюняева-Зельдовича для рентгеновских скоплений галактик [20], так и пекулярных скоростей галактик [21], означает существование крупномасштабного движения всего местного объема размером 300 Мпк/ч, что согласуется с существованием сверхбольших структур с масштабами в 1000 Мпк/ч.

Для будущего изучения пространственного распределения галактик на Гигапарсеках необходимы:

- организация наблюдений сетки глубоких многополосных обзоров, покрывающих большую область небесной сферы, с ячейкой  $\sim 10^\circ \times 10^\circ$ , в узлах которых находятся поля размером  $\sim 10' \times 10'$ ;
- использование разных телескопов и методик оценки фото- $z$  для наблюдений одних и тех же глубоких полей;
- использование модельных радиальных распределений галактик, получаемых из  $\Lambda$ CDM-моделей эволюции крупномасштабной структуры в интервале красных смещений 0.1-6;

- изучение распределения красных смещений гамма-всплесков (GRB) в различных областях неба,
- построение искусственных каталогов однородно распределенных галактик, в которых моделируется процесс наблюдения глубоких полей и систематические эффекты, связанные с оценкой фотометрических красных смещений.

Мы благодарны рецензенту за полезные замечания, позволившие существенно улучшить изложение материала. Также благодарим за частичную финансовую поддержку фонды Ведущая Научная Школа НШ 1318.2008.2 и грант РФФИ 09-02-00-143.

Астрономический ин-т Санкт-Петербургского государственного университета, Россия,  
e-mail: NabokovNikita@yandex.ru      yubaryshev@mail.ru

## A METHOD OF ANALYSIS OF THE SPATIAL GALAXY DISTRIBUTION AT GIGAPARSEC SCALES. II. APPLICATION TO THE NET OF DEEP FIELDS HUDF-FDF-COSMOS-HDF

N.V.NABOKOV, Yu.V.BARYSHEV

Using deep fields COSMOS, FDF, HUDF and HDF-N we demonstrate advantage and restrictions of the method for a search of superlarge structures in the spatial galaxy distribution suggested in the first paper of this series. Analysis of radial distributions  $N(z)$  for the net of the deep fields HUDF-FDF-COSMOS-HDFN shows that there are possible super large structures with contrast  $dN/N \sim 50\%$  and linear sizes about 1000 Mpc. The reality of detected super large galaxy structures in the Universe may be tested by performing additional observations of deep fields within the net of surveys having smaller angular size of the sells. For decreasing the systematic errors observations of the same fields should be performed by using several telescopes 3-10m and utilizing different methodic of the photo- $z$  determination.

Key words: *cosmology:deep fields:high redshift galaxies:large scale structure of the Universe*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *Н.В.Набоков, Ю.В.Барышев*, *Астрофизика*, **53**, 105, 2010.
2. *R.Massey, J.Rhodes, R.Ellis et al.*, *Nature*, **445**, 286, 2007.
3. *I.Appenzeller, R.Bender, A.Bohm et al.*, *Messenger*, **116**, 8, 2004.
4. *S.V.W.Beckwith, M.Stivelli, A.M.Koekemoer et al.*, *Astrophys. J.*, **132**, 1729, 2006.
5. <http://www.stsci.edu/ftp/science/hdf/hdf.html>
6. *O.Ibert, P.Capak, M.Salvato et al.*, *Astrophys. J.*, **690**, 1236, 2009.
7. <http://cosmos.astro.caltech.edu/>
8. *D.Coe, N.Benitez, S.F.Sanchez et al.*, *Astrophys. J.*, **132**, 926, 2006.
9. *K.Kovac, S.Lilly, O.Cucciati et al.*, *astro-ph/0903.3409*, 2009.
10. *B.Meneux, L.Guzzo, S.Torre et al.*, *astro-ph/0906.1807*, 2009.
11. *M.Moles, N.Benitez, J.A.L.Agueri et al.*, *Astrophys. J.*, **136**, 1325, 2008.
12. *N.Nabokov, Yu.Baryshev*, *In Practical Cosmology*, **1**, 69, 2008.
13. *Т.А.Фатхуллин, А.А.Васильев, В.П.Решетников*, *Письма в Астрон. ж.*, **30**, 323, 2004.
14. *A.S.Moskvitin, E.Sonbas, I.V.Sokolov, T.A.Fatkhullin*, *In Practical Cosmology*, **2**, 228, 2008.
15. *И.В.Соколов и др.*, *Астрофиз. Бюлл.*, 2009 (в печати).
16. *J.R.Gott III, M.Juric, D.Schlegel*, *Astrophys. J.*, **624**, 463, 2005.
17. *F.Sylos Labini et al.*, *Phys. Rep.*, **293**, 66, 1998.
18. *Н.Васильев*, *Астрофизика*, **51**, N3, 320, 2008
19. *N.Padmanabhan, D.J.Schlegel, U.Seljak et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **378**, 852, 2007.
20. *A.Kashlinsky, F.Atrio-Barandela, D.Kocevski, H.Ebeling*, *Astrophys. J.*, **686**, 49, 2008.
21. *R.Watkins, H.A.Feldman, M.J.Hudson*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **392**, 743, 2009

## О СВЯЗИ ГРУПП СУБММ БЕЗЗВЕЗДНЫХ СГУЩЕНИЙ С РАДИАЛЬНЫМИ СИСТЕМАМИ ТЕМНЫХ ГЛОБУЛ

А.Л.ГЮЛЬБУДАГЯН

Поступила 30 сентября 2009

Принята к печати 25 ноября 2009

Обнаруженные недавно группы субмиллиметровых беззвездных сгущений на стыке НП областей и молекулярных облаков, не видимые в оптическом и ближнем ИК-диапазонах, во многом сходны с видимыми в оптическом диапазоне радиальными системами темных глобул: плотностями молекулярного водорода, размерами, соседством с яркими звездами ранних классов (которые возможно ответственны за их происхождение) и т.д. Предположено, что группы субмм беззвездных сгущений являются радиальными системами темных глобул, не видимыми в оптическом диапазоне из-за их расположения за темными облаками. Тем самым показано, что эти группы сгущений не являются новым типом объектов.

**Ключевые слова:** *темные глобулы; радиальные системы; субмм беззвездные сгущения*

1. *Введение.* Обнаруженные недавно группы субмм беззвездных сгущений (на окраинах некоторых молекулярных облаков, содержащих известные области звездообразования [1-6]), привлекли внимание многих астрономов. Наблюдения проводились на субмиллиметровых длинах волн, причем эти сгущения не были обнаружены ранее, так как они (из-за поглощения) не видны ни в оптическом, ни в ближнем ИК-диапазонах. Одна из этих групп сгущений расположена в молекулярном облаке  $\rho$  Oph-A, размеры сгущений в этой группе  $\sim 4000$  а.е., плотности  $n(\text{H}_2) \sim 8 \cdot 10^4 - 8 \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$  [1]. В статье проведена аналогия между группами субмм сгущений и видимыми в оптическом диапазоне уже известными радиальными системами темных глобул. На основе сходства плотностей, размеров и т.д. предположено, что группы этих сгущений представляют из себя радиальные системы темных глобул, из-за сильного поглощения не видимых в оптическом и ближнем ИК-диапазонах.

В статье приводятся данные о радиальных системах и группах субмм сгущений, проводятся параллели между этими типами объектов. В работе указаны также звезды, которые ответственны за образование некоторых групп сгущений и радиальных систем темных глобул.

2. *Радиальные системы темных глобул.* Как известно, подобные системы были обнаружены в оптическом диапазоне. Наиболее известные

радиальные системы расположены около туманности "Розетка", в туманности Гама, вокруг звезды  $\lambda$  Ориона [7-9]. Сейчас известно несколько десятков подобных систем [10]. В центре радиальных систем располагается яркая звезда (или звезды) ранних спектральных классов (O-B2). Сами глобулы радиальных систем имеют радиальное относительно центральных звезд расположение: резкие границы глобул (часто с яркими ободками - римами) направлены в сторону центральных звезд, такое же радиальное расположение имеют хвосты глобул (некоторые из глобул лишены этих хвостов). Предполагается, что глобулы в виде сгущений существовали в темном облаке [11,12]. Центральные звезды, переходя из стадии протозвезд в стадию ярких ранних звезд, образуют вокруг себя области НП, а также выветривают вещество облака вокруг глобул. В результате образуется область НП вокруг ранних OВ-звезд, а также радиальная система темных глобул (часто на стыке области НП и оставшейся части темного облака). В литературе имеются данные о плотностях и размерах глобул. Так, в [13] приводятся данные о четырех крупных глобулах из радиальной системы туманности "Розетка":  $n(\text{H}_2) = (0.3 - 2.8) \cdot 10^4 \text{ см}^{-3}$ ,  $T_e = 10 \text{ K}$ . Примерно такие же данные у изолированных глобул без областей НП [14] - кинетическая температура у всех исследованных глобул  $\sim 10 \text{ K}$ , причем эта температура постоянна вдоль каждого облака. Плотность  $\text{H}_2$  в этих глобулах  $10^{34} - 10^{45} \text{ см}^{-3}$  [14]. Все исследованные глобулы оказались гравитационно-связанными [14]. Этого и следовало ожидать, так как наличие резких границ глобул и их изолированное местоположение трудно бы было объяснить по-другому. Наблюдаемые у некоторых глобул широкие линии вызваны скорее систематическим градиентом скорости, приводящим к вращению глобул, но не локальной турбулентностью [14].

Некоторые глобулы из радиальных систем содержат нестационарные объекты - звезды типа Т Тельца, объекты X-A. Так, из 45 кометарных глобул радиальной системы туманности Гама 5 связаны с видимыми компактными нестационарными объектами (11%), из 32 глобул радиальной системы из ассоциации Сер OВ 2, 3 связаны с видимыми нестационарными объектами (9.4%) [12].

В [10] приводятся данные о центральных звездах радиальных систем, спектры этих звезд заключены в интервале O-B2 (нет звезд позднее B2), т.е. это яркие ранние звезды, в основном встречающиеся в звездных ассоциациях. И на самом деле, большинство известных до сих пор радиальных систем темных глобул входят в звездные ассоциации [10]. Система 2 из табл.1 [10] не была связана с известной OВ-ассоциацией, но исследования показали, что на самом деле существует ранее не известная OВ-ассоциация, связанная с этой системой [10]. Еще одна радиальная система, не включенная в табл.1 [10] (так как она была открыта после опубликования статьи [10]), не была ассоциирована с известной OВ-

ассоциацией, но впоследствии удалось найти новую ОВ-ассоциацию, связанную с этой радиальной системой [15].

2.1. *Радиальные системы, центральные звезды которых скрыты за темными облаками.* Как видно из табл.1 [10], в центре трех радиальных систем ярких звезд в оптическом диапазоне не обнаружено. Это системы 1, 14 и 15. Можно предположить, что между этими звездами и нами располагаются темные туманности, которые скрывают эти звезды, но их можно обнаружить в ИК-диапазоне. Нами сделана попытка обнаружения этих звезд с помощью каталога IRAS [16]. Рассмотрим эти три системы в отдельности.

*Система 1.* Эта система входит в комплекс темных туманностей и областей НШ, который удален от плоскости Галактики,  $b=6^\circ$ . На центральную область системы проецируется темное облако, которое возможно скрывает центральную звезду. Чтобы определить, какие цвета можно ожидать у этой звезды в ИК, мы отождествили 40 ярчайших звезд нашей Галактики классов O-B1 [17] с объектами из каталога точечных источников IRAS. Из этих 40 звезд почти у всех отсутствуют потоки на 60 и 100 мк, у 7 звезд поток на 25 мк больше потока на 12 мк:  $F_{25} > F_{12}$  (критерий 1), для остальных  $F_{12}/F_{25} = (2-4)$  (критерий 2). В центральную область системы 1 попадают два источника, удовлетворяющие полученному нами первому критерию. Это источники IRAS 00020+6708 и IRAS 23595+6708, и один источник удовлетворяет второму критерию, это IRAS 00010+6656. Эти три источника можно считать вероятными кандидатами в центральные звезды системы 1.

В [10] в качестве центральной звезды радиальной системы 1 указана звезда HD 21019, данных о спектре этой звезды ко времени цитируемой статьи еще не было, звезда была выбрана по своему расположению в центральной области системы 1. Сейчас есть данные о спектре этой звезды: в Vizier приводится спектр G2V, так что эта звезда не подходит в качестве центральной звезды системы 1 (как указано выше, спектр центральной звезды радиальной системы не должен быть позднее B2).

*Система 14.* В центральной области системы находится ИК-источник IRAS 20497+4358, который удовлетворяет второму критерию. Имеется также ИК-источник IRS 8 [18], который тоже может быть центральной звездой системы.

*Система 15.* В центр системы попадает звезда HD 200311, но она слишком позднего класса, чтобы быть центральной звездой этой системы (B9p, Vizier). Поиски возможного кандидата в центральные звезды системы 15 в каталоге IRAS не увенчались успехом. Возможно поглощение центральной звезды настолько сильное, что она не попала в каталог.

Количество глобул в радиальных системах может достигать нескольких десятков [12]. Некоторые глобулы не видны из-за их малого размера. Так,

недавно была обнаружена новая радиальная система [19], глобулы которой не разрешались на изображениях DSS2, но стали видны на изображениях, полученных с помощью 0.83 м телескопа IAC-80 обсерватории Тейде (Тенерифе, Испания). Таким образом мы можем предположить, что полученные из наблюдений средние размеры глобул завышены, так как мы не видим всех глобул с малыми размерами.

Видимые у некоторых глобул яркие ободки (римы) являются относительно стабильными составляющими глобул, со временем жизни  $\sim 10^5$  лет [20]. Мы заключаем, что наличие ярких римов редко указывает на последующее наступление звездообразования. Скорее явление римов представляет собой освещение краев сравнительно спокойных облаков, в которых возможно имело место рождение звезд. Как показано в [21], в глобулах ассоциации Сер OB 2 имеются звезды, погруженные в эти глобулы, причем эти звезды с равной вероятностью могут находиться в центральных областях глобул или же ближе к границе глобул, как показывают имеющиеся данные [22].

У глобул в СЗ квадранте туманности "Розетка" имеется градиент скорости: головы глобул, близких к центральным звездам, имеют несколько большие скорости, чем хвосты. В [13] был наблюден градиент скорости  $\sim 1.1$  км/с на минуту дуги вдоль длины слоновых хоботов. Градиент скорости в глобулах позволяет оценить время, необходимое для получения современной длины глобул (при допущении о равномерности удлинения). Это будет  $(2.6 - 5.8) \cdot 10^5$  лет. Градиенты скорости почти постоянны вдоль всей арки в  $90^\circ$  цепочки глобул [13]. Радиальные скорости глобул из одной и той же группы довольно близки. Так, дисперсии радиальных скоростей глобул из ассоциации Сер OB 2 довольно малы. Воспользовавшись приведенными в [23] радиальными скоростями глобул из ассоциации Сер OB 2, мы получим следующие данные: для группы глобул GRS 1-6:  $\sigma_{aI} = 0.55$  км/с (глобулы подсистемы aI), для группы глобул GRS 7, 12-14, 24-29:  $\sigma_{aII} = 0.49$  км/с (глобулы подсистемы aII), а для группы глобул GRS 8, 9, 11, 15-17:  $\sigma_b = 0.54$  км/с (глобулы подсистемы b).

Одной из отличительных черт радиальных систем темных глобул является заполнение не всего пространства вокруг центральных звезд, а образование тесных групп (иногда цепочек) в ограниченных секторах, обычно не превышающих  $90^\circ$ . Таковы системы в туманности Гама (группа глобул занимает сектор в  $\sim 11^\circ$ ), в "Розетке" глобулы занимают угол в  $\sim 90^\circ$ , в Сер OB 2 имеется несколько групп глобул, каждая занимает ограниченный сектор. Довольно узкий сектор занимает группа глобул в описанной выше радиальной системе [19], причем связанная с этой группой область III занимает тот же узкий сектор, что и группа глобул. Возможно, что первоначальное молекулярное облако включало центральную звезду и теперешнюю радиальную систему, а после усиления излучения

центральной звезды вначале образовалась область НП, затем большая часть этой области была рассеяна звездным ветром, выходящим из звезды, осталась только часть области НП, связанной с радиальной системой — яркая туманность LBN 978. Таким же свойством (образовывать "гроздь") обладают и описанные ниже субмм сгущения. Тот факт, что глобулы радиальных систем занимают узкие секторы, но не все пространство, свидетельствует в пользу того, что молекулярное облако, из которого образовались глобулы, не обязательно связано с областью НП. Скорее ионизационный фронт (выходящий из звезды), дойдя до этого облака, вызывает образование глобул.

Без сомнения, при образовании радиальной системы имеет место фрагментация облака, которая индуцируется внешним воздействием — звездным ветром, расширением ионизационного фронта (с последующим образованием ударной волны). Остается открытым вопрос: произошла фрагментация при воздействии внешнего фактора или же плотные сгущения существовали до этого.

Как было указано выше, у некоторых радиальных систем центральные звезды не видны в оптическом диапазоне, так как находятся за темными облаками. Их можно обнаружить на ИК изображениях (так как в ИК поглощение намного меньше, чем в оптическом диапазоне).

Возможен и другой вариант — центральные звезды видны в оптическом диапазоне, а глобулы радиальной системы в оптическом диапазоне не видны (так как находятся за темным облаком), так что их можно обнаруживать в ИК или субмиллиметровом диапазоне (в субмиллиметровом диапазоне можно обнаруживать глобулы, находящиеся за облаками, оптическая толщина которых больше, чем для глобул, видимых в ИК). Это так называемые субмм сгущения.

**3. Группы субмиллиметровых сгущений.** Субмиллиметровые широкоугольные обзоры являются хорошим средством изучения темных облаков. Наличие широкоформатных болометров на субмиллиметровых радиотелескопах, таких как 30м IRAM с 19 канальным болометром MPIfR, SEST с болометром SIMBA, JCMT с болометром SCUBA, привело к обнаружению многочисленных холодных, компактных сгущений, которые не подчиняются самосогласованным масштабным законам для молекулярных облаков Ларсона [24] и по свойствам промежуточны между диффузными CO облачками и ИК МЗО [25,26]. Большинство их лишены джетов и звезд и считается, что они являются непосредственными предшественниками отдельных звезд или звездных групп. Несколько этих конденсаций лежит в основании мощных, похожих на джеты истечений (это объекты класса 0 [25]). Распределение масс этих предзвездных конденсаций похоже на звездное распределение масс IMF [1].

Узкие ширины линий, измеренные в  $N_2H^+(1-0)$ , подразумевают вириальные массы, которые обычно согласуются с оценками масс, полученными из наблюдений пыли в континууме. Это подтверждает, что большинство беззвездных сгущений, обнаруженных в субмм континууме, самогравитируемые. Например, основываясь на наблюдениях протоскопления в  $\rho$  Oph, в [1] заключили, что более 70% беззвездных сгущений, найденных на 1.2 мм, и все сгущения, более массивные, чем  $0.1 M_\odot$ , гравитационно связаны (конденсации с массами  $< 0.1 M_\odot$  часто не обнаруживаются из-за слабости излучения, поэтому трудно судить об их гравитационной устойчивости).

У некоторых сгущений наблюдается явление, интерпретируемое как доказательство коллапса [3]. Например, по направлению Oph E-MM2 в протоскоплении  $\rho$  Oph, оптически толстая линия  $HC_3^+(3-2)$  показывает самопоглощенный, двухпиковый профиль, причем синий пик сильнее чем красный пик, в то время как линии с малыми оптическими толщинами, такие как  $N_2H^+(101-012)$ , имеют единственный пик, совпадающий с абсорбционным провалом между двумя пиками у  $HC_3^+(3-2)$ . Этот тип синей асимметрии в оптически толстых линиях сейчас рассматривается как классическое спектроскопическое доказательство наличия коллапса [27]. Мы же можем предложить следующее объяснение этому явлению. Во внутренних областях сгущений происходит биполярное истечение, из-за поглощения части удаляющегося потока (красного пика) веществом сгущения, синий пик нам виден более интенсивным, чем красный (это относится к линии с большой оптической толщиной, т.е. внутри сгущения). Пик в линиях с малыми оптическими толщинами (совпадающий с абсорбционным провалом) соответствует скорости самого вещества сгущения (без истечения). Таким образом, здесь имеет место не аккреция вещества, а наоборот - истечение.

Наблюдение линий может также дать информацию об относительных движениях между сгущениями. В [28] исследовано распределение лучевых скоростей, наблюдаемых для 45 сгущений протоскопления  $\rho$  Oph. В результате получена дисперсия лучевой скорости  $\sigma_{ID} \sim 0.37$  км/с по отношению к средней системной скорости. При диаметре центрального облака  $\rho$  Oph  $\sim 1.1$  пк, такая малая дисперсия скорости подразумевает типичное время прохождения  $D/\sigma_{3D} \sim 1.7 \cdot 10^6$  лет. Времена прохождения, определенные для отдельных  $DCO^+$  ядер или субскоплений  $\rho$  Oph только несколько короче ( $0.6 \cdot 10^6$  лет). Поскольку ни возраст погруженного в облако ИК скопления, ни время жизни 1.2 мм сгущений не могут быть намного больше  $10^6$  лет [29], то оказывается, что сгущения  $\rho$  Oph не имеют времени для обращения через газ и для столкновений друг с другом (даже внутри отдельных субскоплений) [28]. Такие же результаты получены для 25 сгущений в NGC 2068 [3]. Эти сгущения намного менее турбулентны, чем их родительское облако.

Мелкомасштабные ( $\sim 0.03$  пк) предзвездные сгущения, наблюдаемые в

Ophiuchus, Serpens, Perseus и Orion областях звездообразования, характеризуются довольно узкими ( $\Delta V_{\text{FWHM}} \leq 0.5$  км/с) ширинами линий оптически тонких указателей плотного газа, как например  $N_2H^+(1-0)$  [29]. Так, типичная нетепловая дисперсия скорости, наблюдаемая у лишенных звезд сгущений протоскопления  $\rho$  Orh равна примерно половине дисперсии тепловой скорости  $H_2$  ( $\sigma_{\text{NT}}/\sigma_{\text{T}} \sim 0.7$  [29]).

Важно, что узкие ширины линий, измеренные в  $N_2H^+(1-0)$ , подразумевают вириальные массы, которые обычно согласуются с точностью до коэффициента 2 с оценками масс, полученными из континуума пыли. Это подтверждает, что большинство лишенных звезд сгущений, обнаруженных в субмм континууме, являются самогравитируемыми [3].

**3.1. Группа сгущений в молекулярном комплексе  $\rho$  Orh.** Расположенное всего в  $\sim 160$  пк от Солнца, темное облако  $\rho$  Orh является одним из замечательных областей, где происходит образование звезд малых масс [30]. Облако  $\rho$  Orh состоит из двух массивных, сжатых к центру ядер, L1688 и L1689. Ядро L1688 содержит богатое скопление, состоящее из МЗО разных эволюционных возрастов и отличается высокой эффективностью звездообразования ( $\geq 20\%$ ) [31]. Лорен [32] пронаблюдал все облако и определил полную массу в  $3000 M_{\odot}$ . Разными авторами в облаке были обнаружены компактные, плотные ядра ( $\rho$  Orh - A -  $\rho$  Orh - F) (см. напр. [33]). Звездный состав ядра облака  $\rho$  Orh был также пронаблюден в длинах волн между рентгеновским и радио областями. В рентгене обзоры на Einstein и ROSAT выявили 70 крайне переменных источников, ассоциированных с магнитно-активными молодыми звездами [34]. В ближайшем ИК несколько обзоров выявили более 200 погруженных источников (см. напр. [35]), которые были разделены на 3 класса, интерпретируемые как эволюционная последовательность (класс I - класс II - класс III) от развитых протозвезд к слабым звездам Т Тельца [36,37]. Эта эмпирическая ИК классификация погруженного скопления  $\rho$  Orh была обобщена для всех известных МЗО и в других областях звездообразования. На основе субмм наблюдений континуума пыли, классификационная схема МЗО была несколько пересмотрена и расширена в сторону более молодых источников с прибавлением класса 0 ранних протозвезд [38]. Из-за богатства полученных данных облако  $\rho$  Orh может служить лабораторией, с которой могут сравниваться остальные области звездообразования. Ввиду того, что детали процесса звездообразования похоже меняются от облака к облаку и зависят от внешних факторов, важно изучать разные области. Облако  $\rho$  Orh может служить ближайшим образцом молодого скопления, погруженного в молекулярное облако.

В облаке  $\rho$  Orh всего обнаружено 100 структур малых масштабов (1000-4000 а.е.), из которых 41 околовзвездных оболочек/дисков вокруг погруженных МЗО [2,3]. Еще было наблюденно по крайней мере 58 мелкомасштабных

беззвездных сгущений, не имеющих в центре источников ИК и/или радио излучения. Большинство этих беззвездных сгущений гравитационно связаны. 19 из них показывают плоский внутренний профиль излучения, 10 других сгущений имеют острый пик излучения. 58 бесструктурных беззвездных сгущений по массам занимают область ( $\sim 0.05 M_{\odot} - \sim 3 M_{\odot}$ ), с максимальными плотностями  $n(\text{H}_2) \sim 4 \cdot 10^5 - 2 \cdot 10^8 \text{ см}^{-3}$ . Сгущения характеризуются очень малыми уровнями турбулентности. 19 сгущений, классифицируемых как "диффузные", менее центрально концентрированы и менее плотные,  $n(\text{H}_2) \sim 8 \cdot 10^4 - 8 \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ , чем "компактные" сгущения. Из этих "диффузных" сгущений 6 попадают в НП область, созданную звездой S1 [1]. Звезда S1 (B3) является самым ярким дальним ИК-источником в облаке. S1 образовала полость с малой плотностью среди газа и пыли вокруг нее [39]. Как отмечено в [39], CO(1-0) эмиссия по лучу зрения на S1 подразумевает наличие высокоплотного молекулярного кольца вокруг звезды с диаметром  $\sim 10'' - 30''$ . О наличии молекулярной оболочки вокруг S1 свидетельствуют и большие значения ИК цветов, взятые из Vizier:  $J - H = 1.598$ ,  $H - K = 0.944$  (обычно у звезд типа O-B без оболочки эти показатели примерно равны нулю). Радиоисточник S1 состоит из нетеплового ядра с круговой поляризацией, окруженного тепловым обширным гало. Гало интерпретируется как оптически тонкая НП оболочка, которая фотоионизируется молодой звездой B3 [39].

Еще одна область НП создается звездой HD147889 (B2 V). Группа субмм сгущений скорее всего создается этой звездой, так как звезда S1, как было сказано выше, окружена молекулярным кольцом. Инфракрасные цвета звезды HD147889 ( $J - H = 0.406$ ,  $H - K = 0.356$ , Vizier) свидетельствуют о том, что эта звезда не имеет молекулярной оболочки. На рис.1 представлено

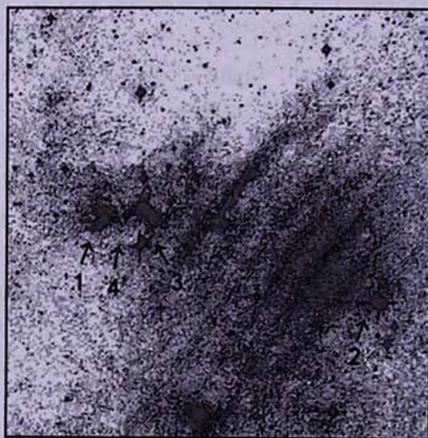


Рис.1. 2MASS K изображение области вокруг L 1688. Здесь 1 - звезда S1, 2 - звезда HD 147889, 3 - центр группы субмм сгущений, 4 - темная глобула, образованная звездой HD 147889. Север сверху, восток слева; размеры изображения  $24' \times 24'$ .

2MASS K изображение области около L 1688. На этом рисунке представлены звезды S1 и HD 147889 (соответственно 1 и 2 на рис.1), которые видимо ответственны за происхождение группы субмм сгущений (3 на рис.1). На рис.1 отмечена также глобула (4), образованная звездой HD 147889 (так как глобула направлена в сторону этой звезды). Эта глобула расположена рядом с группой субмм сгущений, что свидетельствует об участии звезды HD 147889 в образовании как группы субмм сгущений, так и темной глобулы.

В [1] предполагается, что наличие цепочек из молодых звезд и из беззвездных сгущений в мозаике 1.3 мм континуума пыли свидетельствует о том, что разные внешние агенты, например медленная ударная волна, образованная в близлежащей ассоциации Sco OB 2, могли вызвать образование сгущений путем фрагментации.

3.2. *Группа сгущений в облаке Orion B.* Orion B (также называемый L1630) является ближайшим гигантским молекулярным облаком, в котором образуются звезды больших масс (расстояние  $d \sim 400$  пк). Этот комплекс содержит 5 активных областей, где образуются богатые скопления M3O внутри плотных CS ядер [40]. В [41] были проведены наблюдения Orion B с помощью болометра SCUBA на телескопе JCMT, на 850  $\mu\text{m}$  и 450  $\mu\text{m}$ . Мозаики на этих длинах волн имеют размеры 3.7x2.1 пк. В субмм континууме плотные CS ядра имеют вид удлинённых волокон, с типичными размерами 0.08 пк x 0.5 пк, которые разделены на фрагменты. Внутри этих волокон найдены 82 сгущения с длинами, характерными для околозвездных структур вокруг M3O. В отличие от волокон сгущения примерно круглые с диаметрами  $\sim 5000$  АЕ. Массы сгущений  $\sim 0.3 M_{\odot} - 5 M_{\odot}$ , плотность сгущений  $(3 - 40) \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ . Эмиссия 7 сгущений обязана не только пыли. Остальные 75 сгущений представляют настоящие пылевые источники. Среди 75 пылевых сгущений 4 ассоциируются с источниками ближнего ИК. Эти 4 источника видимо соответствуют околозвездным оболочкам или дискам вокруг погруженных M3O. Еще одно сгущение совпадает с источником класса 0 с истечением. Оставшиеся 70 сгущений по-видимому на самом деле беззвездные. Сгущения близки к вириальной стабильности. В литературе считается (см. например [41]), что беззвездные сгущения являются отличными кандидатами в непосредственные предшественники аккрецирующих протозвезд (класса 0/класса 1). Предполагается, что турбулентность облака вызывает флуктуацию плотности, из-за которой образуются сгущения, часть которых соответствует самогравитирующим фрагментам. Эти фрагменты отрываются от их турбулентного окружения и коллапсируют в звезды (после некоторого взаимодействия с окружением). Это относится к звездам малых и промежуточных масс. Массивные же звезды не могут образовываться путем коллапса отдельных конденсаций, они образуются путем присоединения

нескольких пре-/прото-звездных конденсаций малых или промежуточных масс.

На рис.2 приводится 2MASS *K* изображение области около яркой туманности NGC 2068. На окраине этой туманности находится группа субмм сгущений (1 на рис.2). Отмеченные на этом рисунке звезды (яркие ранние звезды HD 38563B (B2 II-III, Vizie) и SAO 113125 (var B5Vnp + B2.5V, Vizie), соответственно 2 и 3 на рис.2) возможно вызвали образование этой

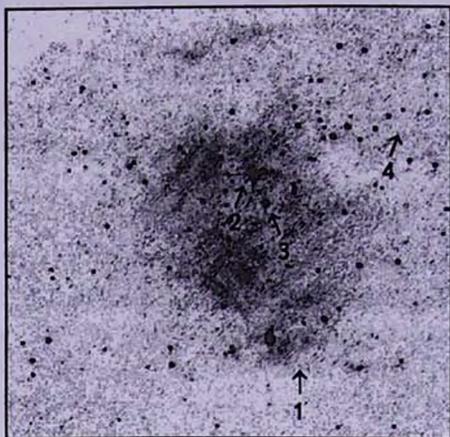


Рис.2. 2MASS *K* изображение области вокруг яркой туманности NGC 2068. 1 - центр группы субмм сгущений, 2 - звезда HD 38563B, 3 - звезда SAO 113125, 4 - местоположение "слонового хобота". Север сверху, восток слева; размеры изображения 18' x 18'.

группы сгущений (эта группа находится на границе области НП и темного облака). Близкие к нулю инфракрасные цвета обеих звезд показывают, что эти звезды (в отличие от описанной выше звезды S1) не имеют около себя молекулярной оболочки (у HD 38563B  $J - H = 0.483$ ,  $H - K = 0.230$ , у SAO 113125  $J - H = 0.249$ ,  $H - K = 0.230$ ). Звезда HD 38563B ответственна за происхождение слоновьего хобота (4 на рис.2), который возможно является частью радиальной системы темных глобул.

4. *Сравнение свойств групп субмм сгущений и радиальных систем темных глобул.* У радиальных систем темных глобул и у групп субмм сгущений имеется много общих свойств. Перечислим некоторые из них.

1. Глобулы радиальных систем в основном беззвездные, как и субмм сгущения, однако имеются глобулы, связанные с погруженными в них источниками, некоторые из которых имеют истечения и выбросы. Как указано выше, в радиальной системе, связанной с туманностью Гама, с нестационарными объектами связано ~11% глобул, в радиальной системе, связанной с ассоциацией Сер OB 2, с нестационарными объектами связано ~9.4% глобул. Что касается субмм сгущений, то имеются объекты, связанные с источниками класса 0 или класса I, а также с истечениями. Как сказано

выше, из найденных в Оіон В, 82 сгущений, 70 являются беззвездными, остальные 12 сгущений связаны с погруженными источниками (~15%). Таким образом можно отметить, что в обоих случаях (у групп субмм сгущений и у радиальных систем темных глобул) примерно 10% объектов связаны с погруженными источниками.

2. Группы субмм сгущений и радиальные системы темных глобул в основном состоят из молекулярного водорода. Плотность  $n(\text{H}_2)$  глобул в "Розетке"  $(0.3 - 2.8) \cdot 10^4 \text{ см}^{-3}$ , а плотность "диффузных" беззвездных сгущений в  $\rho \text{Orb} - 8 \cdot 10^4 - 8 \cdot 10^6 \text{ см}^{-3}$ . Можно констатировать, что порядки плотностей этих двух видов объектов не сильно отличаются (к сожалению, имеется мало данных о плотностях глобул в радиальных системах). Не сильно отличаются также размеры субмм сгущений и глобул.

3. Как радиальные системы темных глобул, так и группы субмм сгущений расположены около ярких ОВ-звезд.

4. Дисперсии радиальных скоростей малы как у глобул, входящих в радиальные системы, так и в группах субмм сгущений. Как указано выше, у групп субмм сгущений  $\sigma = 0.37 \text{ км/с}$ , а у радиальных систем -  $\sigma = (0.49 - 0.55) \text{ км/с}$ .

5. Близки также кинетические температуры субмм сгущений и глобул радиальных систем: как отмечено выше, значение температуры в обоих типах объектов около 10 К.

5. *Заключение.* В данной статье сделана попытка дать объяснение недавно открытым в субмм длинах волн группам сгущений. Проведена аналогия между этими сгущениями и радиальными системами темных глобул. Предложено, что группы субмм сгущений суть радиальные системы темных глобул, скрытых за темными облаками и не видимых в оптическом диапазоне, а видимы в субмм длинах волн. Группы темных глобул в радиальных системах заполняют ограниченные области вокруг центральных звезд, таковы же группы субмм сгущений (они тоже занимают ограниченные области), причем некоторые глобулы, как и субмм сгущения, составляют цепочки. Размеры и плотности глобул и субмм сгущений существенно не разнятся, в некоторых случаях довольно близки. Радиальные системы, как и группы субмм сгущений, обязаны своим происхождением ярким ранним звездам, которые расположены рядом с этими группами (звезды типа О-В), причем рядом с приведенными в статье двумя группами субмм сгущений расположены темные глобулы. Группы субмм сгущений в литературе названы прото-скоплениями, так как предполагается, что они путем коллапса превратятся в звезды. Согласно нашим представлениям, группы этих сгущений суть радиальные системы темных глобул, так что даже после распада групп они еще долго будут существовать в межзвездном пространстве в виде плотных

холодных образований (изолированных глобул), в основном состоящих из молекулярного водорода.

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

## ON THE CONNECTION OF GROUPS OF SUBMM STARLESS CONDENSATIONS WITH RADIAL SYSTEMS OF DARK GLOBULES

A.L.GYULBUDAGHIAN

Recently discovered groups of submm starless condensations which are situated at the edges of HII regions and molecular clouds, which are invisible in optical and near IR regions, have many similarities with radial systems of dark globules: in molecular hydrogen densities, dimensions, neighboring with bright early-type stars (which probably are responsible for their origin), et cet. It is suggested that the groups of submm starless condensations are just radial systems of dark globules, which are optically invisible because of their situation behind the dark clouds. Thus it is shown, that these groups of condensations are not a new type of objects.

Key words: *dark globules:radial systems:submm starless condensations*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *F.Motte, P.Andre, R.Neri*, *Astron. Astrophys.*, 336, 150, 1998.
2. *F.Motte, P.Andre, D.Ward-Thompson, S.Bontemps*, *Astron. Astrophys.*, 372, L41, 2001.
3. *P.Andre*, in "Triggered Star Formation in a Turbulent ISM", ed. B.G.Elmegreen, J.Palous, Cambridge University Press, 2007, p.132.
4. *M.L.Enoch, K.E.Young, J.Glenn, N.J.Evans*, *Astrophys. J.*, 638, 292, 2006.
5. *D.Johnstone, C.D.Wilson, G.Moriarty-Schieven*, *Astrophys. J.*, 545, 327, 2000.
6. *L.Testi, A.I.Sargent*, *Astrophys. J.*, 508, L91, 1998.
7. *G.H.Herbig*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 86, 604, 1974.
8. *T.G.Hawarden, P.W.Brand*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 175, 19P, 1976.
9. *Bo Reipurth*, *Astron. Astrophys.*, 117, 183, 1983.

10. *А.Л.Гюльбудагян, Г.Б.Оганян, Л.Г.Ахвердян*, *Астрофизика*, **37**, 577, 1994.
11. *Ч.Лада, Л.Бллиц, Б.Элмегрин*, в сб. "Протозвезды и планеты", под ред. Т.Герелса, М., Мир, 1982, с.389.
12. *А.Л.Гюльбудагян*, *Астрофизика*, **23**, 295, 1985.
13. *M.Schneeps, P.Ho, A.Barrett*, *Astrophys. J.*, **240**, 84, 1980.
14. *R.M.Martin, A.H.Barrett*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **36**, 1, 1978.
15. *A.L.Gyulbudaghian, J.May*, *Astrofizika*, **42**, 132, 1999.
16. IRAS Point Source Catalog, Joint IRAS Science working group, Washington, D.C., 1985.
17. SAO Star Catalog, Smithsonian Institution, Washington, D.C., 1966.
18. *Y.Bally, N.Z.Scoville*, *Astrophys. J.*, **239**, 121, 1980.
19. *C.Carrasco-Gonzalez, R.Lopez, A.L.Gyulbudaghian*, *G.Anglada, Astron. Astrophys.*, **445**, L43, 2006.
20. *A.Wooten, A.Sargent, G.Knapp, P.J.Huggins*, *Astrophys. J.*, **269**, 747, 1983.
21. *R.D.Schwartz, A.L.Gyulbudaghian, B.A.Wilking*, *Astrophys. J.*, **370**, 263, 1991.
22. *А.Л.Гюльбудагян*, *Астрофизика*, **52**, 185, 2009.
23. *A.L.Gyulbudaghian, L.F.Rodriguez, J.Canto*, *Astrofizika*, **24**, 201, 1986.
24. *R.B.Larson*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **194**, 809, 1981.
25. *P.Andre, D.Ward-Thompson, M.Barsony*, in: V.Mannings, A.P.Boss, S.S.Russell (eds.), *Protostars and Planets IV* (Tucson: Univ. of Arizona), 2000, p.59.
26. *D.Ward-Thompson, P.Andre, R.Crutchek*, in: B.Reipurth, D.Jewitt, K.Keil (eds.), *Protostars and Planets V*, 2007, p.33.
27. *N.Evans*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **37**, 311, 1999.
28. *A.Belloche, P.Andre, F.Motte*, in: *From Darkness to Light (ASP-CS)*, eds. T.Montmerle, P.Andre, **243**, 2001, p.313.
29. *S.Bontemps, P.Andre, A.A.Kaas*, *Astron. Astrophys.*, **372**, 173, 2001.
30. *B.A.Wilking*, in *ESO Sci. Rep. N11*, ed. B.Reipurth, 159, 1992.
31. *B.A.Wilking, Ch.Lada*, *Astrophys. J.*, **274**, 698, 1983.
32. *R.B.Loren*, *Astrophys. J.*, **338**, 902, 1989.
33. *R.B.Loren, A.Wooten*, *Astrophys. J.*, **306**, 142, 1986.
34. *T.Montmerle, L.Koch-Miramond, E.Falgarone, J.E.Grindlay*, *Astrophys. J.*, **269**, 182, 1983.
35. *T.P.Green, E.T.Young*, *Astrophys. J.*, **395**, 516, 1992.
36. *C.J.Lada*, in: *Star Forming Regions*, IAU, 115, 1987, p.1.
37. *B.A.Wilking, C.J.Lada, E.T.Young*, *Astrophys. J.*, **340**, 823, 1989.
38. *P.Andre, D.Ward-Thompson, M.Barsony*, *Astrophys. J.*, **406**, 122, 1993.
39. *P.Andre, E.D.Feigelson, P.C.Stine, K.-L.Klein, T.Montmerle*, *Astrophys. J.*, **335**, 940, 1988.
40. *E.A.Lada, J.Bally, A.A.Stark*, *Astrophys. J.*, **368**, 432, 1991.
41. *P.Andre, D.Ward-Thompson, S.Bontemps*, *Astron. Astrophys.*, **372**, L41, 2001

## LATE - TYPE STARS FOUND IN THE DFBS

K.S.GIGOYAN<sup>1</sup>, P.K.SINAMYAN<sup>1</sup>, D.ENGELS<sup>2</sup>, A.M.MICKAELIAN<sup>1</sup>

Received 3 June 2009

Accepted 25 November 2009

The list of comparatively faint late M and Carbon type stars detected on the Digitized First Byurakan Survey (DFBS) spectral plates in the zone with  $+45^\circ \leq \delta \leq +49^\circ$  covering  $684 \text{ deg}^2$  is presented. Accurate DSS2 positions, USNO-B1.0 *B* and *R* magnitudes, 2MASS near-infrared *J*, *H* and *K<sub>s</sub>* photometry, IRAS PSC/FSC fluxes (when available), approximate spectral types and luminosity class estimates are given for 72 objects. Nine of them are new confirmed carbon stars and 63 are M-type stars. For seven Mira variables with known pulsation periods we determined distances of  $2 + 8 \text{ kpc}$  using a period-luminosity relation. Distances of  $17 + 115 \text{ pc}$  for five M dwarfs, classified on the base of detected proper motions, were estimated using color-luminosity relation. The object FBS 0845+466 is classified as candidate carbon dwarf with distance  $r \approx 72 \text{ pc}$ .

Key words: *stars:surveys:stellar content:carbon stars*

1. *Introduction.* In the present paper we describe the results of a search for comparatively faint carbon (C) and M-type stars in a  $\sim 684 \text{ deg}^2$  region at high Galactic latitudes on the basis of the low-resolution spectra provided by the First Byurakan Spectral Sky Survey (FBS). With this paper we complete our survey, which covers in total  $\sim 16.000 \text{ deg}^2$  and provides nearly 1050 new late-type stars. The results of the previous searches can be found in papers [1-3].

The new objects are of interest in several areas of astrophysical research:  
a) Several faint ( $R > 11 \text{ mag}$ ) C stars were found, which increase the sample of Faint High Latitude Carbon (FHLC) stars. The evolved giant stars among them are considered by different authors [4-10] as useful tracers to study the kinematics and chemical composition of the Galactic Halo.

b) A minor fraction of the FHLC stars are actually dwarfs (so called dwarf carbon stars - dC). Many exhibit large proper motions, that place them at a main-sequence luminosity  $M_v \sim +10$  [11,12]. All dC stars have anomalous *JHK* near-infrared colors [6,13,14]. As not all dwarf C stars will have detectable proper motions, spectroscopic and photometric luminosity indicators are required to identify dC stars [13].

c) The C stars have either spectral type N and are then AGB stars, or of spectral type CH, and are then either population I giants or population II C dwarfs. Our FBS C - stars [3] bridge the gap in brightnesses between the local relatively bright C stars and the "extremely" distant C stars found in the Galactic Halo, which were selected on the base of optical (APM+SDSS) [6,7]

and infrared (2MASS) [10] colors. They may help to study the link in the spatial distribution between the local C - stars and the distant ones in the Galactic Halo.

d) The M-type stars are usually AGB stars. However, the new found FBS M dwarfs [3] show that our knowledge about the cool objects in the immediate solar neighbourhood is still incomplete [15-17].

2. *New stars of late spectral types from the DFBS.* The search was made using the Digitized First Byurakan Survey (DFBS), which is the digitized version of the FBS, and which is based on objective prism plates taken with the 1m Byurakan Schmidt telescope [18]. The low-resolution spectral plates were digitized and stored in a database accessible at <http://byurakan.phys.uniroma1.it> [19]. Two areas ( $00^{\text{h}}00^{\text{m}} \leq \alpha \leq 03^{\text{h}}10^{\text{m}}$  and  $05^{\text{h}}00^{\text{m}} \leq \alpha \leq 19^{\text{h}}00^{\text{m}}$ ) centered at  $\delta = +47^{\circ}$ , corresponding to  $\sim 684 \text{ deg}^2$  and covered by 64  $4^{\circ} \times 4^{\circ}$  fields (77 plates) have been selected. These were the last areas covered by the FBS which have not been searched for before. Some plates have a slightly shifted central declination, and hence some objects have been found at declination higher than  $+49^{\circ}$ . All 77 DFBS plates were searched by eye for M and C stars with the help of the FITSView software. The search on a PC screen allows to detect redder objects close to the limit to each plate. Also, classification of red objects (M, C or S types) is possible with higher confidence compared to the eyepiece search used before.

The spectroscopic criteria to identify M-type stars later than M2 and all C-type stars have been described in earlier papers of this series [1-3]. S-type stars are distinguished by the presence of absorption bands of the ZrO - molecule in the range  $\lambda 6300 - 6900 \text{ \AA}$ .

The search on the 77 digitized FBS plates resulted in identifications of 114 objects, showing the spectral characteristics of late-type stars, including 86 M-type stars, 26 C (N and CH) stars, and 2 S-type stars. With the help of the SIMBAD we searched for already known objects within 2 arcmin around their nominal position. 91 of the 114 late-type stars are listed by SIMBAD, but only 42 objects (23 M-type stars, 17 C-stars and 2 S-type stars) are correctly identified with their spectral types. Thus we retain here 72 late - type stars as new found. 18 of them are listed as variable stars in the CGCVS( Samus et al., 2004, online accessible at <http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-sorce=II/250> ) and in the NSV [20].

The data for 72 new late-type stars are given in Table 1<sup>1</sup>. The coordinates were determined on the DSS. Besides our own classification (spectral and luminosity type), we give names and brightnesses from various optical and infrared catalogs, as well as information on the variability.

---

<sup>1</sup> Table 1 is available in electronic form at CDS, Strasbourg, France

The columns in Table 1 list the following informations: column 1- running number; 2-FBS name in hhmm+dmn format; 3, 4 - DSS1 B1950 coordinates; 5, 6 - DSS2r J2000 coordinates; 7- USNO-B1.0 [21] catalog name; 8-11 - USNO-B1.0 *B1*, *RI*, *B2* and *R2* corrected magnitudes; 12 - USNO-B1.0 *I* magnitude; 13 - GSC 2.32 [22] *V* magnitude; 14 - 2MASS catalog name; 15-17 - 2MASS *JHK<sub>s</sub>* magnitudes; 18 - IRAS PSC/FSC catalog names; 19-22 - IRAS PSC/FSC fluxes at 12, 25, 60 and 100  $\mu\text{m}$ ; 23 - DFBS low-resolution spectral classification; 24 - luminosity type (giant or dwarf) estimated from proper motions and colors; 25 - names of objects from SIMBAD/CGCVs/NSV; 26 - known variability types or estimates; 27 - NSVS (see Chapter 5 for more details) red variables association; 28 - NSVS red variables median *R* magnitude; 29 - NSVS red variables period in days; 30 - NSVS red variables amplitude; 31 - NSVS red variables variability type.

Corrected USNO-B1.0 magnitudes have been obtained by correction of the systematic shifts between the MAPS catalog [23] and the USNO-B1.0 [21] catalog data. Details on the correction are given in [24].

Two stars (FBS 1415+456 and FBS 1527+469, see Chapter 6b of the present paper) were found to be X - ray sources. In "The Hamburg/RASS Catalogue of Optical Identifications" [25] the object FBS 1415+456 is associated with the source 1RXS J141722.1+452544, which is known as a M star. The second star FBS 1527+469 is identified as a M dwarf discovered by ROSAT (1RXS J152902.1+464627) firstly in paper [26]. Spectroscopic and CCD photometric data for 1RXS J152902.1+464627 can be found in paper [27].

3. *Spectral classification.* The spectral types of the 72 FBS red objects include 63 oxygen-rich types (M2-M9) and 9 carbon-rich types. Five C stars are of type N and four of type CH. The spectral subtypes given in Table 1 are reliable to  $\pm 1$  subtype. Our subtype estimation is in good agreement with the subtypes of known stars in the magnitude range  $12^m.0$ - $14^m.5$ . We verified our classification by inspecting the objective prism spectra of the Hamburg Quasar Survey (HQS)<sup>2</sup> [28], which have a smaller spectral range ( $\lambda 3400$  -  $5400\text{\AA}$ ) but better spectral resolution. Also, the HQS survey information is very useful in specific cases, when the FBS spectra are dot-like (marginally visible at  $\sim \lambda 6900\text{\AA}$ ), because the HQS is deeper than the FBS survey.

In order to confirm our classifications and to improve on the subtype classification, we started spectroscopic observations of all new C-stars and all M-stars (except giants with spectral-type earlier than M6) with the Byurakan 2.6 m telescope equipped with the ByuFOSC2 spectrograph. The detector is a Lick 3 CCD with  $15 \times 15 \mu\text{m}$  pixels. The resulting dispersion is  $1.9 \text{\AA}/\text{pix}$

---

<sup>2</sup> The HQS plates are accessible online at <http://www.hs.uni-hamburg.de/EN/For/Exg/Sur/hqs/online/index.html>

with a wavelength coverage of  $\lambda 4000 - 7250\text{\AA}$ .

Fig.1a, b presents the two ByuFOSC2 spectra obtained so far of the CH carbon star FBS 0845+466 (Fig.1a) and of the M-star FBS 1415+456 (Fig.1b). The spectrum of FBS 0845+466 shows the strong absorption features of the  $C_2$  bands with bandheads at  $\lambda 4382$ ,  $\lambda 4737$ ,  $\lambda 5165$ ,  $\lambda 5636$  and  $\lambda 6191\text{\AA}$  (Swan system). The continuum distribution is very similar to spectra of the carbon dwarfs (dC) CLS 31 and CLS 50 [13], suggesting a classification as dwarf carbon star (see below). The spectrum of FBS 1415+456 (Fig.1b) shows series of

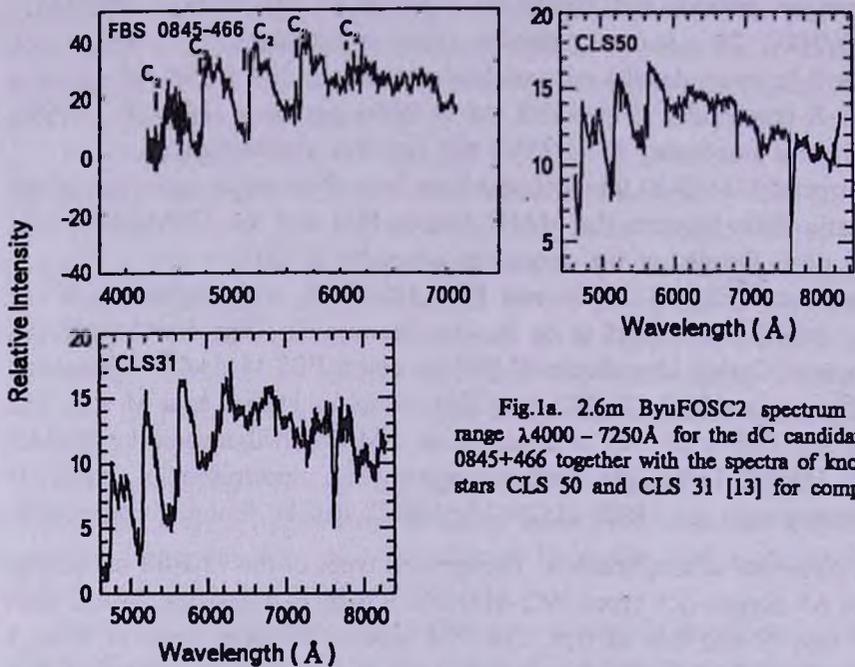


Fig.1a. 2.6m ByuFOSC2 spectrum in the range  $\lambda 4000 - 7250\text{\AA}$  for the dC candidate FBS 0845+466 together with the spectra of known dC stars CLS 50 and CLS 31 [13] for comparison.

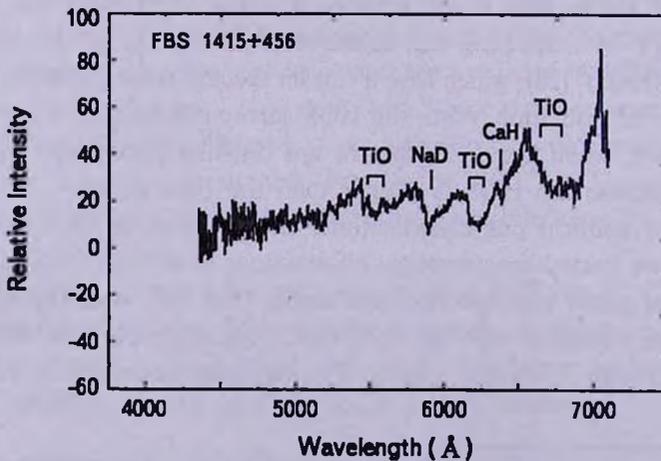


Fig.1b. 2.6m ByuFOSC2 spectrum of the M dwarf star FBS 1415+456.

absorption bands of the TiO molecule at  $\lambda 6150-6300\text{\AA}$  and  $\lambda 6500-6800\text{\AA}$ , and shows also strong absorption bands of CaH ( $\lambda 6346-6388$ ,  $\lambda 6750-7000\text{\AA}$ ). These absorption bands are typical for M dwarfs [29]. The spectrum is very similar to the spectra of the M-dwarfs LHS 1326 and LHS 0169 [30].

**4. Luminosity type classification.** To distinguish between giant and dwarf stars in our sample we searched for proper motions in the USNO-B1.0 catalogue and made use of the 2MASS color - color and color-magnitude diagrams, which are proposed as dwarf/giant discriminators in papers [31-38].

In Fig.2 and Fig.3 the 2MASS near-infrared  $J-H$  vs.  $H-K_s$ , color-color and  $K_s$  vs.  $J-K_s$ , color-magnitude diagrams are shown. Obviously, there is a concentration of M-giants in the  $J-H$  vs.  $H-K_s$  diagram in the region  $0.30 < H-K_s < 0.60$  and  $0.80 < J-H < 1.20$  (Fig.2). In color-color diagrams, objects having  $J-H > 0.80$  and  $H-K_s > 0.20$  usually are giants or AGB stars [31-33]. On both diagrams (Fig.2 and 3) only the object FBS 1812+455 (N-type C star) is very well separated. This object (2MASS J18132945+4531175) is particularly red with  $J-K_s = 3.809$  mag. Such large color index are typical for heavily obscured mass-losing Long-Period AGB stars [39].

Stars showing significant proper motions (PM) in USNO-B1.0 [21] catalogue ( $PM > 20$  mas/yr) are classified in Table 1 as M dwarfs and are plotted in the diagrams as filled circles (Fig.2 and 3). The five M stars showing PM (FBS 0651+491, FBS 1311+460, FBS 1415+456, FBS 1527+469 and FBS 1542+493) are located at the blue end of the M dwarfs (see Fig.2, all of them have  $J-H < 0.70$  and  $H-K_s > 0.20$ ). In Table 1 we classify also FBS 0845+466

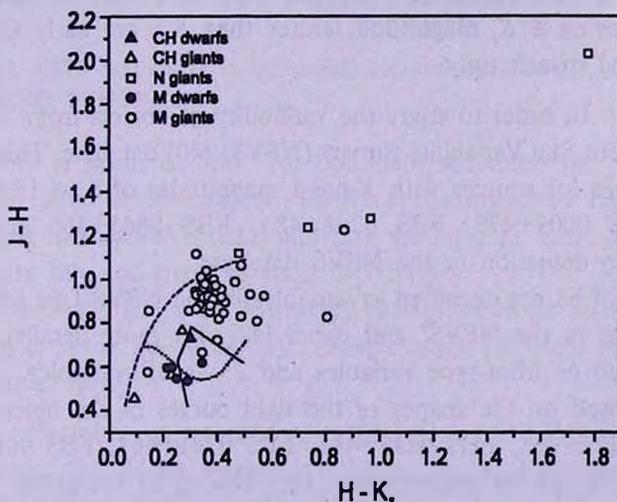


Fig.2. 2MASS  $J-H$  vs.  $H-K_s$  color-color diagram for the new red objects in Table 1. The dashed line represent the giants sequence, the dashed line with dots represents the M-dwarfs sequence (see also [31,38] for details), and the solid line represent the area on the diagram, where usually dC are found [13]. Symbols: filled triangles - CH dwarfs; open triangles - CH giants; open squares - N giants; filled circles - M dwarfs; and open circles - M giants.

as a dC star according to its 2MASS  $JHK_s$  color (see carbon dwarf luminosity indicators in [13,14]). All dC stars show anomalous infrared colors. These authors defined dC stars as having  $J-H < 0.75$ ,  $H-K > 0.25$ . As a spectroscopic criterium they noted also an unusually strong  $\lambda 6191\text{\AA}$  bandhead of the  $C_2$  molecule in spectra of all dC stars. This feature is very strong in spectrum of FBS 0845+466 also.

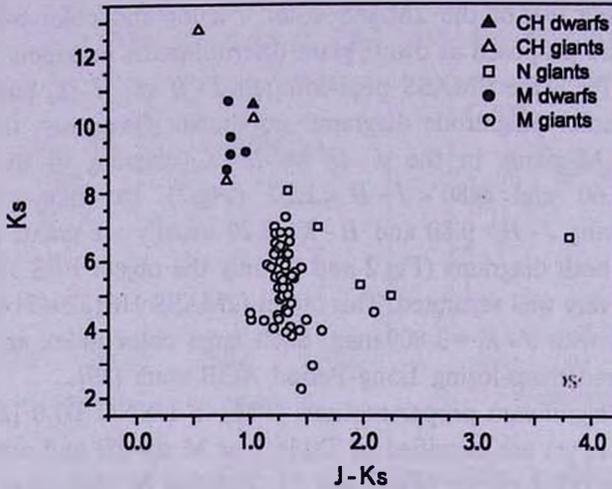


Fig.3. 2MASS  $K_s$  vs.  $J-K_s$  color-magnitude diagram for the new red objects in Table 1. Symbols are the same as in Fig.2.

Fig.3 presents a color-magnitude diagram ( $K_s$  vs.  $J-K_s$ ) for the same objects. Objects having a  $K_s$  magnitude fainter than 8.3 are early CH-type carbon stars and M dwarfs only.

5. *Variability.* In order to study the variability of objects from Table 1, we used the Northern Sky Variability Survey (NSVS) [40] database. This survey provides light curves for sources with  $V$ -band magnitudes of 8 to 15.5. Only four objects (FBS 0009+479, FBS 0248+484, FBS 0845+466 and FBS 1119+460) have no detection in the NSVS database.

30 objects out of 68 are classified as variables in the NSVS (see catalogue [41], "Red variables in the NSVS" and paper [42], for more details). Seven objects are classified as Mira-type variables and 23 as SR-variables.

In addition, based on the shapes of the light curves of the objects FBS 0046+465, FBS 0122+461, FBS 0229+481, FBS 0241+461, FBS 0610+477 and FBS 238+485 it can be assumed that they belong to the group of SR-variables. Most probably, FBS 1812+455 is a Mira-type variable. These objects have no variability type classifications in the catalogue [41].

Fig.4 presents the NSVS light curves for these seven FBS red stars.

Finally, by comparing USNO-B1.0 POSS1 and POSS2 epoch magnitudes

corrected for systematic errors, we suspect variability in 29 objects having differences in magnitudes  $\geq 1^m$ . The variability classification of these 29 objects

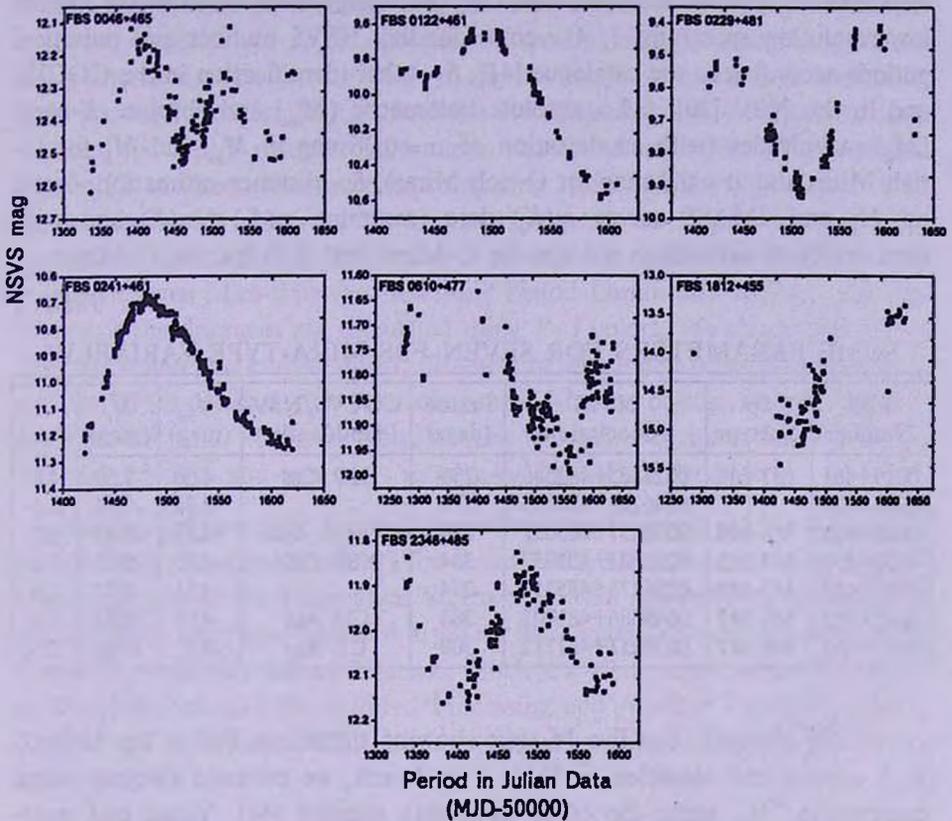


Fig.4. NSVS light curves for seven FBS red stars from Table 1, classified by us as a SR and Mira-type variables.

(Table 1) is given as "var" for confident variables and "var." for probable variables. Out of 29 objects, 18 were confirmed to be genuine variables according to the NSVS data, and now we have 11 more objects suspected in variability but not given as such in NSVS.

Altogether, there are 8 Mira-type variables and 29 SR variables in our list. 35 objects show no variability, though many of them are suspected to be variables as well.

6a. *Possible parameters estimation. Absolute magnitudes and distances for Mira variables.* Using Period-Luminosity (PL) relations, absolute  $K$ -band magnitude ( $M_K$ ), bolometric absolute ( $M_{bol}$ ) magnitude and the distances to seven Mira-type variables with known periods were estimated. Two PL relations are considered for O rich Mira-type variables [43-46] and for C Miras [47].

Table 2 present data for seven FBS red objects, confirmed as Miras in the catalogue [41]. The columns present, 1 - FBS number in Table 1; 2 - approximate spectral subtypes; based on the energy distribution in the DFBS low-resolution spectrum; 3, 4 - corresponding NSVS number and pulsation periods according to the catalogue [41]; 5 - other identification in the CGCVS and in the NSV [20]; 6,7 - absolute bolometric ( $M_{bol}$ ) and absolute  $K$ -band ( $M_K$ ) magnitudes (with an deviation of  $\sigma = 0.26$  mag in  $M_{bol}$  and  $M_K$  for C-rich Miras and  $\sigma = 0.2$  mag for O-rich Miras), 8 - distance estimation, based on  $M_K$  and 2MASS survey  $m(K_s)$  data (assuming  $m(K_s) = m(K)$  and with uncertainty of estimation 0.3 kpc for C-Miras and 0.23 kpc for O-Miras).

Table 2

## SOME PARAMETERS FOR SEVEN FBS MIRA-TYPE VARIABLES

FBS Number	Sp. Subtype	NSVS Association	Period (days)	CGCVS/NSV Identification	$M_{bol}$ (mag)	$M_K$ (mag)	$R$ (kpc)
0019+481	M7-M8	0021505+482546	286	KO Cas	-4.50	-7.59	4.8
0043+474	N	0046245+474135	313		-4.44	-7.74	3.5
0047+462	M8-M9	0050431+463037	349	V0415 And	-4.82	-7.89	2.3
0230+457	M4-M5	0233581+455957	384	NSV 0854	-4.95	-8.03	7.9
0232+457	M7-M8	0256178+455316	274		-4.51	-7.52	2.5
0645+483	M6-M7	0649386+481701	384	CD Aur	-4.95	-8.03	2.9
0651+463	M6-M7	0655211+461712	300	CE Aur	-4.63	-7.66	2.0

6b. *M dwarfs*. For five M stars showing significant PM in the USNO-B1.0 catalog and classified in Table 1 as dwarfs, we estimate absolute visual magnitudes,  $M_V$ , using the color-luminosity relation [48]. Visual and near-infrared ( $I$ ) magnitudes are taken from the GSC 2.3.2 [22]. Table 3 present data for five FBS M dwarfs.

Table 3

## SOME PARAMETERS FOR FIVE FBS M DWARFS

FBS Number	Spectral Subtype	USNO-B1.0 PM (mas/yr)	$m_V$ (mag)	$V-I$ (mag)	$M_V$ (mag)	$R$ (pc)
0651+491	M3-M4	144	14.25	2.44	+11.03	44
1311+466	M2-M3	133	14.26	1.69	+9.00	115
1415+456	M5-M6	46	13.96	3.00	+12.80	17
1527+469	M3-M4	118	14.50	2.90	+12.60	24
1542+493	M5-M6	26	14.34	3.00	+13.00	24

For the carbon star FBS 0845+466 the distance is estimated as 72 pc, assuming, that this star is a carbon dwarf and adopting a mean  $K$ -band absolute magnitude for dC stars  $M_K = +6.3$  [49].

7. *Summary.* By searching the DFBS database in the zone with  $\text{DEC} = +47^\circ$  we have discovered 72 red objects showing characteristics of M and C stars. We present all available data for these objects. 2MASS  $K_s$  magnitudes cover the range 2.93 to 12.76. Approximate spectral subtypes, accurate positions and photometric data for the FBS red objects are given in Table 1. Variability types are confirmed for 30 stars from the NSVS database. In addition, we have analyzed the NSVS database light curves and found one more Mira type and 6 more SR variables. Moreover, by comparing USNO-B1.0 POSS1 and POSS2 epoch magnitudes corrected for systematic errors, we suspect variability for another 11 objects having differences in magnitudes  $\geq 1^m$ . Distances are estimated for seven Mira-type variables using Period-Luminosity relations. For five M dwarfs the distances are calculated using  $V-I$  colors. We classify the object FBS 0845+466 as a carbon dwarf, distance for which can be estimated near 72 pc. The DFBS database allows detecting more faint red objects, close to the limit of each FBS plate. From this point of view we plan to revise in the near future the data for FBS late-type stars using now the DFBS database.

*Acknowledgements.* K.S.Gigoyan would like to thank DAAD (Deutscher Akademischer Austausch Dienst) for Grant A/06/33042, which made possible a research stay at the Hamburger Sternwarte. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France, and also of the Two Micron All-Sky Survey database, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology. This work is partially supported by CRDF Grant ARP1-2849-YE06.

<sup>1</sup> V.A. Ambartsumian Byurakan Astrophysical Observatory, Armenia,  
e-mail: kgigoyan@bao.sci.am, aregmick@apaven.am, sinam@bao.sci.am

<sup>2</sup> Hamburger Sternwarte, Germany, e-mail: dengels@hs.uni-hamburg.de

## ЗВЕЗДЫ ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ ИЗ DFBS

К.С.ГИГОЯН<sup>1</sup>, П.К.СИНАМЯН<sup>1</sup>, Д.ЭНГЕЛС<sup>2</sup>, А.М.МИКАЕЛЯН<sup>1</sup>

Приводится список сравнительно слабых углеродных (C) и M звезд, выявленных на оцифрованных пластинках Первого Бюраканского Спектрального обзора неба (DFBS) в полосе  $+45^\circ \leq \delta \leq +49^\circ$  с площадью около 684 кв. градусов. DSS2 точные координаты,  $B$ ,  $R$ ,  $J$ ,  $H$  и  $K_s$

фотометрические данные из каталогов USNO-B1.0 и 2MASS, IRAS PSC/FSC потоки, приблизительные спектральные подклассы и классы светимости оценены для 72 объектов. Из них 9 являются углеродными звездами, а 63 - звездами М-типов. Для семи переменных типа Миры Кита с известными периодами пульсации, используя соотношение период-светимость, мы определили расстояние ( $2+8$  кпк). Расстояния ( $17+115$  пк) для пяти М-карликов, классифицированных нами на базе собственных движений, оценили также из соотношения цвет-светимость. Объект FBS 084+456 классифицирован как углеродный карлик с расстоянием около 72 пк.

Ключевые слова: обзоры:звезды:углеродные

## REFERENCES

1. K.S.Gigoyan, N.Mauron, M.Azzopardi et al., *Astron. Astrophys.*, **371**, 560, 2001.
2. K.S.Gigoyan, H.V.Abrahamyan, M.Azzopardi et al., *Astrofizika*, **46**, 577, 2003.
3. K.S.Gigoyan, A.M.Mickaelian, "Revised And Updated Catalog of The First Byurakan Survey Late-Type Stars", *Astron. J.*, (in preparation).
4. G.Bothun, J.H.Elias, G.MacAlpine et al., *Astron. J.*, **101**, 2220, 1991.
5. E.J.Totten, M.J.Irwin, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **294**, 1, 1998.
6. E.J.Totten, M.J.Irwin, P.A.Whitelock, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **314**, 600, 2000.
7. B.A.Margon, S.F.Anderson, H.Harris et al., *Astron. J.*, **124**, 1651, 2002.
8. N.Mauron, M.Azzopardi, K.Gigoyan, T.R.Kendall, *Astron. Astrophys.*, **418**, 77, 2004.
9. N.Mauron, T.R.Kendall, K.Gigoyan, *Astron. Astrophys.*, **438**, 867, 2005.
10. N.Mauron, K.S.Gigoyan, T.R.Kendall, *Astron. Astrophys.*, **475**, 843, 2007.
11. E.W.Deutsch, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **106**, 1134, 1994.
12. P.J.Lowrance, D.Kirkpatrick, I.N.Reid et al., *Astrophys. J.*, **584**, L95, 2003.
13. P.J.Green, S.F.Anderson, D.J.MacConnell, *Astrophys. J.*, **400**, 659, 1992.
14. B.E.Westerlund, M.Azzopardi, J.Breysacher, E.Rebeiro, *Astron. Astrophys.*, **303**, 107, 1995.
15. X.Delfosse, T.Forveille, E.L.Martin et al., *Astron. Astrophys.*, **366**, L13, 2001.
16. R.-D.Scholz, M.J.McCaughrean, N.Lodieu, B.Kuhlbrout, *Astron. Astrophys.*, **398**, L29, 2003.
17. N.C.Hambly, T.Henry, J.Subasavage et al., *Astron. J.*, **128**, 437, 2004.
18. B.E.Markarian, V.A.Lipovetski, J.A.Stepanian et al., *Communications of the Special Astrophys. Observ.*, **62**, 5, 1989.
19. A.M.Mickaelian, R.Nesci, C.Rossi et al., *Astron. Astrophys.*, **464**, 1177, 2007.
20. B.V.Kukarkin, P.N.Kholopov, N.M.Artyukhina et al., *A New Catalog of Stars*

Suspected of Ligh Variability, Nauka, Moscow, 1982.

21. *D.G.Monet, S.E.Levine, B.Castian et al.*, *Astron. J.*, **125**, 984, 2003.
22. *B.Lasker, M.G.Lattanzi, B.J.McLean et al.*, *Astron. J.*, **136**, 735, 2006.
23. *J.E.Cabanela, R.M.Humphreys, G.Aldering et al.*, *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, **115**, 837, 2003.
24. *A.M.Mickaelian, K.S.Gigoyan*, *Astron. Astrophys.*, **455**, 765, 2006.
25. *F.J.Zickgraf, D.Engels, H.J.Hagen et al.*, *Astron. Astrophys.*, **406**, 535, 2003.
26. *T.A.Fleming*, *Astrophys. J.*, **504**, 461, 1998.
27. *S.W.Mochnacki, M.D.Gladders, J.R.Thomson et al.*, *Astron. J.*, **124**, 2868, 2002.
28. *H.J.Hagen, D.Groote, D.Engels, D.Reimers*, *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.*, **111**, 195, 1995.
29. *J.D.Kirkpatrick, T.J.Henry, W.Jr.McCarthy*, *Astrophys. J., Suppl. Ser.*, **77**, 417, 1991.
30. *H.Jahreis, H.Meusinger, R.-D.Sholz et al.*, *Astron. Astrophys.*, **484**, 575, 2008.
31. *M.S.Bessell, J.M.Brett*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **100**, 1134, 1988.
32. *R.M.Sharples, P.A.Whitelock, M.W.Feast*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **272**, 139, 1995.
33. *P.A.Whitelock, M.W.Feast, F.Harang, M.D.Overbeek*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **288**, 512, 1997.
34. *D.J.Kirkpatrick, R.I.Neill, J.Liebert et al.*, *Astrophys. J.*, **519**, 802, 1999.
35. *S.K.Leggett, D.A.Golimowski, X.Fan et al.*, *Astrophys. J.*, **564**, 452, 2002.
36. *N.I.Reid, A.J.Burgasser, K.J.Cruz et al.*, *Astron. J.*, **121**, 1710, 2001.
37. *K.L.Cruz, N.I.Reid, J.Liebert et al.*, *Astron. J.*, **126**, 2421, 2003.
38. *F.-J.Zickgraf, J.Krautter, S.Reffert et al.*, *Astron. Astrophys.*, **433**, 1512, 2005.
39. *J.Th.van Loon, A.A.Zijlstra, P.A.Whitelock et al.*, *Astron. Astrophys.*, **325**, 585, 1997.
40. *P.R.Wozniak, W.T.Vesterlund, C.W.Akerlof et al.*, *Astron. J.*, **127**, 2436, 2004.
41. *P.R.Williams, S.J.Wozniak, W.T.Vestrand, V.Gupta*, "Red variables in the NSVS", electronic catalog at <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/AJ/128/2965>.
42. *P.R.Wozniak, S.J.Williams, W.T.Vestrand et al.*, *Astron. J.*, **128**, 2965, 2004.
43. *M.W.Feast, J.S.Glass, P.A.Whitelock, R.M.Catchpole*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **241**, 375, 1989.
44. *P.A.Whitelock, M.Feast, R.Cachpole*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **248**, 276, 1991.
45. *P.A.Whitelock, J.Menzies, M.Feast*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **276**, 711, 1994.
46. *M.W.Feast, P.A.Whitelock*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **317**, 460, 2000.
47. *M.A.T.Groenewegen, P.A.Whitelock*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **281**, 1347, 1996.
48. *R.S.Stobie, K.Ishida, J.A.Peacock*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **238**, 709, 1989.
49. *N.Mauron, K.S.Gigoyan, T.R.Kendall*, *Astron. Astrophys.*, **463**, 969, 2007.

## О НЕКОТОРЫХ СВОЙСТВАХ He-w ЗВЕЗДЫ HD35502

Ю.В.ГЛАГОЛЕВСКИЙ<sup>1</sup>, Г.А.ЧУНТОНОВ<sup>1</sup>, А.В.ШАВРИНА<sup>2</sup>,  
Я.В.ПАВЛЕНКО<sup>2</sup>

Поступила 10 ноября 2009

Принята к печати 15 декабря 2009

Сделано предварительное исследование звезды HD35502. В разных фазах периода измерено магнитное поле. Получены предварительные значения параметров магнитного поля на основе модели центрального квадрупольа. Оказалось, что эффективное магнитное поле  $B_e$  изменяется в пределах  $0 + -5000$  Gs, среднее поверхностное магнитное поле изменяется в пределах  $6300 + 6700$  Gs, поле на полюсах  $B_p = 7000$  Gs, угол между осью квадрупольа и осью вращения  $\beta = 80^\circ$ . Гелий сконцентрирован на поверхности, как первое приближение, вокруг (отрицательного) полюса и на  $\tau > 1$  его содержание ослаблено примерно в 2 раза, что подтверждает гипотезу диффузии гелия под действием гравитации и ветра в стабильной атмосфере. Химические элементы Si и Cr концентрируются в четырех пятнах на магнитном экваторе между магнитными полюсами, или в кольце совпадающем с магнитным экватором, в настоящее время не совсем ясно.

Ключевые слова: *звезды: магнитные поля - объект: HD 35502*

1. *Введение.* В работе [1] у звезды HD 21699 исследовано распределение гелия и кремния по поверхности, а также изучена стратификация этих элементов по глубине в атмосфере. Эта звезда удобна для такого исследования, потому что из-за сильного смещения магнитного диполя из центра звезды перпендикулярно его оси на ее поверхности образуется система из близко расположенных магнитных пятен положительного и отрицательного знака. В результате образуется одна область с сильным магнитным полем и магнитными силовыми линиями преимущественно направленными перпендикулярно поверхности и другая область, в которой силовые линии направлены преимущественно параллельно поверхности. Теоретические исследования показали [2-6], что гелий и кремний ведут себя в таких условиях по-разному, например, кремний скапливается в области горизонтальных силовых линий, а гелий тонет в магнитных пятнах. В нашем предыдущем исследовании звезды HD 21699 [1] были подтверждены эти предсказания. Представляется целесообразным исследовать другие магнитные CP-звезды с другими свойствами. В программу исследований была включена также звезда HD 35502, у которой продольное магнитное поле изменяется в пределах одного знака - минуса. Это указывает на то, что при вращении на видимой полусфере всегда преобладает одна и та же магнитная область

с отрицательным полем, а противоположная область не видна.

В каталоге [7] приводится 6 измерений магнитного поля и предполагаемая кривая изменений поля с фазой периода вращения  $P=1^d.707$ . Измеренные величины поля находятся в пределах от 0 до  $-3500$  Gs. В работе [8] описаны некоторые свойства звезды. В ее спектре наблюдается переменная эмиссия в линии  $\text{H}\alpha$ . Отмечается также, что в спектре этой звезды наблюдались сильные изменения в течение 2.7 часа. Фотометрическая переменность происходит с периодом 1.69 дней. Максимум блеска звезды приходится в момент, данный следующей эфемеридой [9]

$$\text{JD} = 2447913.914 + (1.69519 \pm 0.00005) \cdot E \quad (1)$$

В этой же работе дана кривая изменения интенсивности линии  $\text{HeI}$   $\lambda 5876\text{\AA}$ , проведенная в зависимости от такого же периода. Кривая плавная, следовательно, изменения за 2.7 часа (0.07 периода) не могут быть связаны с вращением, они кратковременные, связанные, как можно предположить, с нестационарными процессами в атмосфере. Если это так, то это была бы первая магнитная звезда, у которой обнаружены столь сильные нестационарные процессы.

Интересно также, что HD 35502 является двойной [10] с разделением компонент  $\rho < 0.059$  arcsec.

2. *Физические параметры звезды.* Эффективная температура звезды, оцененная по фотометрическим данным,  $T_{\text{эф}} = 15920$  К [11]. Абсолютная болометрическая величина звезды, определенная (там же) по параметру  $\beta$  многоцветной фотометрии,  $M_b = -1$ , откуда  $\log g = 4.00$  и  $R = 2.6 R_{\odot}$  в соответствии с формулой  $\log R/R_{\odot} = 8.46 - 2 \log T_{\text{эф}} - 0.2 M_b$ . В другой работе [9]  $T_{\text{эф}} = 16610$  К и  $\log g = 4.41$ , откуда  $R = 2.5 R_{\odot}$ . В [12] дается температура, полученная по фотометрическим данным,  $T_{\text{эф}} = 19770$  К. В работе [13] приводятся близкие к [9] оценки величины  $T_{\text{эф}} = 16200$  К и  $R = 2.7 R_{\odot}$ . В каталоге [14]  $R = 3.5 R_{\odot}$ .

В нашем анализе спектров звезды He-weak HD 21699 [1] мы определили  $T_{\text{эф}} = 16000$  К и  $\log g = 4.0$  по профилю водородной линии H $\delta$ , которая совпала с оценкой  $T_{\text{эф}}$  по фотометрии [11]. Линии Si II Si III при моделировании с такой моделью атмосферы дали близкие содержания кремния (внутри 0.15 dex) для 3-х фаз вращения, спектры которых содержали линии Si III ( $\lambda 4552, 4567, 4574 \text{\AA}$ ). Это подтвердило правильность выбора модели атмосферы. В данной работе мы также использовали линию H $\delta$  для выбора модели атмосферы. Синтетические профили H $\delta$  были построены для диапазона температур 15000-20000 К и  $\log g = 3.5 - 5.0$  из сетки моделей Куруца [15] по программам синтетического спектра Цымбала [16] и Хана [17]. Лучшее представление наблюдаемых профилей H $\delta$  получилось по модели атмосферы с  $T_{\text{эф}} = 19000$  К,  $\log g = 4.5$  при  $v \sin i = 80$  км/с. Линии Si II и Si III с такими же параметрами атмосферы также дали сходные содержания для близких

фаз вращения, а именно  $\varepsilon = 7.9 - 8.0 \text{ dex}$  (в шкале  $\varepsilon(\text{H}) = 12.0$ ) по линиям Si III для фазы 0.63 и  $\varepsilon = 7.8 \text{ dex}$ , по линиям Si II для фазы 0.656 (новая 0.77, см. далее). Поэтому для дальнейшего анализа мы выбрали модель атмосферы с  $T_{\text{eff}} = 19000 \text{ K}$  и  $\log g = 4.5$ . Эти параметры соответствуют звезде с  $R = 3.0 R_{\odot}$ . Учитывая  $v \sin i = 80 \text{ км/с}$ , мы оценили скорость вращения звезды  $v = 50.6 \cdot R/P = 89 \text{ км/с}$  и угол наклона оси вращения к лучу зрения  $i \approx 64^{\circ}$ .

Таким образом, по всем данным радиус звезды находится в пределах  $2.5 - 3.5 R_{\odot}$ , температура в пределах  $15920 - 19000 \text{ K}$ , среднее значение  $R = 2.9 R_{\odot}$ . Исходя из всех приведенных данных, угол  $i = 50 - 90^{\circ}$ . Примем для дальнейшего анализа найденную нами величину  $i = 64^{\circ}$ . Этот угол необходим для моделирования магнитного поля, от него зависит главным образом величина магнитного поля на полюсах  $B_p$  и среднее значение поверхностного магнитного поля  $B_s$ .

Большое различие в оценках температуры у разных авторов может быть признаком аномальных физических условий на звезде вследствие наличия нестационарной оболочки.

**3. Магнитное поле.** Продольное магнитное поле  $B_e$  впервые измерялось по линиям водорода Болендером и приведено в [7]. Мы получали земановские спектры на Основном звездном спектрографе 6-м телескопа с анализатором циркулярной поляризации и резателем изображений [18]. Область спектра  $\lambda 4000 - 4240 \text{ \AA}$  регистрировалась на матрице  $2\text{K} \times 2\text{K}$  с разрешением 15000.

Оказалось, что спектр звезды HD35502 состоит из расщепленных линий металлов, как это видно из рис.1, на котором приведена область

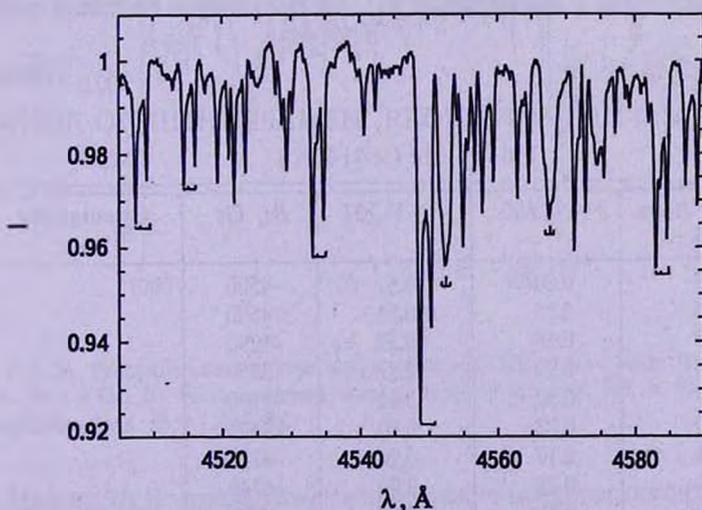


Рис.1. Участок спектра звезды HD 35502, показывающий, что все линии расщеплены на 3 компоненты (фаза 0.59). Это линии (слева направо):  $\lambda 4508.29 \text{ Fe II}$ ,  $\lambda 4508.32 \text{ Fe III}$ ;  $\lambda 4515.34 \text{ Fe II}$ ;  $\lambda 4534.17 \text{ Fe II}$ ;  $\lambda 4549.47 \text{ Fe II}$ ;  $\lambda 4552.62 \text{ Si III}$ ;  $\lambda 4567.84 \text{ Si III}$ ;  $\lambda 4583.84 \text{ Fe II}$ .

спектра  $\lambda 4515 - 4590 \text{ \AA}$ . Отмеченные линии последовательно принадлежат химическим элементам Fe II ( $\lambda 4508.29, 4515.34, 4534.17, 4549.47$  и  $4583.84 \text{ \AA}$ ), Si III ( $4552.62, 4567.84 \text{ \AA}$ ) и  $4508.32 \text{ \AA}$ , Fe III. Видно, что линии Fe состоят из двух сильных компонент и одной центральной слабой, а линии Si из одной центральной сильной и двух слабых по краям. Очевидно, что расщепление происходит вследствие неравномерного их распределения по поверхности, причем Fe и Si концентрируются на разных участках поверхности. Поэтому измерения продольного магнитного поля *Be* проводилось только по линиям водорода H $\delta$  и He  $\lambda 4140 \text{ \AA}$ , на которых такого расщепления не заметно. Кроме того, водород равномерно распределен по поверхности звезды, что позволяет исключить ошибки, связанные с неоднородным распределением. Гелий мы включили, учитывая близкие к водороду величины поляризации в зеемановских спектрах. Сопоставление измерений поля по линиям H $\delta$  и He  $\lambda 4140 \text{ \AA}$  показало, что они в общем сходятся, хотя бывают различия, превышающие ошибки.

Из рис.1 видно, что все линии расщеплены на 3 компонента, что может служить указанием на наличие на поверхности более чем двух "лятен" химических элементов. Если учесть, что пятна связаны с магнитными полюсами, то можно предположить, что, вероятно, поле у звезды квадрупольное. Если это так, то непонятно почему изменения интенсивности линий гелия и фотометрическая переменность, найденные в работе [9], происходят с одной волной как у звезд с дипольным полем.

Измеренные нами величины магнитного поля в разных фазах периода вращения приведены в табл.1. Средняя ошибка измерений равна  $\pm 500 \text{ Gs}$ .

Если наши измерения продольного магнитного поля отложить на графике  $Be(\varphi)$  в соответствии с эфемеридой (1), то получается большой разброс

Таблица 1

ВЕЛИЧИНЫ МАГНИТНОГО ПОЛЯ, ИЗМЕРЕННЫЕ ПО ЛИНИЯМ  
H $\delta$  И He ( $\lambda 4140 \text{ \AA}$ )

Юлианский день 2450000.0 +	$P=1^d.695.$	$P=1^d.707$	$Be, \text{ Gs}$	Смешанное поле
4845.203	0.80	0.51	-4500	
4833.264	0.75	0.51	-4500	
4880.417	0.58	0.55	-5290	
4072.375	0.90	0.77	-3850	
4878.167	0.24	0.82	-1180	*
4782.542	0.83	0.80	-1420	*
4832.271	0.17	0.93	-4740	
4846.190	0.38	0.09	-4740	
4846.440	0.53	0.23	+380:	*
4781.583	0.27	0.24	+630:	*
4748.353	0.66	0.77	-2530	

точек без признаков существования какой-либо периодичности. Причем, даже в очень близких фазах оказываются сильно различающиеся величины магнитного поля. Например, на рис.2А приведен спектр поляризации (по оси абсцисс отложен номер пиксела  $N$ , по оси ординат параметр Стокса  $V$ ) в линиях H $\delta$  и He  $\lambda$ 4140Å для фазы  $\Phi = 0.53$ , соответствующий полю  $B_e \approx +0.4$  kGs, а на рис.2В спектр в  $\Phi = 0.58$ , соответствующий сильному полю отрицательной полярности  $B_e = -5.3$  kGs, разница по времени составляет около 2 часов (0.05 периода).

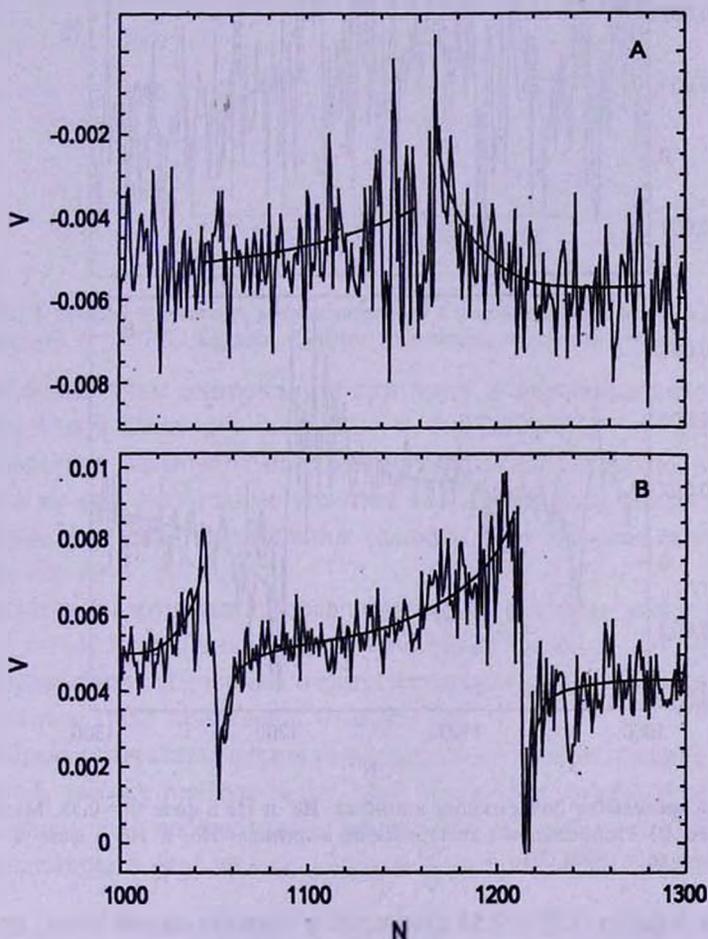


Рис.2А. Распределение поляризации в линиях H $\delta$  и He в фазе  $\Phi = 0.83$ . Магнитное поле  $B_e \approx 0$  Gs. В) Распределение поляризации в линиях H $\delta$  и He в фазе  $\Phi = 0.80$ . Магнитное поле  $B_e = -5000$  Gs.

На рис.3А,В приведены зеемановские спектры поляризации в фазах 0.80 и 0.83, которые тоже показывают сильное различие. В первом случае величина  $B_e = -4.5$  kGs, во втором  $B_e = -0.3$  kGs. Разница по времени

между первым и вторым случаем 1.2 часа. Такие быстрые изменения трудно объяснить другими причинами кроме предположения о неверных фазах периода вращения. Переменность, не связанная с вращением пока еще не была обнаружена ни у одной магнитной звезды.

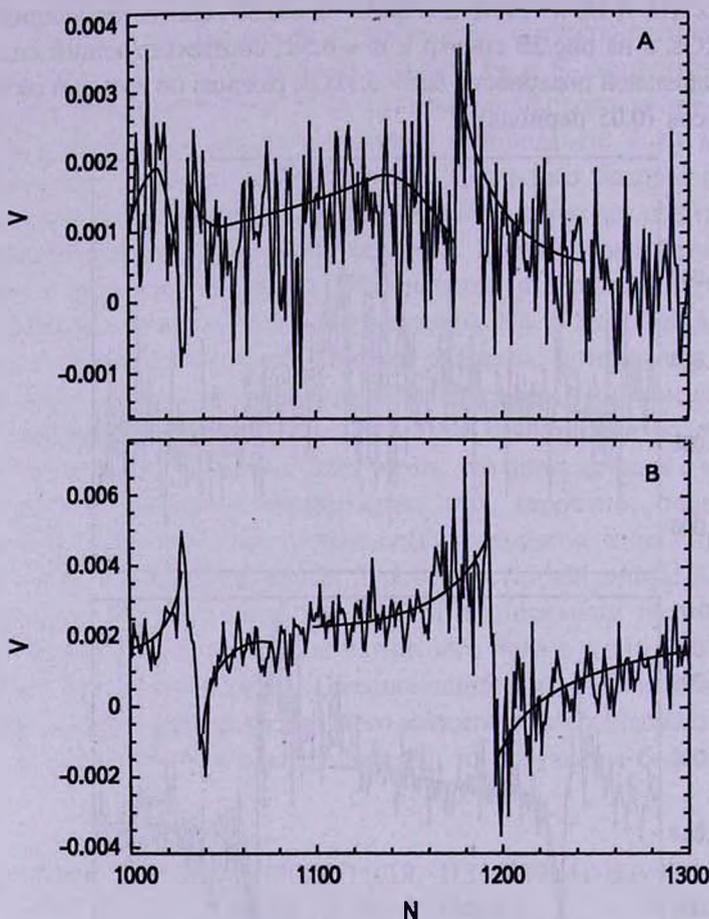


Рис.3А. Распределение поляризации в линиях H $\beta$  и H $\epsilon$  в фазе  $\Phi = 0.53$ . Магнитное поле  $B_e \approx 0$  Gs. В) Распределение поляризации в линиях H $\beta$  и H $\epsilon$  в фазе  $\Phi = 0.58$ . Магнитное поле  $B_e = -5000$  Gs.

Спектры в фазах 0.38 и 0.53 получены в течение одной ночи, причем первый из них показал поле  $-4740$  Gs, а второй  $+380$  Gs.

Смешанное поле получается в фазах 0.27 и 0.83, они получены через сутки ( $0^d.959$ ), т.е. через примерно половину периода. Такая ситуация может происходить только в случае квадрупольного поля. Но точно такое смешанное поле наблюдается и в фазе 0.53, что не может быть объяснено ни дипольной, ни квадрупольной конфигурацией. На рис.4 приведены данные для магнитного поля, отложенные с периодом  $P = 1^d.707$ , полученным в работе [7]. Сплошной

линией приведены результаты вычисления фазовой зависимости при предположении квадрупольного магнитного поля. Видно, что и в этом случае вычисленная квадрупольная зависимость не очень хорошо соответствует наблюдениям, однако наблюдаемые величины магнитного поля и модельная

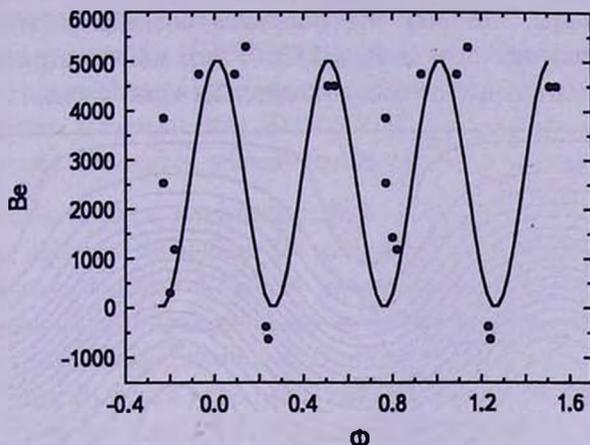


Рис.4. График изменения магнитного поля с фазой периода вращения, построенный с периодом  $P = 1^d.707$ . Кружки - наши измерения, сплошная линия - модельная.

зависимость лучше соответствуют друг другу, а смешанное поле наблюдается только в двух фазах  $\Phi = 0.23 - 0.24$  и  $\Phi = 0.80 - 0.82$ , что и должно быть при наличии квадрупольного магнитного поля. Очевидно, что период и начальную фазу необходимо уточнить на основе последующих наблюдений. Дальнейшие наши вычисления сделаны при предположении периода вращения  $P = 1^d.707$ .

Модель квадрупольного поля вычислялась методом "магнитных зарядов" [19] с  $i = 64$ , полученным выше, начальной фазой  $\Phi = 0$ , совпадающей с максимальным значением отрицательного магнитного поля. Параметры магнитного поля приведены в табл.2.

Меркаторская карта распределения магнитного поля по поверхности приведена на рис.5, там же приведены глобусы, которые показывают распределение магнитного поля так как мы его видим. Первый глобус показывает видимое распределение в фазе  $\Phi = 0$ , а второе в фазе  $\Phi = 0.25$ . В фазах 0.5 и 0.75

Таблица 2

#### ПАРАМЕТРЫ КВАДРУПОЛЬНОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ HD35502

Знак монополя	Долгота монополя, $\lambda$	Широта монополя, $\delta$	Поле на полусе $B_p$ , Gs
-	0	10	-7000
+	90	-10	+7000
-	180	10	-7000
+	270	-10	+7000

распределение такое же вследствие симметричного распределения полюсов по поверхности. Магнитный экватор заштрихован. Хорошо видно, что большую часть видимого диска в  $\Phi = 0$  занимает область с отрицательным магнитным полем, в фазе  $\Phi = 0.25$  площади с отрицательным и положительным полем примерно одинаковы, поэтому мы получаем спектры в этих фазах, показывающие смешанное поле и  $Be \approx 0$  Gs. В этот момент отрицательный и положительный магнитные полюса находятся на краю диска.

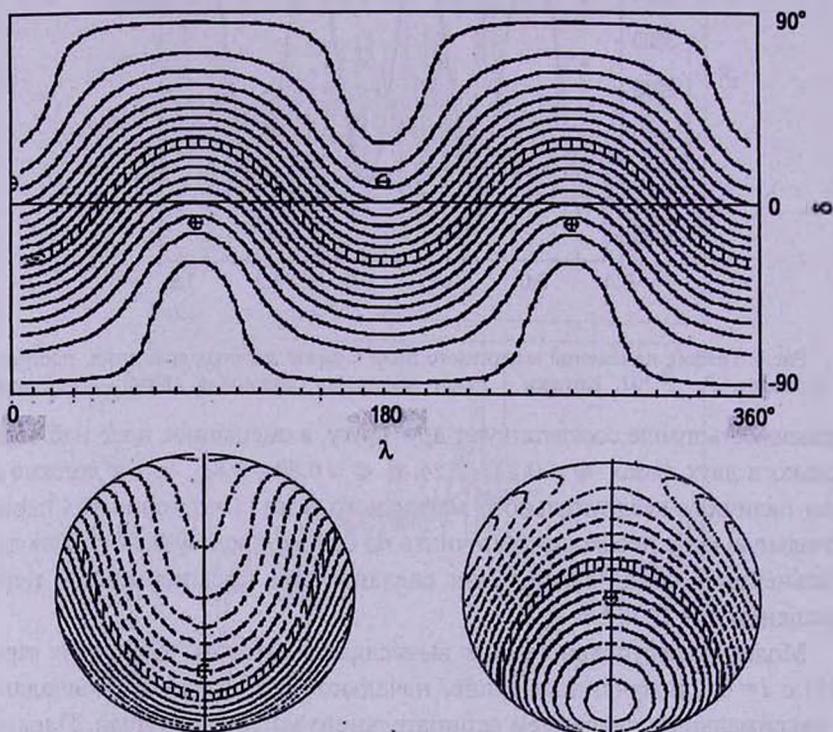


Рис.5. Меркаторская карта предполагаемого распределения магнитного поля по поверхности HD 35502 и распределение поля по видимому диску в фазах  $\Phi = 0$  и  $\Phi = 0.25$  (соответственно то же самое наблюдается в  $\Phi = 0.5$  и  $\Phi = 0.75$ ).

В последнем столбце табл.1 отмечены фазы, в которых зеемановские спектры показывают наличие смешанного поля. Это те фазы, в которых становится заметным влияние области с положительным магнитным полем. Благодаря более мелким магнитным областям разного знака, по сравнению с дипольной структурой, при вращении звезды и поле, и химсостав, и другие свойства меняются при вращении довольно быстро. Вероятно этим, а не нестационарными процессами, объясняются те быстрые изменения, которые отмечены Болендером [8]. Из рис.4 видно, что максимальная крутизна фазовой зависимости так велика, что за 0.1 фазы (~4 час) поле

изменяется на 3 kGs. Следовательно, если поле квадрупольное, то предполагать наличие нестационарных явлений на звезде нет необходимости. Эта звезда так же стабильна, как и все магнитные CP-звезды. Предположению о квадрупольной структуре поля противоречат оценки поля вблизи  $\Phi \approx 0.8$ , где три точки расположены с сильным разбросом.

Изучаемая нами звезда HD 35502 принадлежит к редкому среди магнитных звезд типу со сложной структурой магнитного поля на поверхности. Вероятно она принадлежит к звездам типа HD 37776 [20], на диаграмме Герцшпрунга-Рессела они обе находятся вблизи линии нулевого возраста.

#### 4. *Переменность спектральных линий.*

а) *Линии водорода.* В работе [8] анализируются профили линии  $H\alpha$  в разных фазах. В фазах 0.38-0.44 наблюдается небольшая эмиссия в центре линии, в этих фазах звезда становится ярче. В соответствии с нашей моделью квадрупольного магнитного поля (рис.4) в этот момент в центре видимого диска находится область отрицательной полярности, очевидно из нее происходит выброс вещества. Эмиссия наблюдается [8] также в крыльях  $H\alpha$  в фазе 0.03, когда через центральный меридиан (см. рис.4) проходит отрицательный магнитный полюс (рис.4). Именно вблизи этой фазы Болендер [8] наблюдал изменения в спектре в течение 1.7 часов. Быстрые изменения магнитного поля и других, связанных с ним явлений вероятно происходят вследствие большой крутизны изменения магнитного поля по сравнению с дипольной, и быстрым вращением. В линии  $H\delta$  признаков эмиссии не заметно.

б) *Линии металлов.* Линии некоторых металлов раздвоены (рис.1) практически в течение всего периода вращения, но между ними виден третий слабый компонент. Как сказано выше, в этом участке имеются линии Fe и Si, которые ведут себя по-разному. Линии Fe имеют слабый центральный компонент, а линии Si - сильный. Очевидно, что распределение этих элементов разное. Если поле квадрупольное, как мы предполагаем, то при вращении звезды одновременно должны быть видны на видимой поверхности либо два, либо три пятна.

Отметим, что все линии FeII на рис.1 (фаза 0.59), кроме  $\lambda 4534.17 \text{ \AA}$  описываются повышенным содержанием железа ( $\log N(\text{Fe}/\text{H}) = -3.0 \text{ --- } -3.2$ , т.е. на 1.5-1.3 dex выше солнечной величины), а  $\lambda 4534.17 \text{ \AA}$  - на 2.2 dex выше солнечного содержания железа. В последней линии есть вклад линий Mg II  $\lambda 4534.28 \text{ \AA}$  и  $4534.30 \text{ \AA}$ , но небольшой. Линии Si III дают содержание кремния  $\log N(\text{Si}/\text{H}) = -4.0 \text{ --- } -4.1$ . Из линий Si II  $\lambda 4128, 4130 \text{ \AA}$  в близкой фазе 0.77 мы получили близкую величину содержания кремния -4.20, что говорит о правильности подбора модели атмосферы.

У нас недостаточное количество данных для построения зависимости величины расщепления линий с фазой периода. Из имеющихся данных

видно, что линии  $\lambda\lambda 4072.56$  и  $4215.74 \text{ \AA}$  (Сг II) имеют максимальную величину расщепления, равную  $1.46 \text{ \AA}$ . Отметим также, что только в фазе 0.82 наблюдается одиночная линия. Очевидно, что пятно, в котором концентрируется этот элемент, в этот момент проходит через видимый меридиан. К сожалению, пока мало наблюдательных данных для подтверждения и понимания этого эффекта.

Таблица 3

## РАСЩЕПЛЕНИЕ ЛИНИЙ

$\Phi$ ( $P=1.695$ )	$\Phi$ ( $P=1.707$ )	$\Delta\lambda$ ( $\lambda 4072 + 4215 \text{ \AA}$ )	$\Delta\lambda$ (SiII $\lambda 4128 + 4130 \text{ \AA}$ )
0.80	0.51	1.40	1.15
0.75	0.51	0.50	0.50
0.58	0.55	1.46	1.10
0.90	0.77	1.20	1.10
0.24	0.82	0.00	0.00
0.83	0.80	1.16	0.95
0.17	0.93	0.56	0.88
0.38	0.09	1.30	1.10
0.53	0.23	1.00	1.00
0.27	0.24	0.52	0.45
0.66	0.77	1.44	-
0.63	0.59	-	0.00 SiII $\lambda 4552, 4568 \text{ \AA}$

с) *Линии Si*. Центры линий кремния  $\lambda\lambda 4128, 4130 \text{ \AA}$  расщеплены так же, как и у приведенных выше элементов (табл.3). Однако амплитуда изменений величины расщепления меньше, она равна  $1.10 \text{ \AA}$ . Из аналогичных зависимостей для других элементов, которые мы здесь не приводим, хорошо видно, что кремний ведет себя точно так же как Сг II, т.е. кремний сконцентрирован в тех же областях поверхности звезды. Как и у этого

Таблица 4

## СОДЕРЖАНИЕ КРЕМНИЯ Si/H

Фаза	$\lambda 4128 \text{ \AA}$	$\lambda 4130 \text{ \AA}$
0.09	-4.77	-4.77
0.55	-4.70	-4.85
0.23	-4.45	-4.65
0.24	-4.50	-4.50
0.51	-4.65	-4.75
0.51	-4.65	-4.75
0.77	-4.55	-4.80
0.77	-4.60	-4.75
0.80	-4.50	-4.65
0.82	-4.50	-4.50
0.93	-4.62	-4.82

элемента линии кремния не показывают расщепления в фазе 0.82. Методом синтетических спектров мы получили содержание кремния по линиям  $\lambda 4128$ ,  $4130 \text{ \AA}$ , приведенные в табл.4.

Фазовая зависимость, построенная по этим данным приведена на рис.6, где стрелками указано положение экстремумов магнитного поля. Значками "-" показано положение максимумов отрицательного магнитного поля, а значками "+" положение поля равного нулю. Штриховой линией проведена кривая, сделанная от руки, экстремумы которой совпадают с

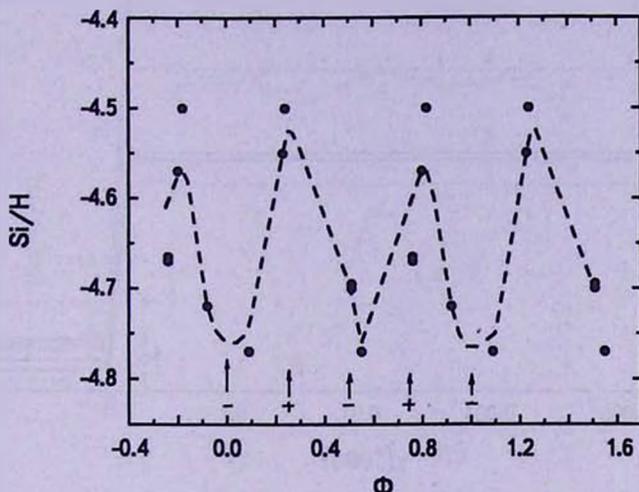


Рис.6. Изменение содержания Si с фазой периода вращения.

экстремумами магнитного поля. Получается, что в магнитных полюсах отрицательного знака кремний ослаблен, а между ними усилен. Теоретически так и должно быть, потому что кремний скапливается там, где магнитные силовые линии горизонтальны. Рассматриваемая зависимость обратна зависимости для He (см. следующий раздел).

Так же как и на зависимости рис.4 вблизи  $\Phi \approx 0.8$  наблюдается значительный разброс точек.

d) *Изменение интенсивностей линий гелия.* В работе [9] отмечается, что содержание гелия у HD 35502 в два раза меньше, чем у нормальных звезд с такой же температурой, причем интенсивность линии гелия  $\lambda 5876 \text{ \AA}$  заметно изменяется. В фазе  $\Phi = 0.1$  она минимальна, а в  $\Phi = 0.6$  максимальна. Таким образом эта линия ведет себя так, как будто поле у звезды дипольное.

На наших спектрах линии He  $\lambda 4140 \text{ \AA}$  асимметричны и меняют свою форму. Глубина линии  $\lambda 4026$  и  $4140 \text{ \AA}$  с фазой периода вращения изменяется в значительных пределах, превышающих ошибки измерений.

Мы сделали попытку исследования стратификации He в разных фазах

периода вращения по линии  $\lambda 4026\text{Å}$ . Распределение гелия с глубиной представлялось в виде ступенчатой функции (рис.7). Исследование стратификации гелия показало, что во всех фазах скачек изменения содержания происходит на одинаковом  $\tau \approx 1$ . В глубоких слоях среднее содержание

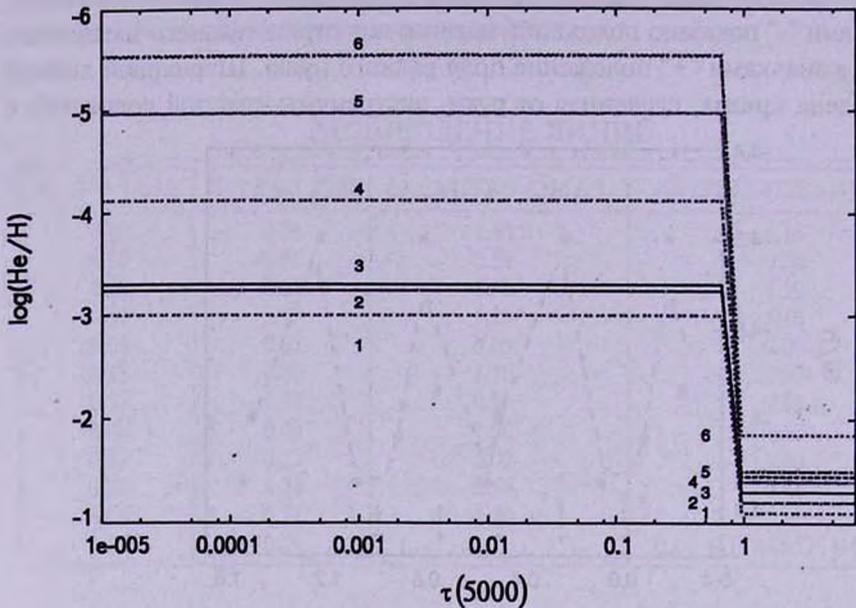


Рис.7. Распределение содержания гелия  $\lambda 4026$  с глубиной в атмосфере в разных фазах периода вращения. Верхний слой, фазы: 1- 0.77; 2-0.14 и 0.51; 3-0.09; 4-0.77; 5-0.24; 6-0.23 и 0.80. Глубокий слой, фазы: 1-0.77; 2-0.51 и 0.51; 3-0.09; 4-0.24; 5-0.77, 0.80 и 0.14; 6-0.53.

Таблица 5

### СОДЕРЖАНИЕ ГЕЛИЯ ДО И ПОСЛЕ СКАЧКА

$\Phi$ ( $P=1.695$ )	$\Phi$ ( $P=1.707$ )	$\log(\text{He}/\text{H})$ поверх.	$\log(\text{He}/\text{H})$ глуб.
0.268	0.24	-4.97	-1.40
0.380	0.09	-3.30	-1.30
0.527	0.23	-5.53	-1.85
0.580	0.55	-3.24	-1.45
0.656	0.77	-4.12	-1.50
0.755	0.51	-3.24	-1.20
0.798	0.51	-3.24	-1.20
0.834	0.80	-5.54	-1.50
0.903	0.77	-3.00	-1.10

гелия  $\log(\text{He}/\text{H}) \approx -1.4$ , в поверхностных слоях  $\log(\text{He}/\text{H}) \approx -4$  (табл.5), (солнечное содержание составляет  $-1.05$ ). У звезды HD 21699 [1], например, скачек содержания тоже попадает на  $\tau \sim 1$ , но разница содержания меньше

и составляет  $\sim 2.5$  dex. Гелий ослаблен во всех слоях атмосферы, но на поверхности дефицит достигает величины до трех порядков. На рис.8 приведен график зависимости величины содержания He от фазы периода на двух уровнях атмосферы. Фазовые зависимости оказались с разной амплитудой. В глубоких слоях амплитуда меньше, на поверхности больше. По форме они подобны (кривые проведены от руки). Стрелки на рисунке показывают положение магнитных полюсов, причем стрелки вверх показывают положение области на видимом меридиане с максимальным

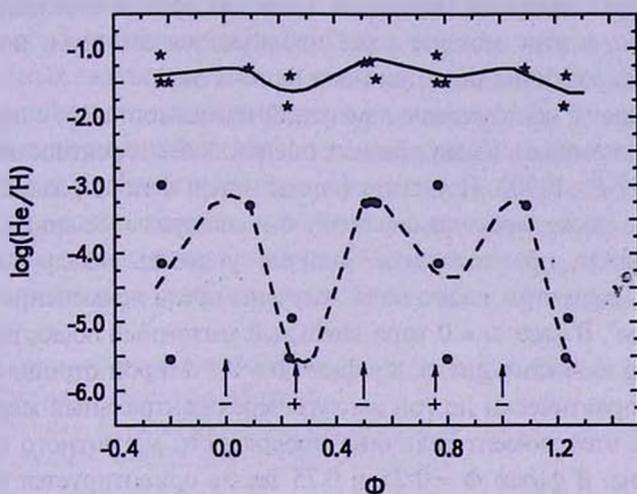


Рис.8. Изменение содержания гелия по глубине в разных фазах периода вращения. Стрелки показывают момент, когда магнитные полюса проходят через центральный меридиан (соответственно максимум напряженности). Стрелка вверх - отрицательный полюс, стрелка вниз - видны оба полюса.

(отрицательным) полем, а стрелки вниз - с минимальным полем. Рассматриваемая зависимость по форме обратна зависимости для Si (см. предыдущий раздел). Несмотря на недостаточное количество измерений, они не противоречат предположению, что содержание гелия в магнитных полюсах больше, чем в окружающих областях, на фоне общего ослабления гелия. Такое же свойство мы изучали у звезды HD 21699 [1]. В области магнитных полюсов гелий усилен вследствие его выноса ветром. Так же как на рис.4 и 6 вблизи  $\Phi \approx 0.8$  наблюдается сильный разброс точек.

Проблема заключается в том, что фазовая зависимость изменения интенсивности линий гелия, полученная нами, не совпадает с приведенной зависимостью в работе [9]. Необходимы дальнейшие спектроскопические наблюдения для окончательного решения этой проблемы.

**5. Обсуждение.** Таким образом, получены первые предварительные результаты спектроскопического и магнитометрического исследования одного из интересных CP объектов HD 35502. Остановимся на основных пунктах

полученных результатов.

1) Звезда молодая, находится вблизи ZAMS.  $T_{\text{эф}} = 19000 \text{ K}$ ,  $\log g = 4.5$ . Этим объясняется то, что вокруг нее сохранились еще остатки газопылевого облака, создающего в линии Na эмиссию [8]. В соответствии с данными этой работы профиль линии Na изменяется с фазой периода вращения. Наличие эмиссии в центре этой линии вблизи фазы  $\Phi \approx 0.38$  и 0.44 позволяет предполагать наличие газового облака вблизи отрицательного магнитного полюса при предположении квадрупольного магнитного поля. Но в  $\Phi = 0.03$  через видимый меридиан проходит другой отрицательный магнитный полюс, в этот момент тоже наблюдается эмиссия, но уже в крыльях. Причина различия остается пока непонятной.

2) Предварительное исследование изменений магнитного поля с периодом вращения позволило выбрать из двух разных оценок более вероятное значение периода вращения  $P = 1^{\text{д}}.707$ . Изучение формы новой фазовой зависимости магнитного поля, а также характера переменности спектральных линий разных элементов позволило предположить наличие у звезды квадрупольного магнитного поля. Параметры такого поля получены путем применения метода "магнитных зарядов". В фазе  $\Phi = 0$  отрицательный магнитный полюс проходит почти через центр видимого диска, а в фазе  $\Phi = 0.5$  второй отрицательный полюс проходит практически по той же дуге через центральный меридиан, вследствие чего в этот момент величина продольного магнитного поля  $B_e$  опять максимальна. В фазах  $\Phi = 0.25$  и 0.75 звезда ориентируется так, что видны оба полюса, в этот момент мы наблюдаем звезду с магнитного экватора, поэтому продольное поле  $B_e \approx 0 \text{ Gs}$ . Задача дальнейших исследований заключается в уточнении периода вращения, в результате которого мы надеемся уменьшить разброс точек на исследуемых зависимостях от фазы периода вращения.

4) Линии Si, Fe, Cг и других элементов расщеплены на 2-3 компонента. Характер изменения их длин волн показывает, что расщепление скорее всего происходит потому, что "пятна" этих элементов находятся в разных частях диска, причем одно из них восходит, другое заходит. Задача дальнейших исследований заключается в том, чтобы выяснить, каким образом их распределение связано с магнитным полем.

5) Особенно интересно поведение линий кремния  $\lambda 4128$ ,  $4130 \text{ \AA}$ . Центральные части линий тоже расщеплены на компоненты. Смещение компонент имеет такой же характер, что и в случае CгII. Судя по зависимости величины расщепления от фазы периода концентрация этих элементов происходит в одних и тех же участках поверхности. Получается, что в магнитных полюсах кремний ослаблен, а между ними усилен. С теоретической точки зрения кремний должен концентрироваться в областях с горизонтальным направлением силовых линий, т.е. между полюсами, потому что кремний скапливается там,

где магнитные силовые линии горизонтальны. В этом мы убедились, в частности, на основании исследования звезды HD 21699 [1].

б) Исследование стратификации гелия показало, что во всех фазах скачек изменения содержания происходит на одинаковой глубине  $\tau \sim 1$ . В глубоких слоях среднее содержание гелия  $\log(\text{He}/\text{H}) \sim -1.3$ , в поверхностных слоях  $\log(\text{He}/\text{H}) \sim -4.5$ , т.е. различие составляет более трех порядков. Для сравнения приведем аналогичные данные для звезды HD 21699 [1]: у нее граница изменения содержания приходится тоже на  $\tau \sim 1$  а различие составляет около 300 раз.

Стратификация содержаний химических элементов в химически пекулярных звездах изучена в недавней работе [21]. Их самосогласованные модели показали, что такие элементы, как Fe, Cr, Si и Ca действительно (в соответствии с наблюдательными данными) накапливаются на больших оптических глубинах, в то время как они находятся в большом дефиците в верхних слоях атмосферы. Переходная зона для железа в их моделях располагается на оптической глубине вблизи  $\tau_{5000} = 1$ .

Исследование этой интересной звезды будет продолжено.

<sup>1</sup> Специальная астрофизическая обсерватория РАН,  
Россия, e-mail: glagol@sao.ru

<sup>2</sup> Главная астрономическая обсерватория Национальной академии наук  
Украины, e-mail: shavrina@mao.kiev.ua

## ABOUT SOME PROPERTIES OF He-w STAR HD35502

Yu.V.GLAGOLEVSKIY<sup>1</sup>, G.A.CHOUNTONOV<sup>1</sup>, A.V.SHAVRINA<sup>2</sup>,  
Ya.V.PAVLENKO<sup>2</sup>

The preliminary research of star HD35502 was made. The magnetic field has been measured in different phases of the period. Preliminary parameters of a magnetic field are obtained on the basis of model of the central quadrupole. It was appeared, that effective magnetic field  $B_e$  changes within the limits of  $0 + -5000$  Gs, the average surface field varies within the limits of  $6300 + 6700$  Gs, a field on poles  $B_p = 7000$  Gs, the angle between an axis of a quadrupole and an axis of rotation  $\beta = 80^\circ$ . Helium is concentrated on the surface, as a first approximation, around (negative) poles and on  $\tau < 1$  abundance is lower by 4 order, on  $\tau > 1$  abundance is weakened approximately in 2 times, that confirms hypothesis of helium diffusion process under action of gravitation and wind in a stable atmosphere. Chemical elements Si, Cr are

concentrated in four spots on magnetic equator between of magnetic poles, or in a ring coinciding with the magnetic equator, this time it is not clear.

Key words: *stars:magnetic fields - individual:HD35502*

## ЛИТЕРАТУРА

1. Ю.В.Глаголевский, А.В.Шаверина, Дж.Сильвестер и др., *Астрофиз. Бюлл.* **64**, 170, 2009.
2. P.S.Osmer, D.M.Pterson, *Astrophys. J.*, **187**, 117, 1973.
3. S.Vauclair, *Astron. Astrophys.*, **45**, 233, 1975.
4. S.Vauclair, J.Hardorp, D.M.Pederson, *Astrophys. J.*, **227**, 526, 1979.
5. G.Aleclan, S.Vauclair, *Astron. Astrophys.*, **101**, 16, 1981.
6. C.Megessier, *Astron. Astrophys.*, **138**, 267, 1984.
7. V.D.Bychkov, L.V.Bychkova, J.Madej, *Astron. Astrophys.*, **430**, 1143, 2005.
8. D.Bohlender, *CFHT Inform. Bulletin*, №27, 21, 1992.
9. G.Catanzaro, F.Leone, *Astron. Nachr.*, **324**, 445, 2003.
10. E.Horch, W.F.Altena, T.M.Girard et al., *Astron. J.*, **121**, 1597, 2001.
11. Yu.V.Glagolevskij, *Bull. SAO*, **33**, 33, 2002.
12. J.D.Landstreet, S.Bagnulo, V.Andretta et al., *Astron. Astrophys.*, **470**, 685, 2007.
13. R.K.Gulati, M.L.Malagnini, C.Morossi, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **80**, 73, 1989.
14. L.E.Pasinetti Fraccasini, L.Pastori, S.Covino, A.Pozzi, *Astron. Astrophys.*, **367**, 521, 2001.
15. R.L.Kurucz, *Data Bank - CD-ROM NN 1-22 (1993-1994)*.
16. V.Tymbal, in: *Model Atmospheres and Spectrum Synthesis*, eds. S.J.Adelman, F.Kupka and W.W.Weiss, *ASP Conference Series*, **108**, 198, 1996.
17. S.J.Khan, *Quant. Spectrosc. Radiat. Transfer.*, **88**, 71, 2004.
18. G.A.Chountonov, in *Magnetic stars*, eds. Yu.V.Glagolevskij, D.O.Kudryavtsev, Nizhnij Arkhyz, 2003, p.286.
19. E.Gerth, Yu.V.Glagolevskij, *Physics of Magnetic Stars*, Eds. D.O.Kudryavtsev, I.I.Romanyuk, Nizhniy Arkhyz, 2007, p.148.
20. Ю.В.Глаголевский, Е.Герт, *Астрофиз. Бюлл.*, **51**, 84, 2001.
21. D.Monin, F.Lebanc, in *Physics of Magnetic Stars*, Eds. I.I.Romanyuk, D.O.Kudryavtsev, SAO RAN, 2007, p.360.

## CONTENTS

Ambartsumian's conception of the activity of nuclei of galaxies <i>E. Ye. Khachikian</i>	5
Superdense stars containing strange baryons <i>Yu. L. Vartanyan</i>	25
Blueshifted galaxies in the Virgo cluster <i>I. D. Karachentsev, O. G. Nasonova (Kashibadze)</i>	41
An attempt to test Ambartsumian's idea of galaxy origin. II. Location of galaxies within clusters and galaxy position angles <i>H. A. Harutyunyan, Monika Biernacka, Piotr Flin</i>	53
Redshifts of 19 Shakhbazian compact groups of galaxies <i>H. M. Tovmassian, H. Tiersch, V. H. Chavushyan, S. G. Navarro</i>	61
A catalog of Kazarian galaxies <i>M. A. Kazarian, V. Zh. Adibekyan, B. McLean, R. J. Allen, A. R. Petrosian</i>	69
The list of groups of galaxies based on CfA2 redshift survey <i>A. P. Mahtessian, V. G. Movsessian</i>	83
The dependences of compact massive objects drift amplitude in galactic nuclei on bulge and globular cluster parameters <i>A. S. Kondratiev</i>	95
Method of analysis of the spatial galaxy distribution at gigaparsec scales. I. Initial principles <i>N. V. Nabokov, Yu. V. Baryshev</i>	105
A method of analysis of the spatial galaxy distribution at gigaparsec scales. II. Application to the net of deep fields HUDF-FDF-COSMOS-HDF <i>N. V. Nabokov, Yu. V. Baryshev</i>	117
On the connection of groups of submm starless condensations with radial systems of dark globules <i>A. L. Gyulbudaghian</i>	131
Late-type stars found in the DFBS <i>K. S. Gigoyan, P. K. Sinamyanyan, D. Engels, A. M. Mickaelian</i>	145
About some properties of He-w star HD 35502 <i>Yu. V. Glagolevskij, G. A. Chountonov, A. V. Shavrina, Ya. V. Pavlenko</i>	157

СПИСОК ГРУПП ГАЛАКТИК НА ОСНОВЕ СФА2 ОБЗОРА  
КРАСНЫХ СМЕЩЕНИЙ

- А.П.Магтесян, В.Г.Мовсесян* 83
- ЗАВИСИМОСТЬ АМПЛИТУДЫ ДРЕЙФА КОМПАКТНЫХ  
ОБЪЕКТОВ В ЯДРАХ ГАЛАКТИК ОТ ПАРАМЕТРОВ БАЛДЖА
- А.С.Кондратьев* 95
- МЕТОД АНАЛИЗА ПРОСТРАНСТВЕННОГО РАСПРЕДЕЛЕНИЯ  
ГАЛАКТИК НА МАСШТАБАХ В ГИГАПАРСЕКИ. I.  
ИСХОДНЫЕ ПРИНЦИПЫ
- Н.В.Набоков, Ю.В.Барышев* 105
- МЕТОД АНАЛИЗА ПРОСТРАНСТВЕННОГО РАСПРЕДЕЛЕНИЯ  
ГАЛАКТИК НА МАСШТАБАХ В ГИГАПАРСЕКИ. II.  
ПРИМЕНЕНИЕ К СЕТКЕ ОБЗОРОВ HUDF-FDF-COSMOS-HDF
- Н.В.Набоков, Ю.В.Барышев* 117
- О СВЯЗИ ГРУПП СУБММ БЕЗЗВЕЗДНЫХ СГУЩЕНИЙ С  
РАДИАЛЬНЫМИ СИСТЕМАМИ ТЕМНЫХ ГЛОБУЛ
- А.Л.Гюльбудагян* 131
- ЗВЕЗДЫ ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ ИЗ DFBS
- К.С.Гизоян, П.К.Синамян, Д.Энгельс, А.М.Микаелян* 145
- О НЕКОТОРЫХ СВОЙСТВАХ He-w ЗВЕЗДЫ HD 35502
- Ю.В.Глаголевский, Г.А.Чунтонов, А.В.Шаврина, Я.В.Павленко* 157