

# ԱՍՏՂԱՖԻԶԻԿԱ

## АСТРОФИЗИКА

ТОМ 36

АВГУСТ, 1993

ВЫПУСК 3

- ՍԽՎ-ՓՈՏՈՄԵՏՐԻԱ ԳԱԼԱԿՏԻԿ ԵՄ ԳՐՈՒՄԻՆ ԱՆ ԻՒՔՐԵՏՏՆՈՍՏՅԱԿ.  
ԳՐՈՒՄԻՆ ԳԱԼԱԿՏԻԿ ՍԵՄՍԵՐ - ՄՈՒՐԱ ԳՆ 3  
Ա. Դ. Կաթողյան, Ե. Դ. Նիկոգոսյան 315
- ՓՈՒՏՈԳՐԱՓԻԿԵՍԿԱ ՓՈՒՏՈՄԵՏՐԻԱ ԸՄՅՈՒ ՆԵՅՈՒԼՆԻՍԻ ԳՐՈՒՄԻՆ  
ԳԱԼԱԿՏԻԿ  
Ր.Կ. Մախաբաջյան, Ս.Ոստյան, Փ.Վ. Բախեր 333
- ՏՆԵԿՏՐՈՓՈՒՏՈՄԵՏՐԻԿԵՍԿՈՒ ԻՍՏԵՂՈՒԴՈՒՄԻՆ ԸՄՅՈՒ ԳԱԼԱԿՏԻԿ  
ՏԻՍԱ ՏԵՄՓԵՐՏԱ  
Մ.Ա.Կաթողյան 353
- ՏՆԵԿՏՐԱԼՆՈՒ ԻՍՏԵՂՈՒԴՈՒՄԻՆ ԳՐԵՒ ԳԱԼԱԿՏԻԿ Տ  
ՍՓ-ԻՅՅՅՄԴԿՈՒ  
Մ.Ա.Կաթողյան, Վ.Տ. Թաթառյան 363
- ՐԱԴԻՈՏՎԵՏԻՄՈՍՏԻ ՍՄԼՅՏԱՐՈՒՄ ԻՆ ՐԱՏՐԵԴԵԼԵԼԻՍԵ ԷԼԵԿ-  
ՏՐՈՒՍՆՈՒ ԿՈՆՏԵՆՏՐԱԿԻՆ ԵՄ ԳԱԼԱԿՏԻԿԵ  
Ր.Ր. Անդրեասյան, Դ.Գ. Արմաթյան 375
- ԴԻՏԿՐԵՏՆՈՒՄՏՅ ԵՄՐՈՍՏԵՄ ԸՄՅՈՒՄԻՆ ԿՈՒՍՏԻՄԵՆ-  
ՆԻՍ ԸՄՅՈՒՄԻՆ ՐԱԴԻՈԻՏՈՒՄՆԻԿՈՒ  
Դ.Գ. Արմաթյան, Ր.Ր. Անդրեասյան 385
- ՎՍՓՆՍՆԵՓՈՒՄՏՅ ԱԿՏԻՄՆՈՒՄՏՅ ԵՄՅՏԸ ԿԱԿ ԿՐԻՏԵՐԻՄ ԳՐԻՆԱԴԼԵՂԵՂ-  
ՆՈՒՄՏՅ ՏԿՈՒՄԼԵՒՈՒՄ  
Լ.Վ.Միրզոյան, Վ.Վ.Ամբարյան, Ա.Լ.Միրզոյան 395
- ՆԵՏՏԱԴԻՈՒՍՈՒՄՆԻՍԵ ՍՐՈՒՏԵՍՏՅ ԵՄ ԱՏՄՈՍՓԵՐԵ ԴՄ ՎՈՅՆԻՓՈՒՄՏՅ  
Ն.Լ.Իվանովա 409
- ԶՄՅԻՄՈՒՄՏՅ ՍԵՐԻՈՒՄ - ԻՏԻՄՆԻՍՆԻՍ ԸՄՅՈՒ ԿԼԱՏՏԻԿԵՍԻԿ  
ՍԵՓԵԻՄԸ  
Ր.Ա. Վարդանյան, Ա.Վ. Սոգոմոսյան 417
- ԻՅԼՄՈՒՄՏՅ ԳՐՄՎԻՏԱԴԻՈՒՍՆԻՍԻ ՎՈՒՄ ԵՄ ՅՏՄԴ  
Ա.Ա. Տարյան 423
- ՍԵՐՎԻՄ ԵՄՐԱԿԱՍԻԿԻ ՏՆԵԿՏՐԱԼՆԻՍՆԻՍ ՈՒՅՐՈՒ ՆԵՅԱ. ԵՄՅՏԸՄ  
ՍՈՒՒՄԻՆ ՏՆԵԿՏՐԱԼՆԻՍՆԻՍ ԿԼԱՏՏՈՒ. IV. ՍՈՒՍՏԱ +61° ≤ δ ≤ +65°.  
Գ.Վ. Աբրահամյան, Կ.Տ. Դիմոսյան 431
- ԻՅԼԻՄՈՒՄՏՅՈՒՄՏՅ ԳԱԼԱԿՏԻԿԻ: ՆԱԽՍՈՒԴԱՏԵԼՆԻՍԻՍ Ի  
ՏԵՐԵՏԻԿԵՍԻԿԵ ՍՐԵԿՏԻՄ  
Վ.Ս. Րեշեթնիկով, Ս.Կ.Տոփչիկովա 435

Խմբագրական կոլեգիա՝ Գ.Ս. Բխնովատի-Կոզան, Վ.Գ. Գորբազևի (գլխ. խմբագրի տեղակալ), Վ.Պ. Գրիմին, Վ.Վ. Իվանով, Ն.Ս. Կարդաշևի, Վ.Գ. Համբարձումյան, Ա.Գ. Մասեվիչ, Լ.Վ. Սիրգոյան (գլխ. խմբագիր), Գ.Ա. Սահակյան, Վ.Յու. Տերերիժ, Ա.Տ. Զալալյան (պատ. քարտուղար)։

Խմբագրական խորհուրդ՝ Ա.Ա. Բոյաբչուկ, Ե.Կ. Խարաձե, Ի.Ս. Կոպիլով, Վ.Գ. Համբարձումյան, Լ.Վ. Սիրգոյան, Վ.Վ. Սորոկեվ (նախագահ)։

Редакционная коллегия: В.А. Амбарцумян, Г.С. Бисноватый-Коган, В.Г. Горбачкий (заместитель главного редактора), В.П. Гринин, В.В. Иванов, А.Т. Каллоглян (ответ. секретарь), Н.С. Кордаш, А.Г. Масевич, Л.В. Мирзоян (главный редактор), Г.С. Саакян, В.Ю. Теребиж.

Редакционный совет: В.А. Амбарцумян, А.А. Боярчук, И.М. Копылов, Л.В. Мирзоян, В.В. Соболев (председатель), Е.К. Харadzе.

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

«ԱՍՏՐՈՖԻԶԻԿԱ»-ն գիտական հանդես է, որը հրատարակում է Հայաստանի Հանրապետության Գիտությունների Ազգային ակադեմիան: Հանդեսը տպագրում է ինքնուրույն հոդվածներ աստղերի ֆիզիկայի, միգամածությունների ու միջաստղային միջավայրի ֆիզիկայի, աստղաբաշխության և արտագալակտիկական աստղագիտության, ինչպես նաև աստղաֆիզիկային սահմանակից բնագավառների գծով: Հանդեսը նախատեսված է գիտական աշխատողների, ասպիրանտների և բարձր կուրսերի ուսանողների համար:

УДК 524.7:520.82

## UВV-ФОТОМЕТРИЯ ГАЛАКТИК В ГРУППАХ И ИХ ОКРЕСТНОСТЯХ. ГРУППА ГАЛАКТИК ГЕЛДЕР - ХУКРА G113

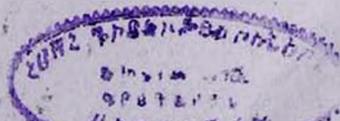
А. Т. КАШОУЛЯН, Е. Г. НИКОГОСЯН

Поступила 8 марта 1993

Приводятся результаты UВV-фотометрии трех галактик в группе Гелдер-Хукра №3 и шести галактик в ее окрестности. Построены профили, определены интегральные звездные величины и U-B, B-V показатели цвета, исследовано распределение яркости и цветов. Показано, что галактики, составляющие группу, по ряду своих фотометрических характеристик не отличаются от галактик поля.

*1. Введение.* Физическая природа многих групп галактик не вызывает сомнения. Малая дисперсия скоростей галактик-составляющих, соединяющие их мосты, джеты, направленные от одной галактики к другой свидетельствуют о том, что галактики в группах, по всей вероятности, имеют общее происхождение. В этом случае можно поставить вопрос, не обладают ли члены группы общими для них характеристиками, как, например, морфологические детали, яркостные, цветовые, структурные особенности, наличие газа и т.д. В последнее время детально изучаются компактные группы Хиксона [1]. Сулептик [2] произвел подсчеты галактик вокруг этих групп и нашел, что только небольшая их доля может быть результатом случайных образований. Он рассматривает возможность недавнего ( $t \ll H_0^{-1}$ ) возникновения компактных групп и допускает, что члены с несходными красными смещениями каким-то образом связаны с этим недавним возникновением.

Бертони и Фазано [3] наблюдали около 80 галактик раннего типа, входящих в группы Хиксона. Построены фотометрические и морфологические профили галактик. Предварительные результаты



показывают, что внешние геометрические профили многих галактик в компактных группах сильно искажены. Профили же яркости эллиптических галактик в данной выборке, наоборот, почти регулярные и следуют общему закону  $I(r) \sim r^{-1/4}$  де Вокулера.

Беттон и др. [4] исследовали динамику галактик в двух компактных группах Хиксона. По результатам этой работы, для обеих групп, несмотря на близость компонентов, нет свидетельства в пользу кинематических искажений. Одновременное присутствие в группе N 90 галактик, богатых газом и галактик без эмиссионных линий указывают на то, что обмен газовым веществом между галактиками пока не имел места.

Многими авторами было исследовано влияние приливных взаимодействий на глобальные характеристики компонентов взаимодействующих галактик (см. обзор [5]). Показано, например, что в случае слившихся галактик, несмотря на явно некулирную структуру этих объектов, усредненные фотометрические профили хорошо описываются законом де Вокулера [6,7]. Решетниковым было показано, что при данной эффективной поверхностной яркости  $\mu_e$  эффективные радиусы  $R_e$  тесных пар взаимодействующих галактик примерно на 30% меньше радиусов одиночных галактик [8].

Шомберт и др. [9] исследовали цветовые характеристики приливных структур. Показано, что эти структуры имеют в среднем более голубой цвет, чем сами галактики.

В отличие от групп Хиксона и взаимодействующих галактик, группы Гельер-Хукра в среднем являются более широкими, а их члены - более яркими. Джуричич и др. [10] исследовали группы Гельер-Хукра с целью выявления возможных зависимостей основных характеристик, как, например, светимости, цвета, размеры, отношение полуосей от плотности окружающей среды. Примечательно, что широкий максимум, наблюдаемый в распределениях светимостей и диаметров спиральных галактик и соответствующие распределения линзовидных галактик в целом смещаются в сторону низких значений при увеличении степени компактности групп. Между тем никаких различий в цветах и отношениях полуосей галактик для групп высокой и низкой компактности не обнаружено.

Калюглиян и Унанян [11] на картах Паломарского атласа произвели подсчеты галактик в девяти группах Геллер-Хукра разной степени компактности. Подсчеты проводились в больших областях вокруг групп с радиусами, достигающими до 2 градусов. Получено, что во многих исследованных группах имеется большое количество слабых галактик. Часто плотность галактик существенно растет к центру группы. По-видимому, хотя бы часть группы Геллер-Хукра входит в состав более крупных образований. Этот результат, однако, нуждается в проверке на более обширном материале.

Настоящей статьей мы начинаем *UBV*-фотометрическое исследование группы галактик из списка Галлер-Хукра [12]. Члены группы, в основном, яркие. Для них, как и для галактик, не принадлежащих по [12] группам, но находящихся в области данной группы, построены изоденсы, определены интегральные *UBV*-величины и *U-B*, *B-V* цвета внутри разных радиусов и некоторые другие характеристики. В данной работе мы приводим результаты исследования группы № 3 из списка [12].

## 2. Наблюдательный материал и методика обработки.

Снимки в цветовой системе *UBV* получены в первичном фокусе 2.6 метрового телескопа Бюраканской обсерватории. Масштаб телескопа 21".5 на мм. Снимки в *U* лучах сделаны на пластинках ZU-21 через светофильтр UG-2, в лучах *B* - на пластинках ZU-21 через светофильтр BC-8, а в *V* лучах - на пластинках Kodak 103a-D через светофильтр ЖС-17. Инструментальная цветовая система мало отличается от стандартной системы *UBV*.

Изображения галактик скарпировались на микроденситометре PDS 1010А Бюраканской обсерватории, в режиме плотностей. Размеры использованной диафрагмы были 25×25 мкм или около 0".5×0".5, а шаг как по *X*, так и по *Y* направлениям - 15 мкм. Вокруг каждой исследуемой галактики открывалось окно, размеры которого менялись в зависимости от яркости объекта. Максимальные размеры окна были 10мм×10мм или же, имея в виду масштаб телескопа, 3".6×3".6, что значительно больше размеров ярчайших галактик. Фон неба на пластинках определяется путем усреднения значений для ряда областей, свободных от видимых объектов.

Снимки калибровались с помощью трубчатого фотометра, марки которого печаталась на неэкспонированной части пластины. Для стандартизации были использованы интегральные *UBV*-величины NGC 80 и NGC 83, взятые из каталога де Вокулера и др. [13].

3. *Некоторые данные о группе GN 3.* Репродукция снимка области GN 3 приведена на рис. 1.

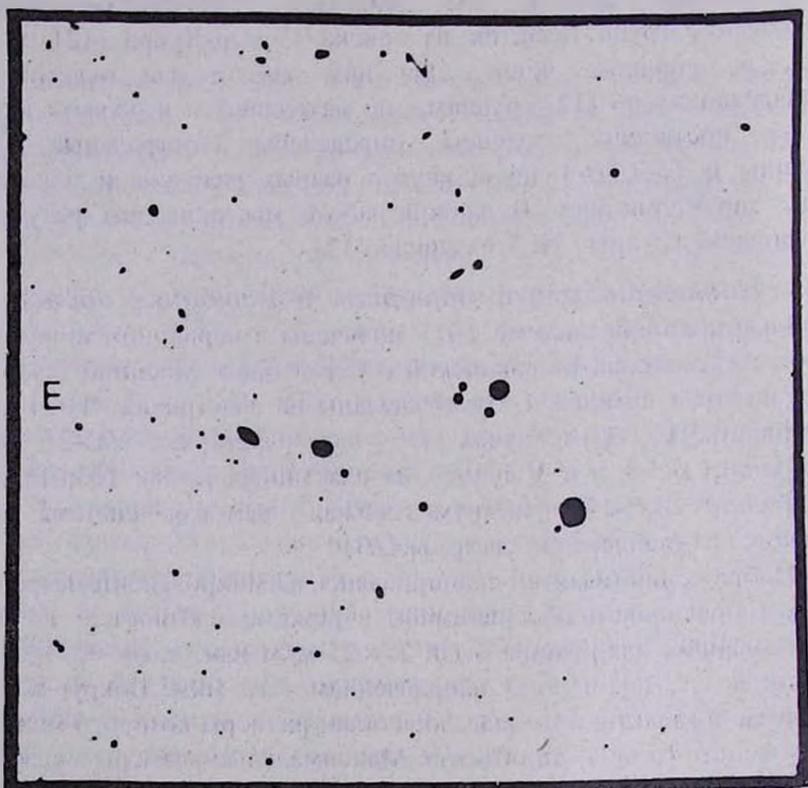


Рис. 1. Область группы GN3. Репродукция с голубой карты планомарского атласа. Члены группы: №1 = NGC 80, №2 = NGC 83, №3 = NGC 91. Для отождествления других галактик см. табл.1.

Измеренные галактики пронумерованы. Трём членам группы присвоены номера 1-3. При этом №1=NGC 80, №2=NGC 83 и №3=NGC 91. Четвёртый член группы IC 1543 оказался вне наблюдаемой области. Средняя радиальная скорость группы равна 5649 км/с, а дисперсия скоростей 468 км/с.

Джиуричипи и др. [10] ввели понятие компактности группы, определяя ее как

$$C = \lg 3N / 4\pi R^3,$$

где  $N$  - общее число (видимых и не видимых) членов группы, а  $R$  - среднее значение парных расстояний. Для группы GN 3 получено значение  $C = 2.72$ . Согласно [10] она является группой высокой компактности.

Взаимные расстояния компонентов 1, 2 и 3 одинакового порядка величины. При постоянной Хаббла  $H = 75 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$  и вышеприведенной средней скорости группы взаимные расстояния компонентов соответственно равны:  $d_{12}=127 \text{ кпк}$ ,  $d_{13}=233 \text{ кпк}$ ,  $d_{23}=164 \text{ кпк}$ . Отношение наибольшего расстояния к наименьшему равно 1.8. Четвёртый компонент IC 1543 отстоит довольно далеко от этой тройки. Его расстояние от геометрического центра тройки превышает расстояние между компонентами 1 и 3, являющимся наибольшим в тройке, более чем в 3 раза. Принадлежность IC 1543 к группе, по-видимому, спорна.

4. *Результаты.* Изодепсы были построены для 15 галактик в области группы, однако из-за нехватки места, наряду с изодепсами для членов группы, мы приводим изодепсы лишь для некоторых, более ярких галактик поля. Ниже мы приводим описание морфологических структур по изодепсам в цветах  $U$ ,  $B$  и  $V$ .

*NGC 80 (№1 на снимке).* Ярчайшая галактика в группе. В [13] она классифицирована как S0. По изодепсам обладает сферической формой. В центре нет явно выделенного ядра. В цвете  $U$  имеет клочковатую структуру. Никаких следов деформации изофот во всех трех цветах не замечается. Нет также каких-нибудь peculiarных структур.

*NGC 83 (№2 на снимке).* В [13] классифицирована как E0. По изодепсам в цвете  $V$  ядерная часть имеет сферическую форму. Между тем в цвете  $B$  ядро вытянуто, а в цвете  $U$  разбито на несколько мелких

ступеней, характерных сложным ядрам. Внешние изоденсы в  $B$  и  $V$  имеют правильную форму и не показывают никаких следов деформации.

*NGC 91 (№3 на снимке).* Согласно [13] морфологический тип галактики -  $S(B)sp$ . Видна под углом к лучу зрения. Логарифм отношения большой оси к малой по внешнему изоденсу равен 0.35, что совпадает со значением, приведенным в каталоге [13]. Центральная часть вытянута в перпендикулярном направлении к большой оси галактики из-за маленького, характерного для поздних спиралей, бара. По картине в цвете  $U$  участки спиральных ветвей, более близких к центру галактики, являются более красными, чем их внешние части. Объект на северной части галактики является скорее всего звездой. Изоденсы галактики не деформированы.

*NGC 93 (№4 на снимке).* Яркая спиральная галактика с тонкими длинными ветвями. Центральное тело вытянутое и яркое. Как в цвете  $B$ , так и в цвете  $V$  внешняя изофота на юго-западной части галактики, близкой к NGC 91, деформирована, как бы вдавлена. К сожалению на изоденсах в цвете  $V$  имеется дефект. Тем не менее нетрудно заметить асимметричное расположение изофот относительно ядра галактик по большой ее оси. Если эти искажения вызваны влиянием члена группы NGC 91, то очевидно, что NGC 93 также принадлежит к группе. Однако необходимо иметь красное смещение галактики.

*№5.* По нашей классификации спиральная галактика типа  $Sb$ . Имеет яркую центральную часть и толстые рукава. На изоденсах в цвете  $B$  в центральной части галактики видны два ступеня, что создает впечатление двухядерной структуры. Также и в  $V$  цвете ядерная часть имеет сложную структуру. В  $U$  цвете ни одна изофота не имеет правильной формы, опять-таки центральная часть разорвана на части. По картинам в  $B$  и  $V$  цветах нет поворота изофот при удалении от центра. Близко от ядра проецирована яркая звезда.

*№6.* По нашей классификации спиральная галактика типа  $Sc$ . Имеет внутренние и внешние ветви. Видна под углом к лучу зрения. Отношение малой оси к большой равно 0.28 в цвете  $V$ . Изоденсы правильные, нет поворота при удалении от центра.

*№7.* Линзовидная галактика с центральным ярким вытянутым телом, окруженным слабой сферической оболочкой. Внутренние изофоты вытянутые. В центральной части имеются два ступеня, что

особенно хорошо видно в лучах  $V$ . По-видимому, двухядерная галактика.

**№8.** Липзовидная галактика. Внутренние изофоты менее вытянутые, чем внешние. Наблюдается поворот больших осей изофот, что особенно хорошо замечается в цвете  $B$ . В этом же цвете в центре наблюдаются два ступеня, однако их реальность сомнительна.

**№9.** Эллиптическая галактика. По-видимому, составляет пару с предыдущей галактикой. Внутренние изофоты более круглые, чем внешние. Нет поворота больших осей изофот. Центральная изофота расположена асимметрично относительно центра других изофот. Эта асимметрия наблюдается как в  $B$ , так и в  $V$  цвете. В лучах  $U$  изолинии сильно деформированы, что может быть результатом неравномерного распределения яркости в этом цвете.

В табл. 1 приводятся интегральные фотометрические характеристики измеренных галактик. Номера, приведенные в первом столбце, соответствуют номерам на рис. 1, а номера по NGC и IC даны во втором столбце. В третьем-пятом столбцах приводятся видимые  $B$ -величины и  $U-B$ ,  $B-V$  цвета галактик, измеренных в радиусе  $r$ , указанных в шестом столбце. Предельной изофоте, внутри которой определены интегральные величины, приблизительно соответствует 23.3 звездная величина с кв. секунды дуги. В седьмом столбце приведены средние поверхностные яркости внутри данного радиуса  $r$ . В последнем столбце таблицы даются морфологические типы галактик. Морфологические типы членов группы взяты из [13].

При средней радиальной скорости группы  $V_r = 5649$  км/с и постоянной Хаббла  $H = 75$  км с<sup>-1</sup> Мпк<sup>-1</sup>, для линейных размеров больших осей членов группы получены значения: 22.6 кпк - для NGC 80, 17.4 кпк - для NGC 83 и 22.6 кпк - для NGC 91. Абсолютные звездные величины в цвете  $B$ , исправленные за галактическое поглощение ( $A_B = 0.26$ ) соответственно равны:  $-21^m.1$ ,  $-20^m.6$  и  $-21^m.0$ . Таким образом члены группы являются гигантскими галактиками как по размерам, так и по светимостям.

Из данных табл. 1 видно что по интегральным показателям цвета члены группы и галактики поля не отличаются друг от друга. Спиральные галактики в обоих случаях имеют несколько более низкие значения  $U-B$ , чем E и S0 галактики, а показатели цвета  $B-V$  двух типов галактик отличаются в меньшей степени.

На двухцветной диаграмме (рис. 3) члены группы и галактики поля располагаются в одной и той же области. Дисперсия же в распределении  $U-B$  цветов ядерных областей галактик (на рисунке знаки в кружках) существенно больше дисперсии в распределении интегральных  $U-B$  цветов. При этом ядерные области членов группы имеют слегка более красный цвет  $U-B$ . Однако это различие вряд ли является существенным.

Звездные величины и цвета были определены в разных диаметрах вокруг центра данной галактики. На рис. 4 приведены зависимости  $U-B$  и  $B-V$  показателей цвета от логарифма углового радиуса круга, внутри которого они определены. Как мы видим, во всех случаях наблюдается поспение галактик при удалении от центра.

Таблица 1

## ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ХАРАКТЕРИСТИКИ ИЗМЕРЕННЫХ ГАЛАКТИК

№	NGC, IC*	$B$	$U-B$	$B-V$	$r$	$B \square''$	Морф. тип
1	80	18 <sup>m</sup> .91	0 <sup>m</sup> .79	1 <sup>m</sup> .17	1 <sup>m</sup> .6	21 <sup>m</sup> .21	SO
		14.11	0.51	1.06	22	22.04	
		13.55	-	-	30	22.13	
2	83	18.95	0.88	1.21	1.6	21.25	EO
		14.43	0.50	1.08	19	22.00	
		14.07	-	-	23	22.10	
3	91	19.29	0.88	1.19	1.6	21.59	S(3)sp
		14.19	0.38	0.96	23	22.22	
		13.68	-	0.93	30	22.26	
4	93	18.93	0.92	1.19	1.6	21.23	S
		14.46	0.50	1.06	19	22.03	
		13.62	-	1.01	30	22.20	
5		19.70	0.56	1.25	1.6	22.00	Sb
		14.99	0.33	0.97	16	22.29	
		14.49	-	0.95	21	22.38	
6	1546	19.69	0.55	1.29	1.6	21.99	Sc
		14.98	0.32	1.02	16	22.28	
		13.79	-	0.94	29	22.37	
7	85	18.03	0.63	1.15	3.2	21.84	SO
		15.15	0.37	1.08	15	22.27	
		14.94	-	1.06	17	22.24	
8	94	19.23	0.79	1.17	1.6	21.53	SO
		15.24	0.54	0.95	13	22.06	
		14.50	-	-	20	22.20	
9		19.19	0.78	1.12	1.6	21.49	EO
		16.15	0.52	0.98	9	22.03	
		14.82	-	-	17	22.21	

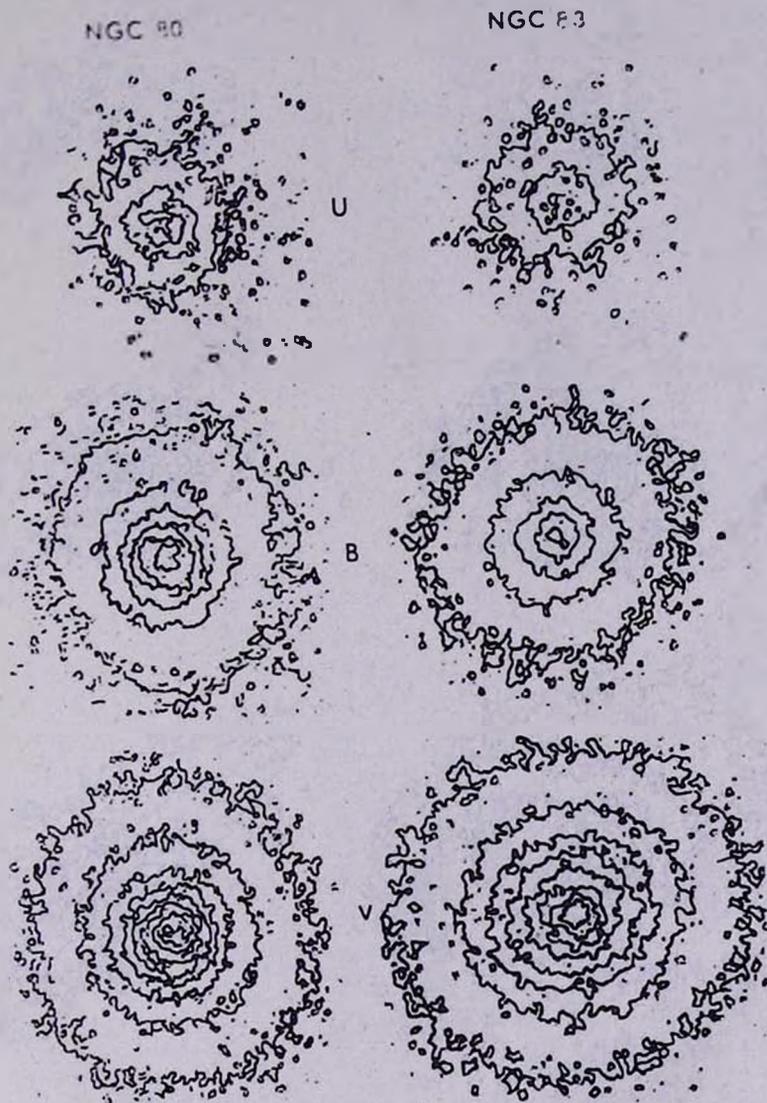


Рис. 2. Изодельсы исследованных галактик в области GNЗ. Внешним изодельсам в цветах *U*, *B* и *V* соответственно соответствуют около 23.2, 23.0 и 22.1 звездной величины с кв. секунды дуги. Шаг по изофотам - в среднем  $0^m.15$  в цвете *U* и  $0^m.3$  в *B* и *V*.

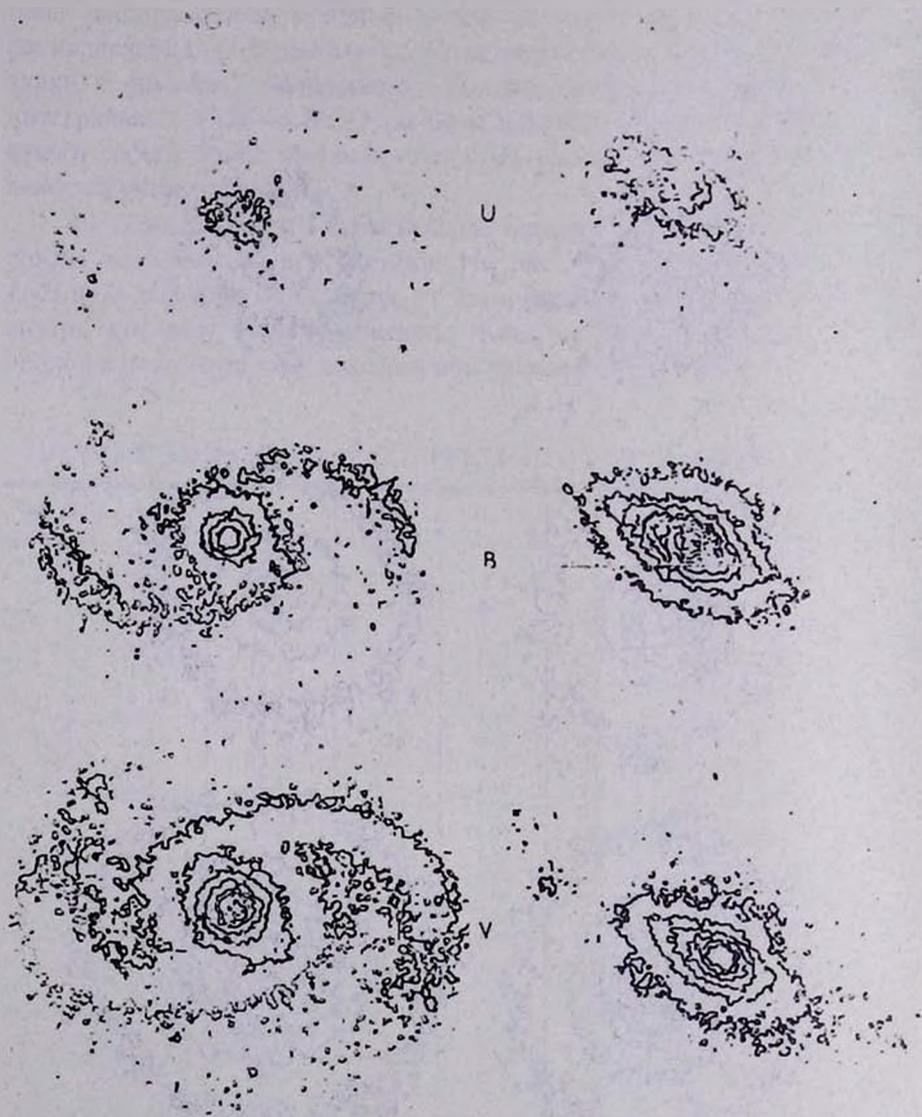


Рис. 2. Продолженіе.

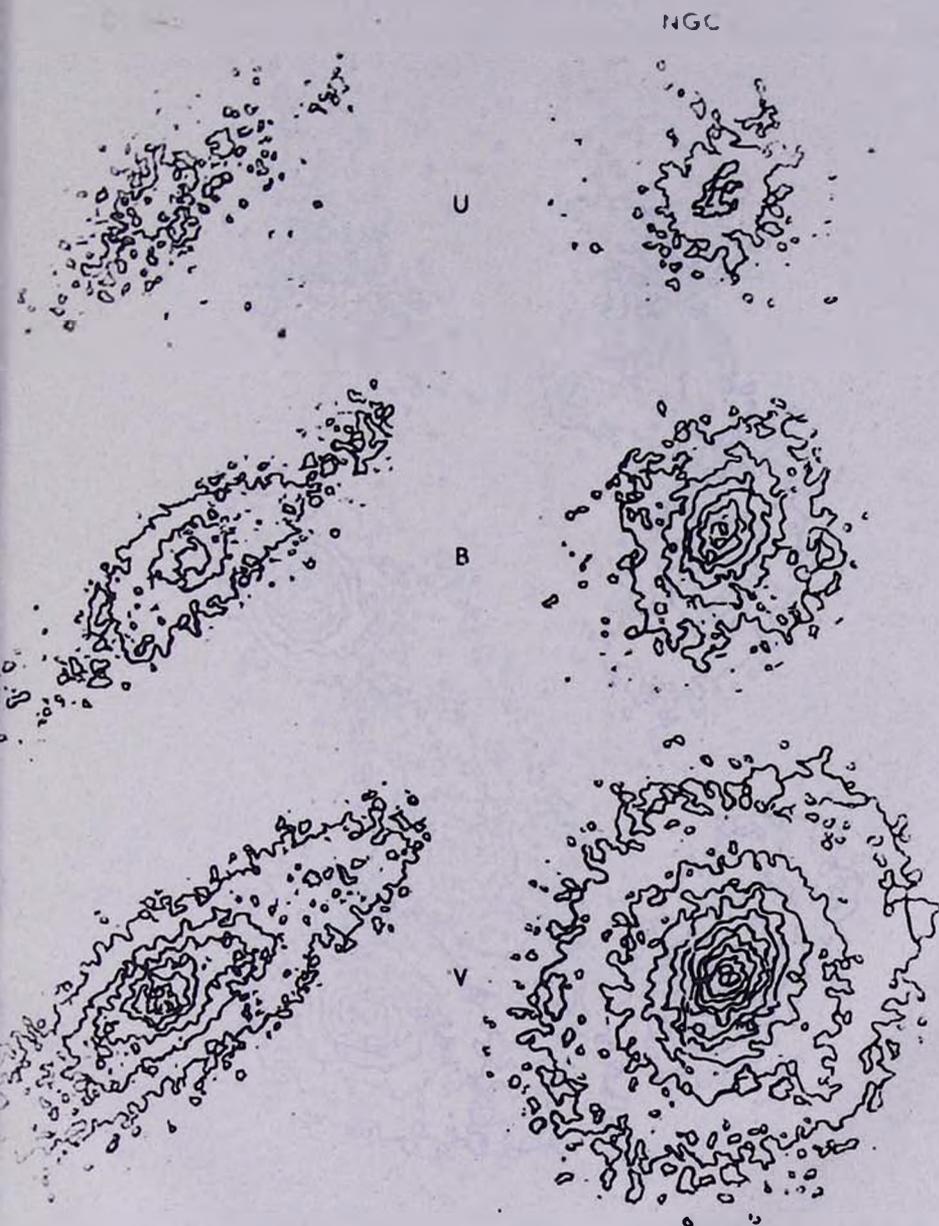


Рис. 2. Продолжение.

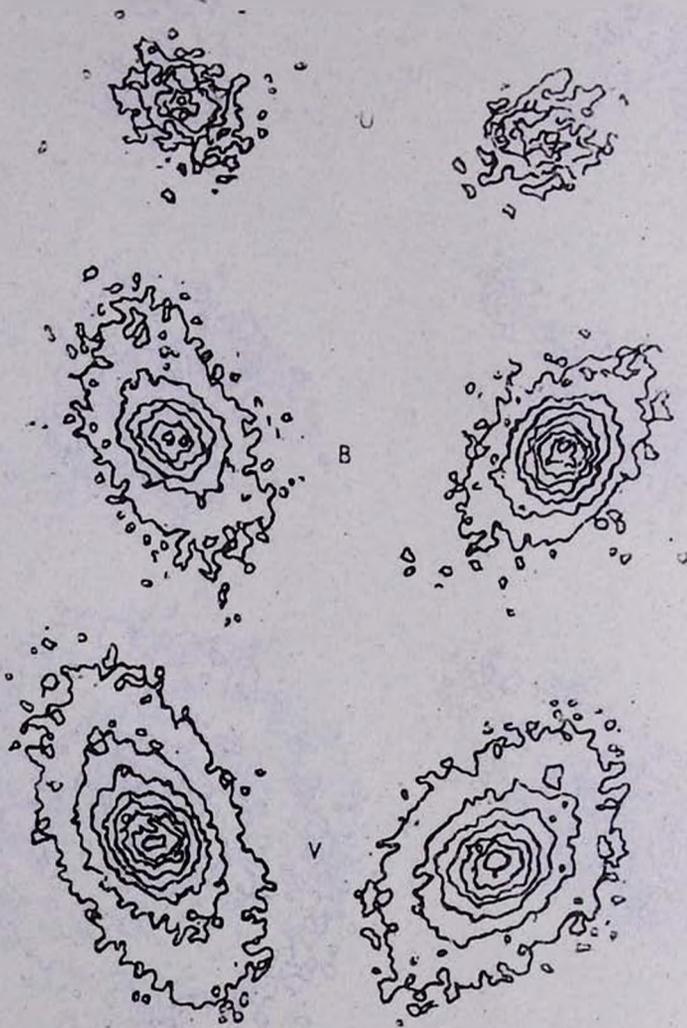


Рис. 2. Продолжение.

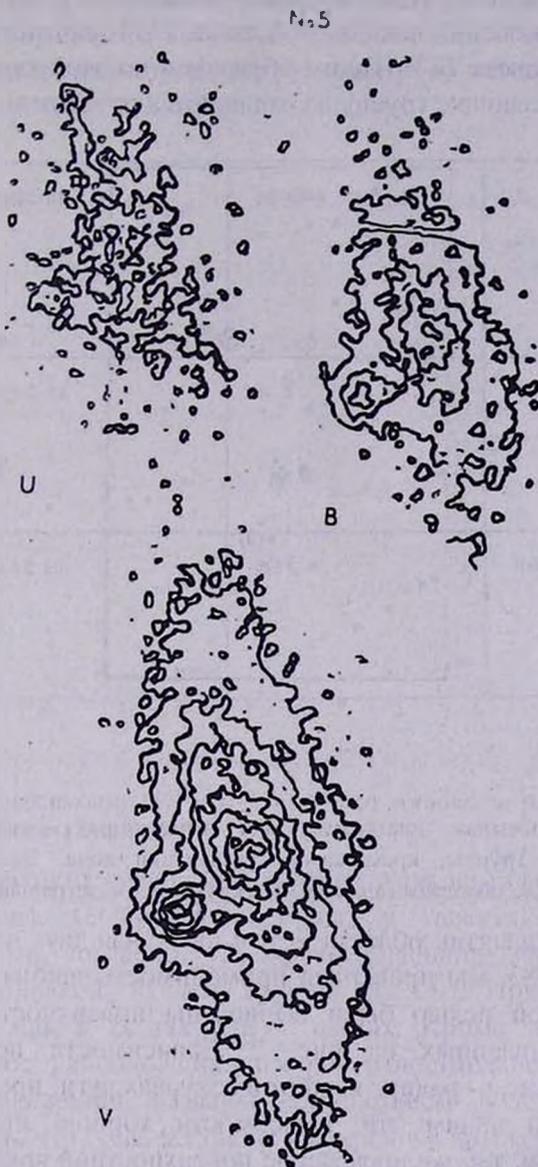


Рис. 2. Продолжение.

При этом как в случае членов группы, так и в случае галактик поля градусы изменения показателей цвета  $U-B$  значительно больше, чем показателей цвета  $B-V$ . Таким образом и по этой характеристике галактики, составляющие группу не отличаются от галактик поля.

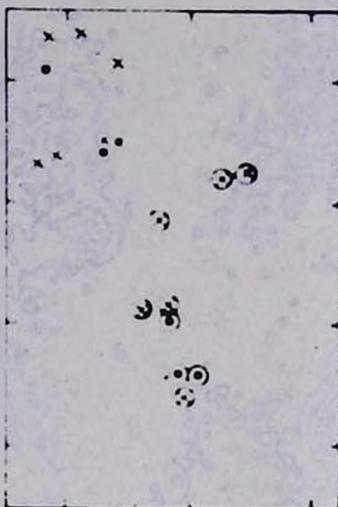


Рис. 3

Рис.3. Двухцветная диаграмма для измеренных галактик. Точкам обозначены члены группы, крестиками - галактики поля. Знаки в кружках соответствуют ядерным областям галактик, без кружков - интегральным цветам.

Для E и S0 галактик области, в том числе для двух членов группы NGC 80 и NGC 83, мы проверили применимость закона де Вокулера  $I(r) \sim r^{-1/4}$ . С этой целью были вычислены поверхностные яркости изоденс, представленных на рис. 2. Зависимости поверхностных яркостей от  $r^{1/4}$ , где  $r$  - радиус изофот в секундах дуги, представлены на рис. 5. Как мы видим эти зависимости хорошо представляются прямыми линиями, т.е. распределение поверхностной яркости в E и S0 галактиках подчиняется закону де Вокулера.

5. **Заключение.** В настоящей работе проведена детальная  $UBV$ -фотометрия трех членов группы GN 3 из списка Геллер-Хукра [12] и

шести галактик в окружающей области. Для всех галактик построены изодены и определены звездные величины и показатели цвета  $U-B$  и  $B-V$  в разных диаметрах вокруг центров галактик. Полученные результаты приводят к следующим выводам:

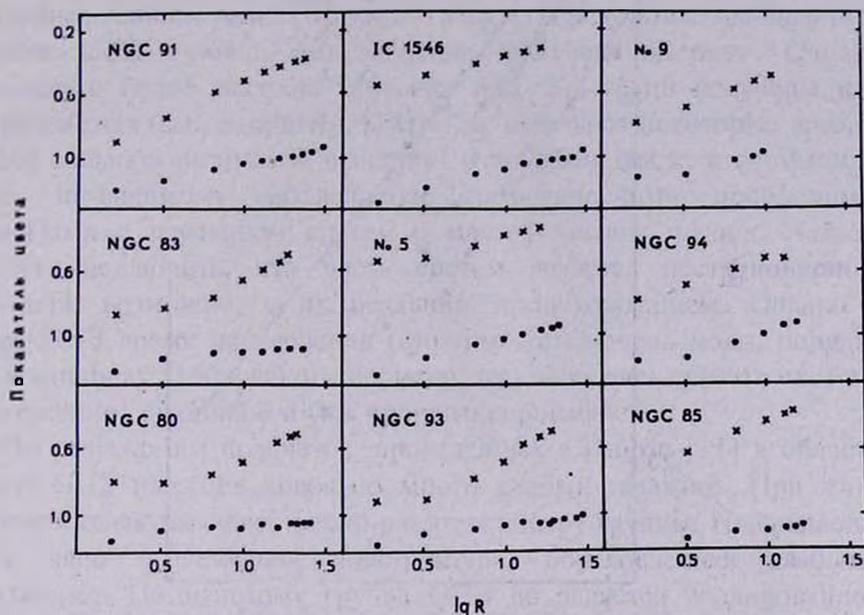


Рис.4. Зависимости  $U-B$  и  $B-V$  цветов от логарифма радиуса круга, внутри которого определены эти цвета.

а) Нет никаких следов деформации изодене галактик, входящих в состав группы. С другой стороны, у галактики NGC 93, не принадлежащей, согласно [12], группе, внешние изофоты искажены на стороне, близкой к члену группы NGC 91. При этом искажение наблюдается как в  $B$ , так и в  $V$  цветах. Кроме того, наблюдается асимметричное расположение изофот относительно ядра галактики. Если эти искажения вызваны воздействием NGC 91, то можно предположить, что NGC 93 также является членом группы.

б) Как по интегральным показателям цвета  $U-B$  и  $B-V$ , так и по распределению цветов члены группы не отличаются от галактик поля.

в) Профили яркости эллиптических и линзовидных галактик в группе и окружающей области почти регулярные и следуют закону  $I(r) \sim r^{-1.4}$  де Вокулера.

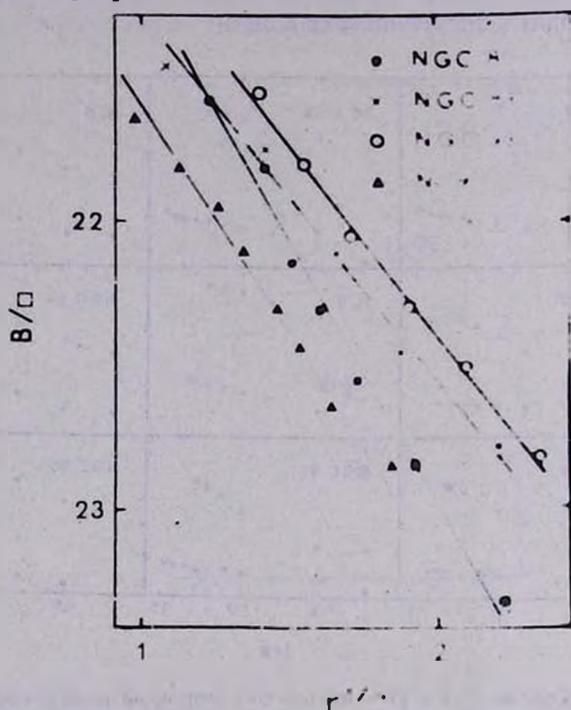


Рис. 5. Распределение поверхностной яркости галактик NGC 80 (точки), NGC 83 (крестики), NGC 93 (кружки) и N 9 (треугольники).

Учитывая все четыре члена группы, мы вычислили отношение масса к светимости для группы по формуле

$$M/L = 1.35 \cdot 10^9 \sigma_v^2 R_H / L,$$

где  $M$  и  $L$  интегральные масса и светимость группы в солнечных единицах,  $\sigma_v$  - дисперсия лучевых скоростей в км/с, которая в случае группы ГНЗ равна 468 км/с, а  $R_H$  - гармонический радиус группы в мегапарсеках, вычисленный по формуле, приведенной в работе Рамелла и др. [14]

$$R_n = \frac{\pi V_r}{H_0} \sin \left\{ \frac{1}{2} \left[ \frac{n_g(n_g - 1)}{2} (\sum_i \sum_{j < i} \theta_{ij}^{-1})^{-1} \right] \right\}$$

Здесь  $V_r$  - средняя радиальная скорость группы,  $n_g$  - число членов,  $\theta_{ij}$  - угловое расстояние между членами группы, а  $H_0$  - постоянная Хаббла, равная  $75 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$ . В результате мы получили значение  $M/L = 640$ . Это значение довольно высокое. Однако подобные и более высокие значения  $M/L$  для групп получены и в других работах (см., например, [14]). Как отмечают некоторые авторы [15,16] большой разброс в значениях отношения масса к светимости групп, по-видимому, объясняется статистическими проблемами, связанными с изучением систем с малым числом членов. Нельзя, конечно, исключить, что часть систем является нестационарной, связанной, возможно, с их недавним происхождением. Однако в случае ГИЗ время пересечения (crossing time) очень мало, порядка 0.01 в единицах хаббловского времени, что позволяет считать систему гравитационно связанной и уже прорелаксировавшей.

По результатам подсчетов, проведенных в работе [11] в области группы ГИЗ имеются довольно много слабых галактик. При этом плотность галактик существенно растет к центру группы. Наблюдается также явно выраженная подструктура, обусловленная слабыми галактиками. По-видимому группа ГИЗ не является изолированной системой. Учет этого обстоятельства может изменить полученное значение отношения масса к светимости.

Авторы благодарны М.А.Оганисяну за помощь в наблюдениях, М.Ш.Карастяну - за оказанное содействие в использовании программы AIDA, Л.Л.Наханяни - за помощь при измерениях на PDS.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория



## UBV-PHOTOMETRY OF GALAXIES IN GROUPS AND IN SURROUNDINGS. THE GELLER-HUCKRA GROUP GH3

A.T.KALLOGHILIAN, H.H.NIKOGHOSSIAN

The results of UBV-photometry of three galaxies in the Geller-Huckra group N3 and of six galaxies in surroundings are given. The isodences of galaxies are constructed, the integral magnitudes,  $U-B$ ,  $B-V$  colour indices are determined and the brightness and colour distributions are investigated. It is shown that by several photometric features the group members do not differ from field galaxies.

## ЛИТЕРАТУРА

1. P.Hickson, *Astrophys. J.*, 255, 382, 1982.
2. J.W.Sulentic, *Astrophys. J.*, 322, 605, 1987.
3. D.Bettoni, G.Fusano, in "Galaxy Environments and the Large Scale Structure of the Universe", Trieste-Italy, ed. G.Giuricin, F.Mardirossian, M.Mezzetti, 1991.
4. D.Bettoni, F.Bertola, L.M.Buson, L.Muir, in "Galaxy Environments and the Large Scale Structure of the Universe", Trieste-Italy, ed. G.Giuricin, F.Mardirossian, M.Mezzetti, 1991.
5. В.И.Ремезников, И.Я.Сотников, *Астрофизика*, 36, N 3, 1993.
6. F.Schweizer, *Astrophys. J.*, 252, 455, 1982.
7. G.S.Wright, P.A.James, R.D.Joseph, I.S.Melenn, *Nature*, 344, 417, 1990.
8. V.P.Reshetnikov, in "Galactic Bulges", IAU Symp. N153, Abstracts, 1992.
9. J.M.Schombert, J.F.Wallin, C.Struck-Marcell, *Aetron. J.*, 99, 497, 1990.
10. G.Giuricin, F.Mardirossian, M.Mezzetti, *Astron. Astrophys.*, 62, 157, 1985.
11. А.Т.Каллоглиан, С.Р.Уланян, *Астрофизика*, 33, 403, 1990.
12. M.J.Geller, J.P.Huckra, *Astrophys. J.Suppl. ser.*, 52, 61, 1983.
13. G.de Vaucouleurs, A.de Vaucouleurs, H.Corwin, SRCBG, Univ.of Texas Press, Austin, 1976.
14. M.Ramella, M.J.Geller, J.P.Huckra, *Astrophys. J.*, 344, 57, 1989.
15. J.Heisler, S.Tremaine, J.N.Balcells, *Astrophys. J.*, 298, 8, 1985.
16. R.Nolthenius, S.D.M.White, *Mon.Not.Roy.Astr.Soc.*, 225, 505, 1987.

УДК: 524.7:520.82

## ФОТОГРАФИЧЕСКАЯ ФОТОМЕТРИЯ ДВУХ НЕБОЛЬШИХ ГРУПП ГАЛАКТИК

Р. К. ШАХБАЗЯН, П. ПОГНИ, Ф. В. БАЙЕР

Поступила 20 января 1993.

Принята к печати 10 мая 1993

На основе наблюдательного материала, полученного в Таушенбургской и Бюраканской обсерваториях, проведено колориметрическое и морфологическое изучение двух групп А и В галактик, расположенных в окрестности шарового скопления М3. В работе применяются разные методы фотометрии с целью выявления и, по возможности, исключения систематических ошибок, возникающих при фотометрии галактик разными методами. Уточнена природа объектов, составляющих группы, выявлены звезды, проектирующиеся на область. В морфологическом исследовании особое внимание было уделено разделению компактных галактик от звезд. По расположению членов групп А и В на двухцветной диаграмме оцениваются их приближенные красные смещения, размеры групп и пространственные плотности галактик в группах. Делается вывод, что группы А и В, вероятно, в пространстве не связаны. Группа А - относительно широкая группа, состоящая из Е, S галактик. Группа В - компактная группа высокой пространственной плотности (порядка  $3 \cdot 10^4$  галактик  $\text{Мпк}^{-3}$ ), содержащая относительно компактные галактики.

1. *Введение.* На расстоянии 20 и 32 минуты дуги к северо-западу от шарового скопления М3 наблюдаются две группы:

Группа А      $\alpha = 13^{\text{h}}39^{\text{m}}.3$       $\delta = +28^{\circ}57'$      (1950)

" В      $\alpha = 13^{\text{h}}38^{\text{m}}.8$       $\delta = +29^{\circ}08'$      " ,

содержащие относительно компактные галактики (рис.1).

Являются ли эти группы частью одной большой системы, или случайно проектируются на один и тот же участок неба? Чтобы ответить на этот вопрос, проведена фотографическая фотометрия наиболее ярких членов этих групп. При этом, специальное внимание

было уделено компактным членам в группах и выяснению их звездной или галактической природы.

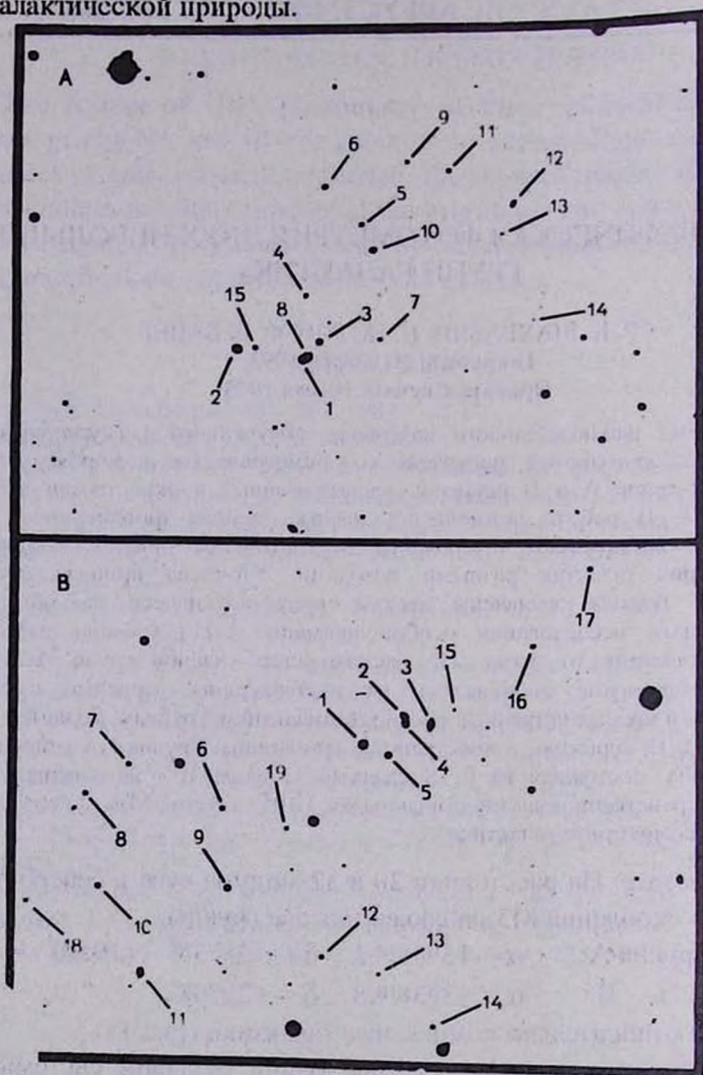


Рис. 1. Фотографии групп А и В, полученные на 2.6 м телескопе Бюраканской обсерватории на эмульсии Kodak II-F, без фильтра. Экспозиция 30 минут. Масштаб  $\sim 3''/5\text{мм}$ . Север сверху, восток слева.

В работе применяются разные методы фотометрии с целью выяснения и, по возможности, исключения систематических ошибок,

которые могут возникнуть при фотометрии диффузных объектов методами, частью даже а priori плохо пригодными.

Работа проводилась в течение нескольких лет. Несмотря на это, и вытекающую из этого некоторую неоднородность, мы считаем разумным публикацию помимо фотометрических результатов, также и методических рассуждений, так как не всегда, даже сегодня, возможно (или удобно) применение наиболее совершенных методов.

В области шарового скопления М3, где расположены рассмотренные группы, Рихтер и др. в свое время искали яркие компактные галактики [1]. Фотометрия этих объектов, включая и несколько объектов из двух наших групп, была проведена методом ирисовой фотометрии самим Рихтером и др. [1], Бронкаша (неопубликовано, ср. с [3]), а также на пластинках, полученных Нотти [2] методом прихвояющей кассеты. Ниже мы будем пользоваться результатами этих работ.

## 2. Фотометрия методом прихвояющей кассеты.

Использованы те же пластинки, что и в работе [2], изготовленные одной V пластинкой, полученной, как и вышеуказанный наблюдательный материал, в шмидтовском фокусе двухметрового универсального телескопа в Таузенбурге. Шкала звездных величин задана *UBV* стандартами Сепидджа [4] и звездными величинами Нотти [2]. Площадь прихвояния составляла 9"х 9". Она заметно больше диаметра большинства измеренных объектов, поэтому поправки на полную яркость, согласно [16] и [2], были невелики и не вносились. Нужно иметь в виду, однако, что полные звездные величины объектов в диапазоне 18<sup>m</sup> - 19<sup>m</sup> могут быть примерно на 0.2 - 0.3 зв. величины ярче; показатели цвета в поправках почти не нуждаются. Кроме того, близко у предела пластинки могут быть дополнительные систематические ошибки до 0.1 - 0.2 зв. величин, обусловленные неустойчивостью слабой части характеристической кривой, проведенной по небольшому числу звезд сравнения.

Результаты измерений приведены в столбцах 5-8 табл. 2 и 3.

## 3. Измерения методом сканирования.

В настоящее время наиболее совершенным и удобным методом для оценки полной яркости протяженных объектов фотографической фотометрией является измерение фотопластинки сканированием. Слабые внешние

части галактик при этом включаются в измерения до некоторой предельной изофоты, до которой ведется интегрирование. Таким образом, и здесь до "полной" яркости остается некоторая поправка.

Шкала звездных величин задается лабораторной калибровкой эмульсии. Нульпункт берется от объекта известной величины, при этом можно взять и (слабые) звезды. Таким образом, отпадает необходимость в большом числе калибровочных объектов разных звездных величин.

С целью исследования систематических эффектов по сравнению с фотометрией, проводимой с помощью ИГРИХ-кассеты, мы измерили одну шпательку в системе *B* с далеко идущим пределом. Пластишка получена на 2-метровом телескопе системы Шмидта в Таушенбурге. Измерения проводились на сканирующем фотометре Центрального Института Астрофизики в Потсдаме. Интегрирование проводилось до трех и до пяти зв. величины ниже фона ночного неба (примерно до  $24^m$  и  $26^m$  с кв.сек. дуги). Нульпунктом служили звезды, измеренные Бронкшиа после исправления последних ([3], см. ниже, раздел присовой фотометрии).

Результаты измерений приведены в столбцах 12 и 13 табл. 2 и 3.

Сравнение с измерениями, проведенными с помощью ИГРИХ-кассеты, показывает, что по данным сканирующей фотометрии галактики получаются ярче. При интегрировании до трех и до пяти зв. величины ниже фона ночного неба для 11 галактик с заметным диаметром систематическая разность составляет  $-0.36 \pm 0.21$  и  $-0.42 \pm 0.21$  зв. величины соответственно. Для пяти компактных галактик (объект А7 исключается) эта разность равна  $-0.08 \pm 0.28$  и  $-0.20 \pm 0.36$  зв. величины (средние отклонения даны для отдельных галактик).

Сравнение полученных величин с приведенными в [2] оценками поправок в  $\sim -0.30$  зв. величины на "полную" яркость для ИГРИХ-измерений умеренно компактных галактик около  $18.5$  зв. величины, показывает удовлетворительное согласие.

4. Измерения диафрагмой постоянного диаметра с привязкой к стандартам разного типа: внефокальным, компактным, звездным. Использован наблюдательный материал, полученный ранее для фотометрии скопления Шахбазян I на метровом

телескопе системы Шмидта Бюраканской астрофизической обсерватории [5]. Он включал серию снимков, полученных в *B* и *V* цветовой системе, для парового скопления МЗ в фокусе и рассеянного звездного скопления в Сота со смещением фокуса на 4 мм, полученных в одни те же ночи при одинаковых условиях.

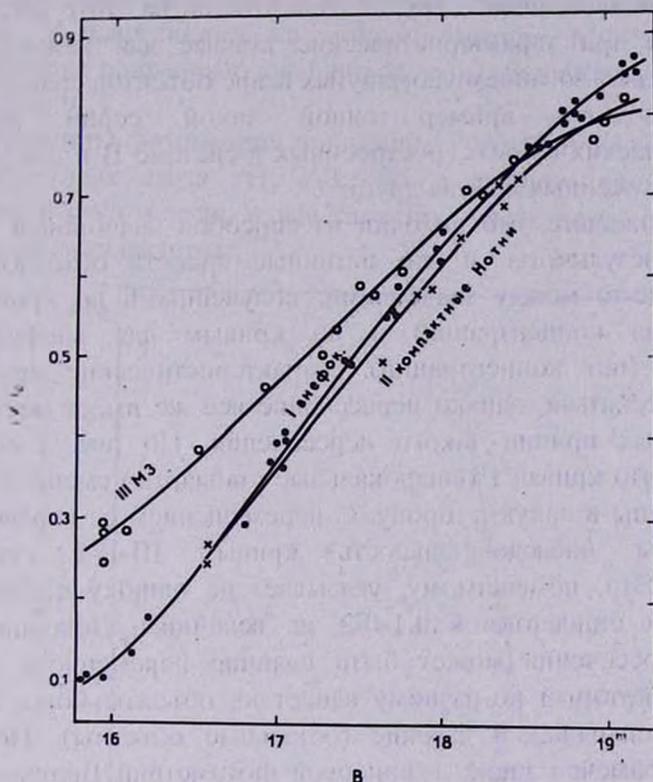


Рис. 2. Характеристические кривые, построенные по трем типам объектов сравнения и наложенные друг на друга. Кривая I построена по внефокальным изображениям звезд сравнения в области Сота [6], со смещением фокуса на 4 мм. Кривая II - по компактным галактикам около парового скопления МЗ [2], кривая III по фокальным изображениям звезд сравнения в области МЗ [4]. На оси ординат отмечено отношение  $i/i_0$ , где  $i$  - прозрачность измеряемого объекта,  $i_0$  - прозрачность фона в его окрестности. На оси абсцисс даны интегральные *B*-величины в пределах диафрагмы диаметром 9".7.

Итак, для фотометрии объектов в группах *A* и *B* мы могли пользоваться стандартами трех типов: внефокальными (*B* и *V*

величины взяты из работы Аргю [6]), умеренно компактными галактиками ( $B, r$  зв. величины приведены в [2]), переход к  $V$  величинам проводился с помощью соотношения  $B - r = 1.48 (B - V)$  и с использованием звездных стандартов Сепиджа [4].

Какой из вышеприведенных стандартов более всего подходит для фотометрии чисел наших групп? Для ответа на этот вопрос мы построили по три характеристические кривые для каждой серии негативов с использованием упомянутых выше объектов сравнения. На рис. 2 приводится пример одной такой серии из трех характеристических кривых, построенных в системе  $B$  и для удобства сравнения наложенных друг на друга.

Следует ожидать, что ни один из способов калибровки не даст правильных результатов, и что истинные яркости объектов будут находиться где-то между значениями, полученными по кривым для звезд (высшая концентрация) и по кривым для внефокальных изображений (нет концентрации). Характеристические кривые не должны пересекаться, однако пересечение все же имеет место. Есть ряд возможных причин такого пересечения. По рис. 2 создается впечатление, что кривая I (внефокальные стандарты) смещена на 0.1-0.2 зв. величины в яркую сторону. С перемещением ее вправо на 0.2 зв. величины последовательность кривых III-II-I становится нормальной. Это, по-видимому, указывает на ошибку в нульпункте внефокальных стандартов в 0.1-0.2 зв. величины. Дополнительной причиной пересечения может быть наличие переменного фона в области M3, который по-разному влияет на объекты более близкие (стандарты Сепиджа) и далекие (остальные объекты). Подобный эффект был замечен также в присовой фотометрии Бронкалла (см. ниже). Не исключено также отклонение опубликованных в [2] зв. величины компактных галактик в слабую сторону, несмотря на то, что площадь прихвата почти равна площади диафрагмы при фокальных измерениях. Этим обстоятельством можно, вероятно, объяснить то, что характеристическая кривая, построенная по компактным галактикам, не расположена между двумя другими, как следовало бы ожидать, а оказалась довольно близко к кривой, построенной по внефокальным стандартам. Отклонение между двумя этими кривыми не превышает 0.1 зв. величину. Очевидно, что измерения не очень компактных галактик можно обрабатывать, не

опасаясь больших систематических ошибок, используя одну из этих двух кривых. Результатом будет яркость внутри диафрагмы измерения  $9''.7$ . Звездоподобные объекты, конечно, нужно привязывать к звездным стандартам.

Фотометрия наиболее ярких членов группы проводилась по двум  $B$  и двум  $V$  пластинкам на микрофотометре МФ-2 Бюраканской обсерватории с помощью диафрагмы, вырезающей на негативах круг с диаметром  $9''.7$ .

Результаты фотометрии приведены в столбцах 14 и 15 табл. 2 и 3. Для вероятных звезд  $\Lambda 1$ ,  $\Lambda 3$ ,  $B 5$  в таблицу вошли результаты фокальной фотометрии, а для галактик - результаты фотометрии по компактным галактикам.

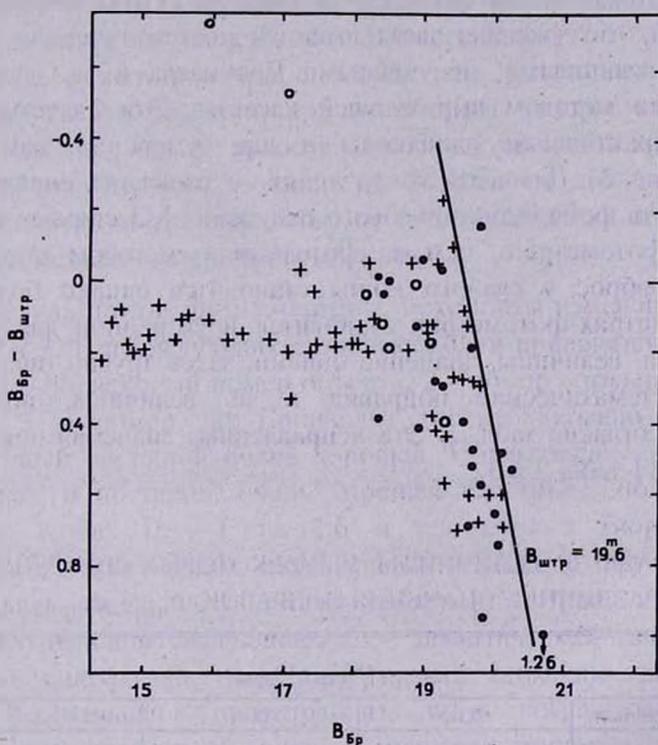


Рис. 3. Систематические различия между  $B$  - величинами, полученными Бронкэтом и  $B$  - величинами, полученными методом прихвоящей кассеты. Указана предельная величина прихвоящей фотометрии. Звездные величины взяты из табл. 3 настоящей работы, из работ [2 и 3] и из неопубликованных данных Нотти

и Бронкалла. Крестиками обозначены звезды, пустыми кружками - галактики, заполненными кружками - компактные галактики.

5. Измерения методом ирисовой фотометрии. Ирисовая фотометрия звезд и звездоподобных объектов в области МЗ несколько лет тому назад была проведена Бронкалла (неопубликовано, ср. с [3]).  $UBV$  величины Бронкалла получили по четырем  $B$ , четырем  $V$  и трем  $U$  негативам, поэтому они имеют меньшие внутренние ошибки, чем наши измерения. Желательно пойти пути к использованию результатов этой фотометрии. Вообще, ирисовая фотометрия для галактик не даст разумных результатов, однако такие измерения можно использовать, если эмпирически известен переход от измерений с ирисом к истинным звездным величинам. Примеры такого перехода можно найти у Нотни [2] для фотометрии Рихтера [1]. В данном случае оказывается, что уже для звезд имеются систематические различия между зв. величинами, полученными Бронкалла и зв. величинами, полученными методом прихвояющей кассеты. Эти систематические различия практически одинаковы и для (умеренно компактных) галактик (рис. 3). Для звезд эти различия обусловлены, очевидно, тем, что плотность фона около шарового скопления МЗ сильнее влияет на ирисовую фотометрию, чем на фотометрию методом прихвояющей кассеты. Разброс у слабого конца становится однако большим и, поскольку прихв-фотометрия становится неуверенной для объектов слабее 19 зв. величины, значение ошибок здесь трудно оценить. Мы внесли систематические поправки в зв. величины, полученные Бронкалла согласно табл. 1. Эти исправленные значения приведены в столбцах 9-11 табл. 2 и 3.

Таблица 1

ИНТЕРВАЛЫ ЗВ. ВЕЛИЧИН  $U$  В  $V$ , ДЛЯ КОТОРЫХ СПРАВЕДЛИВЫ  
РАЗЛИЧНЫЕ ЗНАЧЕНИЯ ПОПРАВКИ  $m_{\text{ирир}} - m_{\text{ирис}}$

Цвет	$m_{\text{ирир}} - m_{\text{ирис}}$				
	0.00 зв. вел.	-0.05	-0.10	-0.15	-0.20
$U$	$U > 18^{\text{m}}.8$	$18^{\text{m}}.0 < U \leq 18^{\text{m}}.8$	$17^{\text{m}}.0 < U \leq 18^{\text{m}}.0$	-	-
$B$	-	-	-	$B < 19^{\text{m}}.3$	$B \geq 19^{\text{m}}.3$
$V$	-	$V < 18^{\text{m}}.0$	$V \geq 18^{\text{m}}.0$	-	-

### 6. *Применяемость разных методов фотометрии.*

Обобщая результаты фотометрии, выполненной разными методами, можно сказать, что систематические различия в зв. величинах обусловлены, в первую очередь, влиянием степени концентрации измеряемых объектов. Кроме того, неоднородность фона в данной области вносит дополнительные отклонения, особенно при ирисовой фотометрии. Из общих соображений ясно, что для фотометрии галактик лучше всего пользоваться скапирующей фотометрией. Такая фотометрия может быть успешно замещена, в первую очередь, методом итрихующей кассеты и, во вторую очередь, фокальной фотометрией с помощью постоянной диафрагмы и с привязкой к компактным (или вообще небольшим по размерам) галактикам. При этом нужно учесть, что измеряются лишь некоторые центральные участки галактик (в нашем случае в пределах 9"-10"). Ирисовая фотометрия, ориентировочно способна дать результаты только для (умеренно) слабых величин, при этом цвета измеряемых объектов страдают меньше, чем их яркости. Для объектов малой концентрации (галактики типа Igg, Sc) привязка к внефокальным стандартам должна дать результаты, почти свободные от систематических ошибок, пока диафрагма меньше измеряемого объекта.

7. *Результаты фотометрии.* Результаты измерений собраны в табл. 2 и 3. В последующих столбцах таблиц приводятся следующие данные: 1 - порядковый номер объекта, 2 - номер согласно Рихтеру и др. [1], 3 - номер по Броукаша (неопубликовано), 4 - тип, определенный по одной очень хорошей V пластинке, полученной в Тауценбурге и по одной очень хорошей пластинке, полученной на эмульсии, Kodak II - F на 2.6 м телескопе в Бюракане. При определении типа ярких центральных галактик группы В мы пользовались также результатами изоденситометрии, изложенными ниже. Обозначения следующие: E - эллиптическая галактика, S - возможно спиральная галактика (низкая поверхностная яркость, низкая центральная концентрация), c - компактная, высокая поверхностная яркость, c! - очень компактная, может быть звездой, x: - возможно звезда, x - по всей вероятности, звезда. В столбцах 5 - 15 представлены измерения.

При сравнении данных таблиц 2 и 3 нужно учесть, что, частично, они относятся к разным участкам галактик. Сравнимые данные из фотометрии с пгрих-кассетой и с постоянной диафрагмой мы объединили в одно целое. Несмотря на принципиальные оговорки, мы добавляем к ним также измерения с ирисом с коррективками, изложенными в разделе по ирисовой фотометрии. При этом, в разных гиперлалах зв. величин измерениям Бронкалла и измерениям с пгрих-кассетой придавался вес в следующих соотношениях: 1:1 при  $U, V < 18^m.0$ ,  $B < 18^m.5$ ; 2:1 при  $U, V > 18^m.5$ ,  $B > 19^m.0$  и 1.5:1 в промежуточных случаях. Измерениям с постоянной диафрагмой мы отдавали такой же вес, что и измерениям пгрих-кассетой.

Общее среднее (исключая сканирующую фотометрию, а также вытекающие из них показатели цвета), приведены в табл. 4. Некоторая оценка внешней точности трех независимых рядов измерений для объектов ярче  $19^m.0$  дается средним квадратичным отклонением отдельных измерений. Для всех серий оно меньше 0.09 зв. величин.

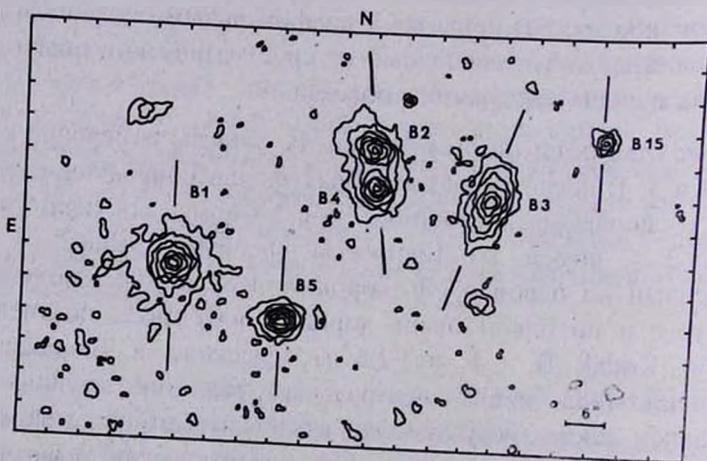


Рис. 4. Картины излучения галактик группы В, построенные на основе снимка, полученного на 2.6 м телескопе Бюраканской обсерватории на эмульсии Kodak II-F, без фильтра. Изолинии нанесены шагом  $\Delta I = 0.1$  по плотности. Прямые линии указывают направление фотометрических разрезов (а). Они не всегда совпадают с большой осью галактики. б - направление перпендикулярное а.

Таблица 2  
ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ ГАЛАКТИК И ЗВЕЗДОПОДОБНЫХ ОБЪЕКТОВ В ГРУППЕ А,  
ОПРЕДЕЛЕННЫЕ РАЗНЫМИ МЕТОДАМИ

ш/п	№		Тип	Штрих-кассета				Ирис фотометрия			Сканирующая фотометрия		Постоянная диафрагма	
	[1]	[3]		U	B	V	r	U	B	V	B <sub>24</sub>	B <sub>26</sub>	B	V
А-1			x	18.57	17.68	16.28	15.75				17.11 <sup>*)</sup>	17.13 <sup>-1)</sup>	17.56	16.35
2	III-19		cE1	18.71	18.13	17.01	16.37				17.81	17.78	18.17	17.03
3		14-263	x		18.61	17.20	16.46	20.16	18.65	17.34	18.78	18.68	18.51	17.11
4		14-264	E.; SB:		19.70	18.53	18.10	20.24	20.03	18.99	19.70	19.28		
5		14-261	cE2; S0		19.61	18.46	18.00	19.88	19.89	18.80	19.25	19.34		
6			SO.; E:	19.0	19.33	18.38	18.03				19.06	18.90		
7			x.; c!E1:		19.43	18.65	17.72				20.84	20.67		
8			cE0	Накладывается на А1							-	-		
9		14-260	x.; cE0:		20.00	18.61	17.95		19.64	18.72	19.46	19.28		
10		14-262	S:	18.9	19.01	18.44	17.84	19.30	19.10	18.81	18.71	18.58		
11		14-259	x		18.94	18.32	17.11		19.68	18.05	19.48	19.55		
12			S.; Irr:	19.0	19.25	18.80	17.92				18.82	18.85		
13			x.:			19.05	18.20				-	-		
14			E0:				18.03				-	-		
15		14-265	x:		19.02	18.61	18.00	19.62	19.42	18.53	19.21	19.31		

Примечание: \*) содержит А8. А1 имеет очель близкая галактика А8

Таблица 3

ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ ГАЛАКТИК И ЗВЕЗДНОПОДОБНЫХ ОБЪЕКТОВ В ГРУППЕ В,  
ОПРЕДЕЛЕННЫЕ РАЗНЫМИ МЕТОДАМИ

ш/п	№		Тип	Штрих-кассета				Ирис фотометрия			Сканирующая фотометрия		Постоянная диафрагма	
	[1]	[3]		U	B	V	r	U	B	V	B <sub>24</sub>	B <sub>26</sub>	B	V
B-1	1-79	9-167	cEO	18.98	18.39	17.32	16.63	19.12	18.22	17.50	17.85	17.80	18.55	17.43
2+4			cE2+c!EO	18.72	18.40	17.50	16.64							
3	1-78	III-2	Sn(серебр)	18.57	18.43	17.59	16.96	18.38	17.94	17.79	18.09	18.23	18.38	17.47
4			c!EO	Покладывается на B2										
5	III-11	9-166	x; пер.	17.9	17.94	19.94	17.25	18.38	17.94	17.79	18.10	18.16	18.07	17.79
6			x	18.70	17.94	19.94	17.25							
7	III-11	10-171	x		19.38	18.16	17.32	19.83	18.19	19.49	19.24	19.57	19.54	
8			x		19.25	18.22	17.51							19.33
9	III-13	10-170	c!EO		19.41	18.34	17.81	17.86	17.90	17.49	18.12	18.25	18.90	18.84
10			x; c!EO:	17.95	17.88	17.61	17.24							
11	III-12	10-175	c!EO; SO:		18.57	17.98	17.39	19.82	19.46	17.98	17.86	17.96	17.86	17.96
12			Sc	18.70	18.57	17.98	17.39							
13	III-12	9-218	x		19.56	18.34	18.03	19.95	19.51	18.72	19.36	19.08	19.45	19.40
14			x:		18.56	19.24	18.37							
15	III-12	9-217	x;; s!EO::		19.24	18.37	18.10	19.95	19.51	18.72	19.36	19.08	19.36	19.08
16			x;;; c!EO:		18.56	19.24	18.37							
17	III-12	9-163	E2;; SO:		19.30	18.70	18.40	19.97	19.84	19.02	19.24	19.25	18.85	18.92
18			x	18.80	18.94	18.64	18.24							
19	III-12	9-127	x		19.48	17.99	17.25	20.52	19.18	19.18	19.43	19.50	19.43	19.50
19			EO; S		19.46	18.66	18.23							

Примечания. В(2+4) - двойной объект, зв. величины имеют большие систематические ошибки. Достоверна лишь суммарная величина, полученная по сканирующей фотометрии. +) данные относятся только к объекту В2, для В(2+4), В: 18.11, V: 16.74. В5 - переменная звезда, по цвету она похожа на звезду RR Лиры. В14 - U зв. величины по штрих - измерениям расходятся (возможно, есть дефект на негативе).

### 8. Изоденситометрия центральных галактик группы В.

Для уточнения морфологии центральных галактик группы В на микроденситометре PDS - 1010А Бюраканской обсерватории была проскапирована пластинка, полученная на 2.6-м телескопе на эмульсии Kodak II-F, без фильтра (рис. 1). Сделана изоденситометрия и построены профили распределения поверхностной яркости галактик группы В. На рис. 4 и 5 приведены картины изоденс (с шагом  $\Delta D = 0.1$ ) и профили распределения яркости вдоль больших (а) и малых (б) осей галактик группы (в долях от максимальной поверхностной яркости). Для сравнения приведены также картины изоденс и профили яркости звезды В5.

Морфологический тип определялся по снимку 2.6 м телескопа, а также по картинам изоденс и профилям яркости галактик. Галактика В1 классифицируется как относительно компактная галактика высокой поверхностной яркости, типа E0. Наружная изоденса и профили яркости указывают на наличие слабой оболочки неправильной формы. Галактика В3 - спиральная галактика раннего морфологического типа (вероятно Sa), видимая с ребра. Она имеет большой балдж высокой поверхностной яркости и не совсем симметричную оболочку. В1 и В3 - самые яркие галактики группы. В2 - эллиптическая галактика типа E2. Все изоденсы, кроме центральной, вытянуты в направлении большой оси галактики. В4 - компактная галактика высокой поверхностной яркости типа E0. На профиль (а) накладывается галактика В2, профиль яркости (б) близок профилю звезды. В2 и В4 - тесная пара близких по яркости галактик, погруженная в общую оболочку. На рис. 4 хорошо видны внешние изоденсы, обволакивающие обе галактики. Разрез (а) проходит через ядра двух галактик (рис. 5), разрезы (б) проходят через ядра каждой из них, в направлении, перпендикулярном разрезу (а), В15 - вероятно, слабая звезда, проскапывающаяся на область.

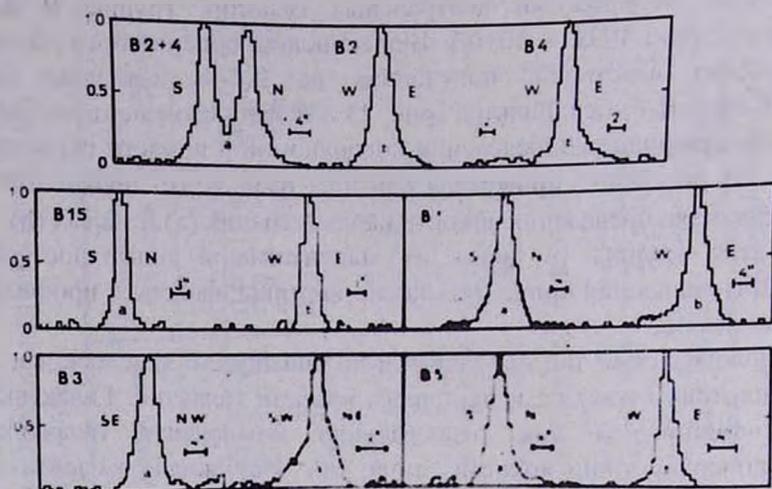


Рис. 5 Профили распределения поверхностной яркости галактик группы В.

9. *Свойства групп А и В.* Мы попытались сделать некоторые выводы из полученных результатов. Сопоставляя морфологическую классификацию объектов (табл. 2 и 3) с их расположением на двухцветной диаграмме (рис. 6), мы установили звездную природу объектов А3, В9, В17 и вероятную звездную природу объектов А15 и В14. Кроме того, по структуре изображений объекты А1, А11, А13, В5, В6, В7, В12, В18 также не отличаются от звезд. Заметим, однако, что объект В7 Рихтер считал галактикой [1].

Итак, в группе А остается 10 объектов (А - 2, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 10, 12, 14). Из них три (А6, А10 и А12) имеют относительно низкие поверхностные яркости 2(+1) - (А7, А9:), (+А15:) - возможно, компактные галактики. Объекты А9 и А15 могут быть звездами. В группе В - 11 объектов (В - 1, 2, 3, 4, 8, 10, 11, 13, 15, 16, 19), из них 2 (В11, В19) имеют низкие поверхностные яркости, 4(+2) - (В8, В10, В13:, В15:), (+В7:, В14:) - возможно, компактные галактики; объекты В7, В13, В14, В15 могут быть звездами. Показатели цвета подтверждают определенный по морфологии тип Sa-Sc объектов А10, А12, В3, В11.

Таблица 4

СРЕДНИЕ ЗВ. ВЕЛИЧИНЫ И ПОКАЗАТЕЛИ ЦВЕТА ГАЛАКТИК И ЗВЕЗДОПОДОБНЫХ ОБЪЕКТОВ В ГРУППАХ А И В

Объект	$\bar{U}$	$\bar{B}$	$\bar{V}$	$\bar{U}-\bar{B}$	$\bar{B}-\bar{V}$	$\bar{B}-r$
Группа А						
А-1 x	-	-	-	-	-	-
2	18.71	18.15	17.02	0.58	1.13	1.78
3 x	20.16	18.59	17.22	1.53	1.37	2.13
4	20.24	19.92	18.76	0.32	1.16	1.82
5	19.88	19.80	18.63	0.08	1.17	1.80
6	19.0	19.33	18.38	-0.33	0.95	1.30
7	-	19.43	18.65	-	0.78	1.71
8	-	-	-	-	-	-
9	-	19.76	18.66	-	1.10	1.81
10	19.17	19.07	18.62	0.10	0.45	1.23
11 x	-	19.43	18.18	-	1.25	2.32
12	19.0	19.25	18.80	-0.25	0.45	1.33
13 x	-	-	19.05	-	-	-
14	-	-	-	-	-	-
15x:	19.62	19.29	18.57	0.33	0.72	1.29
Группа В						
В-1	19.07	18.39	17.42	0.77	0.97	1.76
2	-	-	-	-	1.41:	-
3	18.57	18.40	17.53	0.12	0.87	1.44
4	-	-	-	-	1.32:	-
5 x	18.4	18.0	17.8	-	-	-
6 x	-	19.68	18.18	-	1.50	2.36
7 x:	-	19.25	18.22	-	1.03	1.74
8	-	19.41	18.34	-	1.07	1.60
9 x	17.90	17.89	17.55	0.01	0.34	0.65
10	19.82	19.30	17.91	0.52	1.39	2.19
11	18.70	18.57	17.98	0.13	0.59	1.18
12 x	-	19.55	18.37	-	1.18	1.52
13	-	-	18.59	-	-	-
14 x	19.9:	19.42	18.54	0.5	0.88	1.32
15	-	-	-	-	-	-
16	19.97	19.66	18.86	0.31	0.80	1.26
17 x	18.93	18.93	18.54	0.00	0.39	0.69
18 x	-	19.48	17.99	-	1.49	2.23
19	-	20.17	18.92	-	1.25	1.94

Самая голубая галактика А6 по цвету скорее соответствует морфологическому типу -Sc; не исключается возможность наличия голубого ядра в этой галактике. Возможная спиральная галактика В19 имеет очень красный показатель цвета В-г и, вероятно, является протектирующей на область более удаленной галактикой фона.

Отклонение показателей цвета объектов группы А на рис. 6 от показателей цвета нормальных галактик соответствует примерно красному смещению  $z=0.1$ . Большая часть объектов этой группы отнесена в табл. 2 и 3 к морфологическим типам E и S. Похоже, что это нормальная далекая группа галактик с красным смещением  $z=0.1$ . Этот вывод подтверждается и распределением показателей цвета В-г всех членов группы (считая и слабые объекты, для которых нет измерений в ультрафиолете). Две яркие эллиптические галактики А2 и А8 имеют светимости  $M_v \sim -21^m.0$ , типичные для доминирующих галактик в скоплениях, если считать, что они находятся на предполагаемом расстоянии группы (400 Мпк, при  $H=75 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$ ). Размеры группы А в проекции на небесную сферу порядка 400 кпк, а пространственная плотность галактик в группе около  $4 \cdot 10^2$  галактик/Мпк<sup>3</sup>.

Показатели цвета объектов группы В указывают на несколько меньшее значение красного смещения для этой группы  $z \sim 0.05$  (см. рис. 6). Объекты, входящие в ее состав примерно на 0.5 - 1.0 зв. величины ярче членов группы А при одинаковом их типе, что находится в согласии с предположением о меньшем красном смещении группы. Группа содержит относительно компактные галактики. Отметим, что Рихтер [1] считал 6 галактик области компактными (ср. с табл. 3). Если считать, что группа В имеет красное смещение  $z=0.05$  и что постоянная Хаббла равна  $75 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$ , то при указанном выше составе группы, ее размеры в проекции окажутся почти равными размерам группы А.

Можно ли однако считать все указанные выше объекты реальными членами группы В? Судя по изображениям на негативе, спиральная галактика В11 - более близкая, а компактные галактики В8 и В10 - более далекие галактики фона, протектирующиеся на область. Это впечатление подтверждается относительно большим красным смещением галактики В10 на рис. 6 ( $z \sim 0.1$ ). Кроме того, рассмотренные три галактики даже в проекции расположены слишком далеко и обособленно от центральных галактик группы, чтобы можно

было считать их ее реальными членами, а в промежутке между ними находится только одна из отмеченных выше галактик области (В19), которая из-за большого показателя цвета была отпеснена нами ранее к объектам, вероятно, проецирующимся на область (см. выше). В13 и В15 по изображениям не отличаются от звезд. Итак, в области остаются галактики В - 1, 2, 3, 4 и 16.

Можно по-видимому, не сомневаясь, что галактики В1, В2, В3 и В4 - физически связанные объекты. Они образуют весьма тесную систему из галактик, близких, как по яркости, так и по структуре изображений. Все члены группы имеют довольно обширные центральные области высокой поверхностной яркости, при этом В1 и В4 - относительно компактные галактики, В2 и В4 - тесная пара эллиптических галактик почти одинаковой яркости, погруженная в общую оболочку (рис. 4). Спектры этих галактик, полученные в Биоракапе при спектральном обзоре неба, показывают линию  $H_{\alpha}$  в эмиссии. Две яркие галактики В1 и В3 имеют красные смещения около 0.05 (рис. 6) и светимости порядка  $M_v \sim -19^m.0$ . Размеры группы в проекции около 60 кпк x 20 кпк, а среднее гармоническое расстояние между ее членами порядка  $\langle R^{-1} \rangle^{-1} \sim 20$  кпк. Группа имеет очень высокую пространственную плотность галактик, около  $3 \cdot 10^4$  галактик /  $Mпк^3$ . Без дополнительных данных трудно утверждать, что расположенная от группы на расстоянии почти двух ее диаметров в проекции галактика В16, является реальным членом группы В. Однако, если даже включить ее в состав группы, пространственная плотность системы останется довольно высокой  $2 \cdot 10^3$  галактик /  $Mпк^3$ . Нужно сказать, что приведенные значения пространственной плотности - минимальные, т.к. при подсчете предполагалось, что группа - сферическая система, видимая под некоторым углом к лучу зрения. Если система в пространстве не сферическая, то пространственная плотность будет еще выше. Заметим, что такую высокую пространственную плотность (порядка  $10^4$  галактик /  $Mпк^3$ ) имеют компактные группы Шахбазия 1, 4, 130 [10 - 12].

В области площадью в 0.15 кв. мин. дуги расположены рассмотренные четыре галактики системы, имеющие  $r$ - зв. величины около  $16^m.5 - 17^m.5$ . Подсчеты галактик тех же зв. величин, выполненные в нескольких участках в ближайшей окрестности группы

общей площадью в 500 кв. минут дуги показали, что плотность галактик в группе примерно в 1500 выше плотности галактик фона.

Приведенные выше свойства группы В и составляющих ее галактик указывают на то, что это реальная система галактик, связанных, по всей вероятности, общим происхождением.

Таким образом, мы приходим к выводу, что группы А и В, вероятно, не связаны в пространстве. Группа А - более или менее нормальная группа, состоящая из Е, S галактик. Ее размеры в проекции близки к размерам центральных областей скопления галактик, приведенных в работе Бакол [17]. Группа В - компактная группа, содержащая относительно компактные галактики. Она имеет высокую пространственную плотность и по своим свойствам напоминает компактные группы, приведенные в списках [13 - 15] под номерами 4, 8, 19, 38, 130.

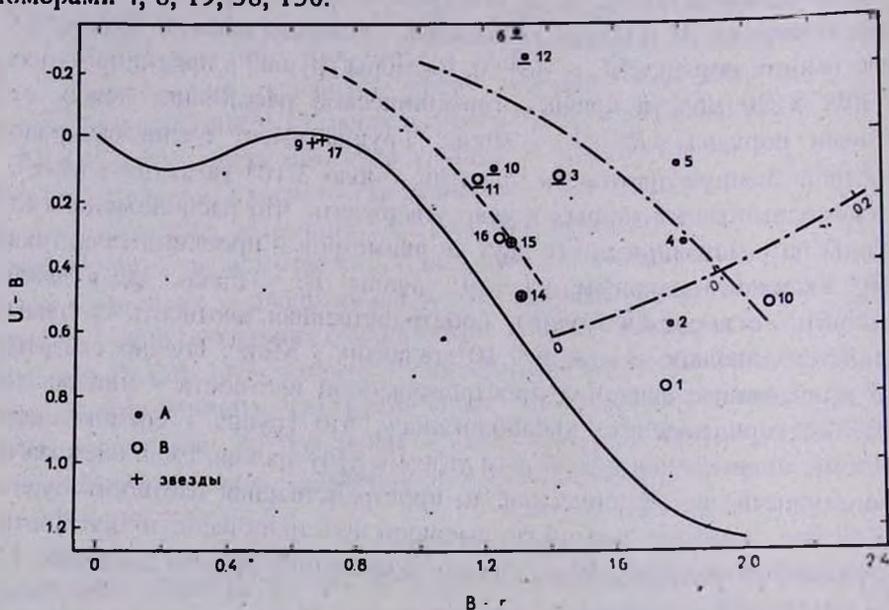


Рис. 6. Двухцветная диаграмма звезд и галактик в группах А и В. "Спирали" подчеркнуты. Символ объекта с крестиком - возможная компактная галактика. Сплошная линия - главная последовательность звезд, пунктирная линия - средние цвета галактик по [7], прерывистая линия - зависимость красное смещение - покраснение для E-галактик [8] и средние цвета галактик с  $z=0.1$  [9] после приведения их пульпункта в  $B-V$  цветам Писса [7]. Все линии пересечены с  $B-V$  на  $B-r$ .

Авторы благодарны академику В. А. Амбарцумяну за полезную дискуссию, а также д-ру Брошкалю за предоставление в их распоряжение неопубликованных результатов выполненной им фотометрии звездноподобных объектов в области М3. Авторы признательны А. Г. Егикян за помощь при получении картин изодепс и профилей распределения яркости галактик в группе В, А. С. Амирханяну за снимок области М3, полученный им на 2.6 м телескопе, а также Дж. А. Степаняну за возможность ознакомиться со спектрами ярких галактик в группах А и В, полученных им при спектральном обзоре пса в Бюракане.

Один из авторов (Р. К. Ш.) глубоко признателен руководству и сотрудникам Центрального Института Астрофизики в Потсдаме за гостеприимство и возможности, предоставленные при выполнении настоящей работы.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория  
Центральный Институт Астрофизики  
АН Германии, Потсдам

## PHOTOGRAPHIC PHOTOMETRY OF TWO SMALL GROUPS OF GALAXIES

R. K. SHANBAZIAN, P. NOTNI, F. W. BAIER

We present a morphological and photometric study of two small groups A and B of galaxies in the vicinity of the globular cluster M3, using photometric observations made in Tautenburg and Byurakan. Various photometric methods were applied to clarify the kind of systematic errors which may appear in the photometry of diffuse objects in the different photographic techniques. In the morphological study special emphasis was put on the distinguishing compact galaxies from stars. Approximate red shifts of groups A and B, the sizes of the groups and the space densities in the groups have been estimated from the position of their members in the two colour diagram. Most probably,

groups A and B are not related in space. The group A is a more or less large system of E, S galaxies, whereas the group B is a small compact group and contains comparatively compact galaxies. The space density of group B is very high (of the order of  $3 \cdot 10^4$  galaxies/Mpc<sup>3</sup>).

#### ЛИТЕРАТУРА

1. *L.Richter, N.B.Richter, P.Shneller*, IAU - Symposium, 44, 104, 1972. (Catalogue in: Preprint Karl - Schwarzshild - Obs., N 7)
2. *P.Notni*, Astron. Nachr., 295, 33, 1974.
3. *W.Bronkalla*, Astron. Nachr., 292, 263, 1971.
4. *A.Sundage*, Astrophys. J., 162, 841, 1970.
5. *Р.К.Шахбазян*, Астрофизика, 14, 273, 1978.
6. *A.N. Argue*, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 127, 97, 1963.
7. *W.Pence*, Astrophys. J., 203, 39, 1976.
8. *A.Sundage*, Astrophys. J., 180, 687, 1973.
9. *D.C.Koo*, Astron. J., 90, 418, 1985.
10. *R.P.Kirshner, E.M.Mulmuth*, Astrophys. J., 236, 366, 1980.
11. *С.Р.Людс, Э.Е.Хачикян, А.С.Амирханян*, Письма в Астрофиз. ж., 16, 195, 1990.
12. *А.С.Амирханян, А.Г.Егкян, И.А.Тихонов, Р.К.Шахбазян*, Астрофизика, 35, 67, 1991.
13. *Р.К.Шахбазян*, Астрофизика, 9, 495, 1973.
14. *Р.К.Шахбазян, М.Б.Петросян*, Астрофизика, 10, 13, 1974.
15. *Ф.В.Байер, М.Б.Петросян, Г.Тири, Р.К.Шахбазян*, Астрофизика, 10, 327, 1974.
16. *G.O.Abell, D.M.Mihlhus*, Astron. J., 71, 635, 1966.
17. *N.A.Balcells*, Astrophys. J., 198, 249, 1975.

УДК 524.7:520.84

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ДВУХ  
ГАЛАКТИК ТИПА СЕЙФЕРТА

М.А.КАЗАРЯН

Поступила 10 июля 1992

Принята к печати 12 октября 1992

Приводятся результаты спектрального исследования галактик № 323 и 336 с UV избытком из списка [1]. Определены эквивалентные ширины, относительные интенсивности и полуширины линий. Показано, что ядра этих галактик имеют особенности галактик типа Sy2. Сделан вывод, что эти объекты по разнице приближаются к нормальным галактикам.

*1. Введение.* В настоящей работе приводятся результаты исследования двух галактик с УФ-избытком, которые в списке [1] имеют порядковые номера № 323 и 336. Спектрально-морфологические характеристики для них - sdI и dI, соответственно, приведены в [1]. Эти характеристики показывают, что обе галактики обладают сильными УФ-избытками. Первая имеет эллиптический вид, а вторая (NGC7678) - спиральная. Обе галактики имеют яркие ядра, угловые диаметры которых равны 8 и 11", соответственно. Предварительные спектральные данные об этих галактиках приведены в работе [2]: описание спектров, красные смещения ( $z = 0.0318$  для № 323,  $z = 0.0116$  для № 336) и абсолютные звездные величины ядер ( $M_{pg} = -19^m.0$  для № 323,  $M_{pg} = -18^m.0$  для № 336). В [2] был сделан вывод, что № 323 является галактикой Sy2, там же отмечается, что у № 336 полная ширина линии  $H_{\alpha}$  на уровне непрерывного спектра составляет примерно 20 Å. Ниже мы покажем, что последняя также является галактикой Sy2.

*2. Наблюдательный материал.* Спектральные наблюдения галактик № 323 и 336 проводились на 6-м телескопе САО АН России со спектрографом UAGS. Дисперсия спектрографа примерно 100 Å/мм. Щель спектрографа имела ширину примерно 1" и проходила через ядра галактик. При получении длинноволновой части спектра галактики № 323 был использован сканнер (512 канала), а коротковолновой части спектра этой же галактики - пленка Kodak103a-0 и ЭОП УМК-9В. Такие пленки и ЭОП были использованы и при получении спектров галактики № 336.

Таблица I

## УСЛОВИЯ НАБЛЮДЕНИЯ

№ галактики	Дата наблюдения	Экспозиция (в мин.)	Спектральная область (в Å)
323	18.VI.1983	10	5650-7100
"	"	"	"
"	3.X.1984	20	3550-6400
336	2.X.1984	15	"
"	"	25	4470-7500

В табл. 1 приведены сведения о наблюдениях этих галактик. Для калибровки использовались спектры, полученные ступенчатым ослабителем САО. Для определения спектральной чувствительности аппаратуры в качестве стандарта была выбрана звезда Feige 92, распределение энергии в спектре которой известно [3]. Ее спектры получены тем же способом на 6-м телескопе. Сканы спектров галактики № 323 обрабатывались вручную. Спектры № 323 и 336 обрабатывались на микрофотометре ИФО-451 кафедры астрофизики ЕГУ.

*3. Эквивалентные ширины и относительные интенсивности спектральных линий.* В табл. 2 приведены эквивалентные ширины и относительные интенсивности эмиссионных линий галактик № 323 и 336. На обоих сканах галактики № 323 слабые эмиссионные линии [NII]λ 6584 и  $\Pi_{\alpha}$ . В табл. 2 приведены оценки их эквивалентных

ширин. Обе эти линии по интенсивностям почти одинаковы, что видно из табл. 2, они широкое, с линией  $H_{\alpha}$ , сливается линия  $[NII]\lambda 6548$ . Для этой галактики не определялись относительные интенсивности, так как линия  $H_{\beta}$  находится как в эмиссии, так и в поглощении, линия  $H_{\gamma}$  и  $H_{\delta}$  почти не видны, а линия  $H_{\epsilon}$  находится в поглощении, и сливается с  $Ca II \lambda 3968$ . Это все хорошо видно из рис. 1, где приведены профили линий, наблюдавшихся в спектре галактики № 323.

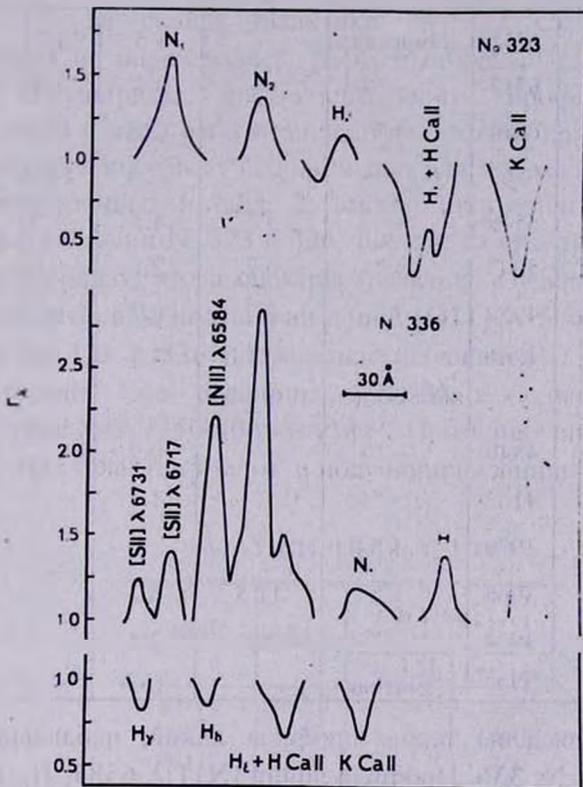


Рис. 1. Профили линий

Данные табл. 2, приведенные для линии  $[OIII]\lambda\lambda 5007, 4959$  и  $H_{\beta}$  галактики № 336, являются средними значениями двух наблюдений. Для линии  $H_{\beta}$  оба значения эквивалентных ширины почти совпали, а для каждой из линий  $[OIII]\lambda\lambda 5007$  и  $4959$  обе величины отличаются от их среднего значения примерно на 30%.

ЭКВИВАЛЕНТНЫЕ ШИРИНЫ ЛИНИЙ,  
ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ИНТЕНСИВНОСТИ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ

ИОН	$\lambda_0$	Эмиссия или абсорбция	№ 323	№ 336	
			$W_{\lambda}(\text{Å})$	$W_{\lambda}$ (Å)	$I_{\lambda} / I_{H\alpha}$
1	2	3	4	5	6
[SII]	6731	Эмиссия		1.5	1.33
[SII]	6717	- " -		3.4	2.39
[NII]	6584	- " -	5.0	12.5	10.10
$H_{\alpha}$	6563	- " -		22.3	14.69
[NII]	6548	- " -	5.7	4.5	3.70
[OIII]	5007	- " -	6.7	2.1	0.61
[OIII]	4959	- " -	2.7	0.7	0.20
$H_{\beta}$	4861	- " -	0.7	3.3	1.00
$H_{\beta}$	- " -	Абсорбция	1.2		
$H_{\gamma}$	4340	- " -		0.9	
$H_{\delta}$	4102	- " -		1.1	
$H_{\epsilon}$	3970	- " -			
$CaII$	3968	- " -	11.5	3.3	
$CaII$	3934	- " -	8.5	2.4	
[OII]	3727	Эмиссия		10.0	0.67

На рис. 1 приведены также профили линий, наблюдавшихся в спектре галактики № 336. Профили линий [NII] $\lambda$  6584,  $H_{\alpha}$  и [NII] $\lambda$  6548 приведены вместе, поскольку эти линии широкие и их крылья покрывают друг друга. При определении эквивалентных ширин и относительных интенсивностей этих линий мы искусственно их разделили и вычисляли эти величины в отдельности.

4. *Полуширины линий.* Полуширины линий, наблюдавшихся в спектрах ядер галактик с Уф-избытком, позволяют составить

представление как о динамике их газовых образований, так и о находящихся в них звездах. Однако определение истинных значений этих величин требует дополнительных усилий, так как полуширины линий, полученные из наблюдений, являются суммарными значениями истинной величины и величины, обусловленной инструментальным профилем линий. В табл. 3 приведены полуширины, *FWHM*, без исправления инструментального профиля линий для ядер вышеотмеченных галактик. Как было сказано выше, линии  $[NII]\lambda$  6584 и  $H\alpha$  на сканах галактики № 323 слабые, поэтому их полуширины не определялись. В [4] был сделан вывод, что верхний предел полуширины инструментального профиля линий при применяемой в этой работе аппаратуре можно принять равным 270 км/с. Это значение было использовано для исправления полуширины линий, приведенных в табл. 2, вместо инструментального профиля линий ядер галактик № 323 и 336, так как их спектры были получены в тех же условиях, что и спектры галактик, изученных в [4]. В этом случае для истинных полуширин линий  $[OIII]\lambda$  5007 в спектрах ядер галактик № 323 и 336 получаются значения 410 км/с и 660 км/с, соответственно. Эти величины несколько больше значений для галактик типа Sy2 (350-400 км/с) [5]. Примерно такие же значения в спектрах этих галактик имеют и полуширины линии  $[OIII]\lambda$  4959.

Таблица 3

## ПОЛУШИРИНЫ ЛИНИЙ

ИОН	$\lambda_0$	FWHM(км/с)	
		№ 323	№ 336.
[SII]	6731		350
[SII]	6717		400
[NII]	6584		460
$H\alpha$	6563		410
[OIII]	5007	680	930
[OIII]	4959	680	900
$H\beta$	4861	510	520
$CaII$	3934	1140	1050

В [6] определены полуширины запрещенных линий у 18 галактик типа Sy2. Там же показано, что у двух третей из них наблюдается

корреляция между величинами  $FWHM$  и критической электронной плотностью ( $n_c^{kp}$ ), при которой удары второго рода "гасят" данную линию. Такая же корреляция наблюдается у наших объектов. Например, для линий  $[OIII]\lambda\lambda$  5007, 4959,  $n_c^{kp} = 7.10^5 \text{ см}^{-3}$ , что примерно на два порядка больше  $n_c^{kp} = 3.10^3 \text{ см}^{-3}$  линий  $[SII]\lambda\lambda$  6731, 6717. Соответствующие им полуширины также сохраняют такое неравенство в спектре ядра галактики №336, т.е.  $FWHM([OIII]) > FWHM([SII])$ . В спектре ядра галактики № 323 линии  $[SII]\lambda\lambda$  6731 и 6717 не обнаружены, но у него такая же корреляция наблюдается в случае линий  $[OIII]\lambda$  5007 и  $[NII]\lambda$  6584, хотя последняя слабая.

В спектре ядра галактики № 336 линии бальмеровской серии, начиная от  $H_\gamma$  наблюдаются в поглощении. Следует думать, что абсорбционные компоненты имеются также у линий  $H_\alpha$  и  $H_\beta$  и они будут уменьшать соответствующие эмиссионные компоненты. Хотя, судя по эквивалентным ширинам линии поглощения  $H_\gamma$ ,  $H_\delta$ , можно заключить, что абсорбционные компоненты линий  $H_\alpha$  и  $H_\beta$  малы и их влияние на интенсивности соответствующих эмиссионных компонентов незначительно.

Как видно из рис. 1, линия  $H_\beta$  в спектре ядра галактики № 323 наблюдается как в эмиссии, так и в поглощении. Ее профиль очень похож на профили линий  $H_\gamma$  и  $H_\delta$  галактики № 214 [7]. Как у ядра галактики № 214, абсорбционные компоненты наблюдаются в длинноволновых частях линий. Такую структуру имеют профили линий  $H_\beta$ ,  $H_\gamma$  и  $H_\delta$ , в спектре галактики № 33 [8]. Естественно, что эмиссионные и абсорбционные компоненты линии  $H_\beta$  ядра галактики № 323 влияют друг на друга, в итоге оба компонента сужаются и становятся слабыми. Несмотря на это, величина полуширины эмиссионного компонента этой линии довольно большая.

Самыми широкими линиями в спектрах галактик № 323 и 336 являются H и K Ca II, первая из которых сливается с линией  $H_\epsilon$ . Полуширины этих линий с учетом полуширины инструментального профиля линии (270 км/с) 870 и 780 км/с, соответственно. Профили этих линий приведены на рис. 1.

Результаты, приведенные выше, подтверждают вывод, сделанный в работе [2] о том, что ядро галактики №323 имеет

особенности ядер галактик типа Sy2. Тот же самый вывод можно распространить и на ядро галактики № 336. Таким образом, обе галактики, изученные в этой работе, являются галактиками Сейферта второго типа.

5. *Масса ядра галактики № 336.* При получении спектров галактики № 336 цель спектрографа проходила через яркое ядро галактики и вдоль ее рукавов. На рис. 2 приведена репродукция одного из спектров галактики. Из него видно, что спектр по высоте состоит из пяти частей. В центре - спектр ядра, а с обеих сторон по два спектра отдельных областей. Общая длина линии  $H_{\alpha}$  составляет примерно  $60''$ . Эмиссионные линии слегка наклонены. На рис. 2 хорошо заметна наклонность линий  $[NII]\lambda 6584$  и  $H_{\alpha}$  ядра. По этому наклону была вычислена линейная скорость вращения ядра этой галактики; примерно  $50$  км/с на расстоянии  $5''.5$  или  $1300$  пк от его центра. Так как угловой диаметр ядра равен  $11''$ , эта величина соответствует его радиусу.

По формуле  $m = RV^2/G$  можно оценить массу ядра галактики № 336, где  $R$  - линейный радиус, на расстоянии которого определена скорость вращения  $V$ ,  $G$  - гравитационная постоянная. С учетом этих данных получается  $m = 8 \times 10^8 m_{\odot}$ . По значениям абсолютной звездной величины ядра в фотографических лучах, приведенных выше и его массы, можно определить отношение массы к светимости. Оно равно  $m/L = 1.3$ , что характерно для галактик с Уф -избытком, а также сейфертовских галактик.

6. *Обсуждение.* Число галактик типа Сейферта в настоящее время приближается к тысячи. Данные о 959 из них приведены в каталоге [9]. Великий литературный обзор объектов этого каталога показывает, что в спектрах многих галактик, вошедших в каталог, наряду с эмиссионными линиями наблюдаются также линии поглощения водорода, H и K CaII, дублет натрия  $D_1$ ,  $D_2$ , линии MgI и других элементов. В спектрах многих галактик Сейферта наблюдаются также полосы поглощения разных молекул  $T_1O$ , CN, MgII и др. [10]. Иначе говоря, в спектрах этих объектов наблюдаются, по всей вероятности, все линии поглощения и полосы поглощения молекул, которые встречаются в спектрах нормальных галактик.

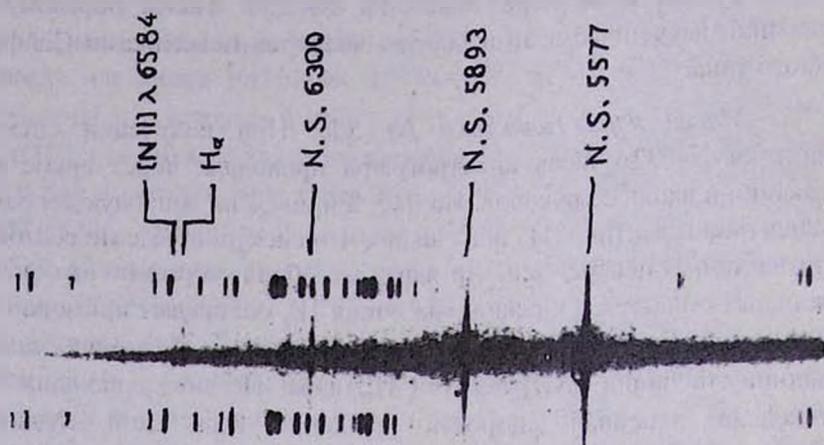


Рис. 2. Репродукция спектра галактики № 336.

В спектрах галактик Сейферта сохраняются также еще одна важная особенность нормальных галактик - линии поглощения H и K CaII более широкие, чем абсорбционные линии водорода [10]. Такое сходство между абсорбционными спектрами нормальных галактик и галактик типа Сейферта говорит о том, что сейфертовские объекты с абсорбционными линиями, по развитию приближаются к нормальным галактикам, но все же, вероятно, активные процессы в них таких же такие бурные, как у галактик Сейферта без линий поглощения. Именно этой особенностью обладают галактики № 323 и 336.

Ереванский государственный  
университет.

SPECTROPHOTOMETRY OF TWO SEYFERT TYPE  
GALAXIES

M.A.KAZARIAN

The results of spectrophotometry of galaxies No. 323 and 336 with UV excess from list [1] are presented. The equivalent widths, relative intensities and FWIIM of the lines are obtained. It is shown that the nuclei of galaxies have the physical properties of Sy 2 type galaxies. It is concluded that these objects by evolution draw towards normal galaxies.

## ЛИТЕРАТУРА

1. *М.А.Казарян, Э.С.Казарян, Астрофизика*, 16, 17, 1980.
2. *М.А.Казарян, Астрофизика*, 27, 399, 1987.
3. *R.P.S. Stone, Astrophys j*, 218,767, 1977.
4. *М.А.Казарян, Э.С.Казарян, Астрофизика*, 33, 169, 1990
5. *D.E.Osterbrock, W.G.Mathews, Ann. Rev. Astron. Astrophys*, 24, 171, 1986.
6. *M.M.De Roberts, D.E. Osterbrock, Astrophys j*, 301, 727, 1986.
7. *М.А.Казарян, Астрофизика*, 36, 217, 1993
8. *М.А.Казарян, В.С.Таманян, Астрофизика*, 36, 3, 1993
9. *В.А.Литовецкий, С.Н.Пенгестный, О.М.Пенгестная, Сообщ. Спец. Астрофиз. обсерв. АИР*, 55,5,1987.
10. *E.Bica, D.Alloin, Astron. Astrophys. Suppl. ser*, 70, 281, 1987.

УДК 524.7

## СПЕКТРАЛЬНОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ТРЕХ ГАЛАКТИК С УФ-ИЗБЫТКОМ

М.А.КАЗАРЯН, В.С.ТАМАЗЯН

Поступила 4 июня 1992

Принята к печати 12 октября 1992

Проведено спектральное исследование ядра и одного ступеня в галактике №26, а также галактик №33 и 110 из первого списка М.А.Казаряна. Для всех объектов вычислены эквивалентные ширины и относительные интенсивности эмиссионных линий, а также эффективный объем и масса излучающего газа, светимость в линии  $H\beta$  и ряд других физических характеристик. Ступеня в галактике №26 и три части прерывистой галактики № 110 являются гигантскими H II областями. Полная ширина на половине максимума у эмиссионных линий в галактике №33 порядка 500 - 600 км/с. Отсутствие эмиссионной линии  $[O\text{I}]\lambda 6300$  и другие спектральные особенности позволяют рассматривать эту галактику как промежуточную между типами Sy2 и лайнером.

*1. Введение.* В работе представлены результаты подробного спектрального исследования трех галактик из первого списка Казаряна - №26, 33 и 110, видимые яркости которых соответственно составляют  $13^m.7$ ,  $15^m.8$  и  $17^m.2$  [1].

Детальное морфологическое и фотометрическое исследование галактики №26, проведенное в работах [2,3], показало, что эта спиральная галактика типа Sc с весьма ярким ядром имеет характерный для сейфертовских галактик необычно голубой цвет ( $B = 13^m.5$ ;  $U-B = -1^m.1$ ,  $B-V = +0^m.54$ ). В спектре ядра наблюдаются очень сильные, но узкие эмиссионные линии.

В этой работе впервые публикуются также данные спектрального исследования одного из ступеней в галактике №26, которое в [2] отмечено римской цифрой I.

Относительно галактики №33 в [1] сказано, что это компактная галактика диаметром  $4''$ , почти не отличающаяся от звезды. Для него предварительные спектральные данные приведены в работах [1,5].

Галактика №110 в [1] описана как нерегулярная, состоящая из двух частей, а в [6] на основании ряда отождествленных в ее спектре эмиссионных линий определено красное смещение  $z = 0.053$ .

2. *Наблюдательный материал и методика обработки.* Все использованные в работе спектры получены на 6-м телескопе САО РАН. Подробные данные о них приведены в табл. 1.

Для калибровки спектров использовался восьмиступенчатый ослабитель САО, а для построения кривых реакции системы использовались стандартные звезды из списка Стоуна [7].

Таблица 1

## СПЕКТРАЛЬНЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ

№ галактики по [1]	Дата наблюдения	Светопринимающая аппаратура (число каналов)	Экспоз. (мин.)	Спектральная область (в Å)
26	17.06.1983	UAGS10011 УМК-91В	10	3550 - 6400
"	"	"	"	4470 - 7500
"	03.10.1984	"	15	"
"	"	"	10	3550 - 6400
33	17.06.1983	UAGS1 сканер(512)	6	5650 - 7100
"	06.06.1986	UAGS1 сканер(1024)	37	3670 - 5410
"	"	"	20	5040 - 6780
"	"	"	29	5310 - 7040
110	29.06.1984	UAGS10011 УМК-91В	20	4470 - 7500
"	"	"	25	3550 - 6400

Предварительная обработка спектров (устранение искажений из-за модуляции, за zenithное расстояние и т.д.) была проведена в САО, а окончательная обработка - в ВЦ Бюраканской обсерватории. Спектры, полученные при помощи ЭОП на эмульсии Kodak-103aO, регистрировались на спектрофотометре ИФС-451 кафедры астрофизики ЕрГУ и обрабатывались вручную.

Поправки за покраснение для относительных интенсивностей эмиссионных линий вычислялись по формуле:

$$\lg(I_{\lambda} / I_{\beta})_{\text{исп.}} = \lg(I_{\lambda} / I_{\beta})_{\text{норм.}} + C(H_{\beta})f(\lambda),$$

Значения  $f(\lambda)$  взяты из работы Уитфорда [8], а коэффициент покраснения  $S(\Pi\beta)$  вычислен путем сравнения наблюдаемого большемеровского декремента с теоретическим (случай В,  $T_e=10^4$ ), приведенным в работе [9].

Поскольку в полученных спектрах отсутствуют линии, необходимые для непосредственного определения электронной температуры  $T_e$ , последняя определялась на основании полученной в [10] ее эмпирической зависимости от  $L([O III] + [O II])/I_{H\beta}$ .

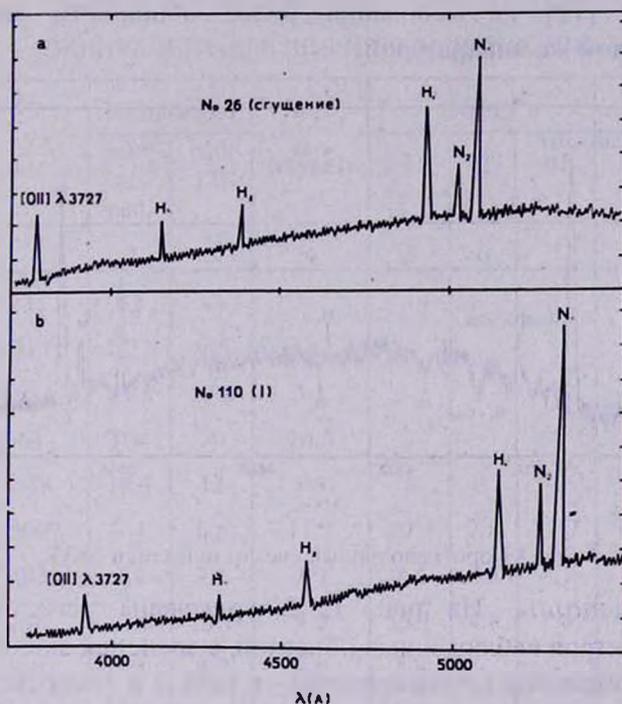


Рис. 1 Коротковолновые спектры: а) сгущения I в галактике №26, б) части I галактики №110.

Электронная плотность определялась по отношению интенсивностей линии дублета серы  $[S II] \lambda\lambda 6717/6731$  для соответствующих значений электронной температуры [11].

В целом точность определения спектрофотометрических данных составляет для сильных и умеренных линий 15-20%, а в случае слабых она достигает 50%. В ряде случаев, когда у линий интенсивность непрерывного спектра объекта была слабой, определялись только их

относительные интенсивности, т.к. определение эквивалентных ширины было связано с большими ошибками.

Особенно тщательно определялись полуширины линий в спектрах галактики №33, а также линий неба. Многочисленные измерения последних ( $\lambda\lambda 6300, 6364, 5790, 5770, 5577$  и др.), сравнимых и даже превосходящих по интенсивности линий самой галактики показали, что полуширины линий неба колеблются в пределах 200-250 км/с. Практически такие же значения для линий неба получены А.Бурелковым [12] на основании более обширного материала, полученного с той же аппаратурой.

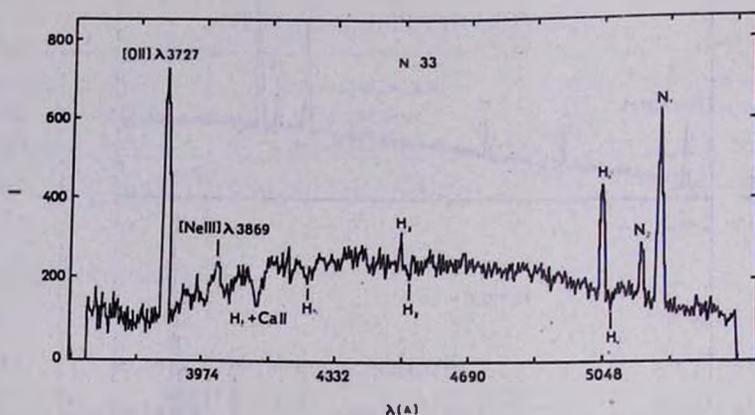


Рис.2 Коротковолновый спектр галактики №33.

3. *Результаты.* На рис. 1, 2 приведены регистрограммы некоторых спектров наблюдаемых объектов, а значения эквивалентных ширины и относительных интенсивностей - в табл. 2 и 3, соответственно. В этих таблицах для сравнения приведены также данные для ядра галактики №26 по [2], а в последнем столбце табл. 2 - значения полуширины линий на половине максимума ( $FWHM$ ) галактики №33.

При исследовании ядра галактики №26 выяснилось, что ее спектр не претерпел существенных изменений - в нем наблюдаются практически те же линии, что и в 1981г. [2]. Сравнение показывает, что его сектрофотометрические параметры также оставались неизменными. Лишь в случае  $H\alpha$  наблюдается увеличение эквивалентной ширины с 70 до 104 Å и относительной интенсивности с 5.3 до 6.6. Заметим, что данные в табл. 3 для ядра галактики не исправлены, как и в [2], за поглощение.

Спектр сущения I в этой галактике (рис. 1а) типичен для II II-области: на фоне относительно слабого непрерывного спектра наблюдаются сильные и узкие эмиссионные линии бальмеровской серии  $H_{\alpha}$  -  $H_{\delta}$ , [O II] $\lambda$ 3727, [O III] $\lambda$ 5007, 4959, [N II] $\lambda$ 6584, 6548, [S II] $\lambda$ 6731, 6717. Определенное по этим линиям красное смещение составляет  $z = 0.0137$ , практически совпадая с  $z$  ядра. Яркость этого сущения в лучах B составляет  $17^m.0$  (абсолютная величина  $M_{B3} = -16^m.7$ , при  $H = 75 \text{ км/с.Мпк}$ ).

Таблица 2  
ЭКВИВАЛЕНТНЫЕ ШИРИНЫ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ

Ион, $\lambda_0$	№26 (ядро)		№26 (сущ. I)	№110			№33	
	наст. рлб.	рлб. [2]		I	II	III	$W_{\lambda}$	$FVW/M$ (км/с)
1	2	3	4	5	6	7	8	9
[SII] 6731	82	83	-	-	-	-	90	-
[SII] 6717	11.7	9.5	-	-	-	-	12.2	-
[NII] 6584	43.5	39.0	3.1	-	-	-	28.4	490
II 1 6563	104	70	20.6	-	-	-	88.6	590
[NII] 6548	18.3	12	1.3	-	-	-	9.8	480
[O III] 5007	8.4	6.5	11.2	29.0	7.8	21.7	36.2	660
[O III] 4959	3.2	2.2	3.9	8.6	2.8	8.1	11.5	510
II 1 4861	17.5	14.1	9.2	13.1	4.8	7.8	19.5	670
II 1 4340	5.3	4.2	4.8	5.4	-	-	4.0	560
II 1 4102	2.0	1.9	3.8	3.9	-	-	1.2	-
1	2	3	4	5	6	7	8	9
II 1 3970	1.2	0.75	-	-	-	-	12.6н	-
[NeIII] 3869	-	-	-	-	-	15.1	580	-
[O II] 3727	12.1	9.1	-	-	-	-	51.8	630

Обращает на себя внимание довольно большое значение  $I_{H_{\alpha}}/I_{H_{\beta}} = 7.$  у II II-областей, указывающее, по всей вероятности, на значительное внутреннее поглощение пыли. Значения  $n_e$ ,  $T_e$  и ряд

других физических характеристик этого ступенца вместе с данными для других объектов собраны в табл. 4.

В спектре галактики №33 (рис.2) отождествлены эмиссионные линии [O II] $\lambda$ 3727, [Ne III] $\lambda$ 3869, [O III] $\lambda\lambda$ 5007, 4959, [N II] $\lambda\lambda$

6584, 6548 и [S II] $\lambda\lambda$ 6731, 6717. Линии бальмеровской серии от  $H_{\alpha}$  до  $H_{\gamma}$  видны в эмиссии (у  $H_{\beta}$  и  $H_{\gamma}$  наблюдаются абсорбционные компоненты), а  $H_{\delta}$  наблюдается полностью в поглощении. Вычисленное по всем отождествленным линиям красное смещение  $z = 0.0393 \pm 0.0004$ , а абсолютная величина  $M_{rg} = -20^m.2$ .

Отличительной особенностью эмиссионных линий этой галактики является их значительная ширина. Так, после учета ширины линий небесные остаточные значения  $V/W/M$  колеблются, как видно из данных табл. 3, для различных линий от 480 до 630 км/с со средним значением около 570 км/с.

Спектр галактики №110 четко разделяется на три части, условно обозначенными римскими цифрами I, II, III (см. табл. 2, 3), причем ни одна из них резко не выделяется по яркости, хотя уверенно можно сказать, что часть I является наиболее яркой, а часть II - наиболее слабой из них.

В спектрах всех частей галактики №110 отождествлены эмиссионные линии [O II] $\lambda$ 3727,  $H_{\beta}$ , [O III] $\lambda\lambda$ 5007, 4959,  $H_{\alpha}$  и [N II] $\lambda$ 6584, а в спектре части I - еще и  $H_{\gamma}$ ,  $H_{\delta}$  (рис. 1б). Непрерывный спектр у всех частей очень слабый (особенно в красной области), что не позволило определить эквивалентные ширины линий в этой части спектра.

Красное смещение у всех частей галактики практически одинаковое и составляет  $z = 0.0546 \pm 0.0005$  ( $R = 220$  Мпк и  $M_{rg} = -19^m.5$ ).

*Механизм возбуждения.* Полученные спектрофотометрические данные дают возможность обсудить механизм возбуждения и

Таблица 3

## ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ИНТЕНСИВНОСТИ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ

Ион, $\lambda_0$	№26 (цтро)		№26 ступ. I		№110						№33	
	паст. раб.	раб.[2]			I		II		III			
	набл.	набл.	набл.	испр.	набл.	испр.	набл.	испр.	набл.	испр.	набл.	испр.
[SII] 6731	0.55	0.45	3.0	1.12	-	-	-	-	-	-	0.39	0.26
[SII] 6717	0.74	0.61	2.9	1.09	-	-	-	-	-	-	0.53	0.35
[NII] 6584	3.0	2.5	0.97	0.39	1.34	0.71	2.30	1.8	1.67	0.83	1.18	0.80
III 6563	6.6	5.3	7.1	2.88	5.37	2.88	3.52	2.88	5.58	2.88	4.2	2.87
[NII] 6548	1.1	0.86	0.39	0.16	-	-	-	-	-	-	0.43	0.29
[O III] 5007	0.58	0.39	1.51	1.34	2.2	2.0	1.43	1.38	1.04	0.95	1.28	1.22
[O III] 4959	0.22	0.14	0.50	0.48	0.87	0.66	0.54	0.51	0.38	0.31	0.44	0.42
III 4861	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00	1.00
III 4340	0.35	0.39	0.38	0.53	0.34	0.43	-	-	-	-	0.26	0.30
III 4102	0.22	0.14	0.26	0.43	0.22	0.31	-	-	-	-	0.10	0.15
III 3970	0.13	0.06	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
[Ne III] 3869	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.47	0.62
[O III] 3727	1.76	2.10	1.58	3.56	0.95	1.70	2.72	3.20	0.88	1.58	2.12	2.98
C(II <sub>B</sub> )	-	-	1.14	-	0.79	-	0.26	-	0.84	-	0.48	-

ионизации в исследованных объектах. Ядро галактики №26 рассматриваться не будет, т.к. в [2] уже было установлено, что газ здесь ионизируется излучением звезд ранних спектральных классов.

Вопрос о механизме возбуждения и ионизации в остальных объектах можно рассмотреть, используя построенные Болдуином и др. [13] двумерные диаграммы соотношений интенсивностей линий [O III]λ5007, [N II]λ6584/H<sub>α</sub> и H<sub>β</sub>, на которых эмиссионные объекты с различными механизмами уверенно разделяются, занимая отдельные области.

На этих диаграммах все изученные нами объекты попадают в область, где излучение в линиях обусловлено фотоионизацией коротковолновым излучением горячих O - B звезд. На это указывает и невысокая степень возбуждения (индекс возбуждения  $r = I[\text{O III}] / I[\text{O II}]$  изменяется от 0.5 у №33 до 2.3 у части I галактики №110), характерная для типичных H II областей.

Большая крупизна наблюдаемого балмеровского декремента в таком случае объясняется наличием в галактиках значительного количества пыли.

*Физические характеристики.* На основании полученных данных и с учетом теплового характера излучения нами вычислены некоторые физические характеристики галактик: электронная плотность ( $n_e$ ), электронная температура ( $T_e$ ), наблюдаемый поток и светимость в линии H<sub>β</sub>, эффективный объем и масса излучающего газа, а также число L<sub>c</sub>-квантов ( $N_{L_c}$ ) и обеспечивающее это число количество звезд спектрального класса O7 N<sub>\*</sub>(O7).

Поскольку наблюдаемый поток от звезды спектрального класса G4 нулевой видимой величины в линии H<sub>β</sub> по Коду [14] равен  $3 \cdot 10^9$  эрг/см<sup>2</sup>с.А, для объекта с видимой величиной  $m$  и эквивалентной шириной  $W_{H\beta}$  получаем наблюдаемый поток

$$F_{\text{наб.з}} = 3 \cdot 10^9 \cdot W_{H\beta} \cdot 10^{-\frac{m}{2.5}} \text{ эрг/см}^2\text{с}$$

Светимость в линии H<sub>β</sub> ( $L_{H\beta}$ ) будет равна

$$L_{H\beta} = 4\pi R^2 F_{\text{наб.з.}} \text{ эрг/с}$$

С другой стороны, энергию, излучаемую единичным объемом газа в той же линии, согласно [15], можно рассчитать по формуле

$$E_{H\beta} = 22.4 \cdot 10^{-20} \frac{n_e^2 b_4(T_e)}{T_e^{3/2}} \exp(9814/T_e),$$

где  $b_4(T_e)$  можно взять из [16].

Эффективный объем ( $V_{\text{эфф.}}$ ) и масса ( $m$ ) в этом случае

$$V_{\text{эфф.}} = \frac{L_{H\beta}}{E_{H\beta}}; \quad m = V_{\text{эфф.}} \cdot n_e \cdot m_H,$$

где  $m_H$  - масса атома водорода.

Имея светимость в линии  $H\beta$ , можно определить необходимое для ее поддержания число  $L_c$  -квантов [17], а затем по [18] - количество звезд  $O7$ , обеспечивающих излучение такого числа квантов.

Для вычисления физических характеристик отдельных частей галактики №110 нами произведены оценки видимой яркости частей I и III по имеющимся прямым снимкам, полученным ранее [1] на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории. Они соответственно равны  $16^m.8$  и  $17^m.3$ .

Все вычисленные физические характеристики приведены в табл.4.

Таблица 4

## ФИЗИЧЕСКИЕ ХАРАКТЕРИСТИКИ ИССЛЕДОВАННЫХ ОБЪЕКТОВ

№ по [1]	$n_e$ (см <sup>-3</sup> )	$T_e$	$I_{H\beta}$ (эрг/см <sup>2</sup> с)	$L_{H\beta}$ (эрг/с)	$V_{\text{эфф.}}$ (см <sup>3</sup> )	$m$ ( $m_{\odot}$ )	$N_{L_c}$	$N_*$ (O7)
26	10 <sup>3</sup>	8400	$4.4 \cdot 10^{-15}$	$1.6 \cdot 10^{39}$	$5.7 \cdot 10^{57}$	$4.8 \cdot 10^3$	$3.5 \cdot 10^{51}$	360
33	80	7800	$3 \cdot 10^{-14}$	$9 \cdot 10^{40}$	$4.1 \cdot 10^{61}$	$2.7 \cdot 10^6$	$2 \cdot 10^{53}$	20000
110(I)	-	7700	$7.8 \cdot 10^{-15}$	$4.5 \cdot 10^{40}$	-	-	$10^{53}$	10000
110(III)	-	6200	$3 \cdot 10^{-15}$	$1.7 \cdot 10^{40}$	-	-	$3.7 \cdot 10^{52}$	39000

4. *Обсуждение.* Проведенное исследование позволяет сделать предположение относительно природы и физических условий в наблюдаемых объектах.

Повторные спектральные наблюдения ядра галактики №26 показали, что в целом существенных изменений в ее спектре не наблюдается.

Значения электронной плотности и температуры, эффективного объема газа, светимости в линии  $H\beta$  и других физических характеристик сгущения 1 в галактике №26 в целом схожи с

соответствующими значениями большого числа сверхассоциации в галактиках Маркаряна [12].

Можно с уверенностью предположить, что это ступенне является яркой ( $M_{pg} = -16^m.7$ ) сверхассоциацией в галактике №26. Следует отметить значительное количество пыли в этом ступенне.

Спектрофотометрические данные всех трех частей галактики №110 указывают наличие значительных масс газа, ионизируемого излучением большого числа горячих звезд ранних спектральных классов. В частях I и III наблюдается довольно крутой бальмеровский декремент, что является, по всей вероятности, следствием наличия значительных масс пыли.

Таким образом, можно заключить, что все три части галактики №110 являются газо-пылевыми комплексами с присутствием значительного числа звезд ранних спектральных классов.

Особый интерес представляют результаты спектрофотометрии галактики №33. Остаточные полуширины эмиссионных линий [O III]  $\lambda\lambda 5007, 4959$  ( $F_{W}/I_{\lambda}$ ) составляют у нее 510 - 660 км/с, что намного больше встречающихся часто значений 350 - 400 км/с для галактик типа Sy 2 [20].

Однако по интенсивностям тех же линий №33 уступает галактикам Sy2, хотя и среди последних (например, Марк 423, 622 и 955 [21]) встречаются значения, близкие к таковым у №33.

По полуширинам и интенсивностям линий, отношениям  $I$  [O II]  $\lambda 3727/I$  [O III]  $\lambda 5007$  и  $I$  [N I]  $\lambda 6584/I_{H\alpha}$ , а также по светимости в линии  $H_{\beta}$  объект №33 очень похож на лайперы [22]. Однако в спектре №33 не наблюдается линия [O I]  $\lambda 6300$ , которая является одной из важных характеристик лайперов. Из вышесказанного следует, что по физическим характеристикам №33 находится между галактикой типа Sy2 и лайпером.

Важно отметить еще одну особенность. Каждая из линий  $H_{\beta}$  и  $H_{\gamma}$  состоит из двух компонентов - эмиссионного и абсорбционного, причем абсорбционные наблюдаются в длинноволновой части линии. Впервые такое же расположение компонентов отмеченных линий наблюдалось у галактики №214 из второго списка М.А.Казаряна [23].

В целом дальнейшее исследование галактики №33, несомненно, представляет большой интерес.

Ереванский Государственный университет

SPECTRAL INVESTIGATION OF THREE  
GALAXIES WITH UV-EXCESS

M.A.KAZARIAN, V.S.TAMAZIAN

Spectral investigation of the nucleus and one condensation in the galaxy No.26 as well as the galaxies No. 33 and 110 from Kazarian's first list [1] is carried out. Relative intensities and equivalent widths of emission lines, effective volume and mass of radiating gas, luminosity in  $\Pi\beta$  and other characteristics are calculated for all objects.

The condensation in the galaxy No.26 and three parts of irregular galaxy No.110 are giant II II - regions. Emission lines in the galaxy No.33 has full width at half maximum of the order of 500 - 600 km/s. The absence of [O I] $\lambda$ 6300 emission lines and other spectral data show that this galaxy could be considered as one between types of Sy 2 and the Liner.

## ЛИТЕРАТУРА

1. М.А.Казарян, Астрофизика, 15, 5, 1979.
2. М.А.Казарян, В.С.Тамазян, Астрофизика, 18, 192, 1982.
3. В.С.Тамазян, Сообщ. Бюракан. обсерв., 58, 78, 1986
4. J.M.Shuder, Astrophys. J., 244, 12, 1981.
5. М.А.Казарян, Э.С.Казарян, Астрофизика, 26, 5, 1987.
6. М.А.Казарян, Астрофизика, 27, 399, 1987.
7. R.P.S. Stone, Astrophys. J., 219, 767, 1977.
8. A.E.Whitford, Astron. J., 63, 201, 1958.
9. M.Brocklehurst, Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 153, 471, 1971.
10. P.A.Shaver, R.X.McGee, J.M.Newton, A.C.Danks, S.R.Pottush, Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 204, 53, 1983.
11. Н.В.Посов, Астроф. циркуляр, №1050, 1979.
12. А.Н.Буренков, Канд. диссертация, П.Архыз, 1990.
13. J.A.Baldwin, M.M.Philips, R.Terlevich, Publ. Astron. Soc. Pacif., 93, 5, 1981.
14. А.Д.Код, Звездные атмосферы, ИЛ, М., 1967, стр. 67.
15. D.Menzel, Astrophys. J., 85, 330, 1937.
16. А.А.Боярчук, Р.Е.Герриберг, Н.В.Головинков, Изв. Крымской обсерв. 38, 208, 1967.

17. *S.R.Pottash*, *Vistas Astron.*, 6, 149, 1965.
18. *P.G.Mezger, L.F.Smith, E.Churchwell*, *Astron. Astrophys.* 32, 269, 1974.
19. *В.М.Лютый, А.М.Черепанук*, *Астроном. циркуляр*, №633, 1971.
20. *D.E.Osterbrock, W.E.Matthews*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 24, 171, 1986.
21. *В.Л.Афанасьев, В.А.Литовецкий, Б.Е.Мяркуян, Дж.А.Степанян*, *Астрофизика*, 16, 193, 1980.
22. *T.Peckman*, *Astron. Astrophys.*, 87, 152, 1980.
23. *М.А.Казарян*, *Астрофизика*, ( в печати ).

УДК: 524.354.4

## РАДИОСВЕТИМОСТИ ПУЛЬСАРОВ И РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ЭЛЕКТРОННОЙ КОНЦЕНТРАЦИИ В ГАЛАКТИКЕ

Р. Р. АНДРЕАСЯН, Т. Г. АРШАКЯН

Поступила 14 октября 1992

Принята к печати 21 ноября 1992

Радиосветимости пульсаров представлены зависимостью от периода и временного изменения периода. Вычислены параметры этой зависимости и определены неизменные расстояния для 288 пульсаров. По известным мерам дисперсии определены средние электронные плотности в направлении пульсаров.

Полученные результаты используются для изучения крупномасштабного распределения электронной концентрации в Галактике на расстоянии 4-5 кик от Солнца. Максимум распределения находится на расстоянии 9 кик от центра Галактики в области расположения спирального рукава Стрельца. В межрукавных областях (в направлениях спиральных рукавов Персея и Центавра) плотность электронов падает по экспоненциальному закону.

*1. Введение.* В настоящее время известны более 300 пульсаров. Для большей части этих объектов определены основные наблюдательные характеристики: средний поток излучения на разных частотах, период пульсаций, изменения периода, мера дисперсии, мера вращения, эквивалентная ширина импульсов и многие другие [1]. Собранный огромное количество разного рода данных пульсаров, дает широкую возможность для использования их в статистике. Пульсары заслуженно считаются зондами межзвездной среды, поскольку их расстояния, определенные по мерам дисперсии, считаются более или менее надежными (хотя, как будет показано ниже, они могут содержать большие регулярные ошибки). Это дает возможность найти распределение плотности электронов и отдельных облаков межзвездной среды, структуру магнитного поля и других характеристик в разных направлениях на разных расстояниях от центра и плоскости Галактики (см., например [2,3]).

В настоящей работе изучается возможность определения светимостей пульсаров, не зная заранее расстояния до них. Это дает

возможность определить расстояния пульсаров, не используя при этом меры дисперсии. Очевидно, что такие расстояния будут свободны от регулярных ошибок, которые свойственны расстояниям, найденным по мерам дисперсии (последнее связано с недостаточным знанием распределения электронной концентрации в Галактике).

Поскольку общеизвестно, что пульсары - это быстро вращающиеся нейтронные звезды, мы в дальнейшем одинаково будем использовать название пульсары и нейтронные звезды.

2. *Радиосветимости пульсаров.* Общеизвестно, что пульсары излучают за счет потери энергии вращения нейтронных звезд. Это приводит к замедлению вращения пульсара или увеличению периода пульсации. Период  $P$  и временное изменение периода  $\dot{P}$  являются одним из хорошо изученных наблюдательных параметров пульсаров. Очевидно, что болометрическая светимость пульсаров должна зависеть от полной вращательной энергии нейтронной звезды, определяемая по  $P$  и темпу замедления, зависящая от  $\dot{P}$  [4]. С другой стороны, если принять, что вращение нейтронной звезды замедляется вследствие магнитодипольного излучения, то для магнитного поля пульсара имеем  $B_p \sim (P \dot{P})^{-1/2}$ , а темп потери энергии  $\dot{W} \sim B_p^2$  [5]. Таким образом, можно определить, что болометрическая светимость зависит от  $P$  и  $\dot{P}$ , как

$$L = \gamma P^\alpha \dot{P}^\beta, \quad (1)$$

где  $\alpha$ ,  $\beta$  и  $\gamma$  неизвестные пока параметры. Здесь мы принимаем, что радиосветимость пульсаров тоже удовлетворяет соотношению (1). Поскольку в каталогах пульсаров наиболее полные данные приводятся на частоте 400 МГц, мы будем использовать радиосветимость пульсара на той же частоте  $L_{400} = R^2 S_{400} W / P$  [5] ( $R$  - расстояние пульсара от Солнца,  $S_{400}$  - средний поток излучения,  $W$  - эквивалентная ширина импульса). Поэтому

$$R^2 S_{400} W / P = \gamma P^\alpha \dot{P}^\beta \quad (2)$$

где  $\alpha$ ,  $\beta$  и  $\gamma$  определяются по наблюдательным величинам  $R$ ,  $W$ ,  $P$ ,  $\dot{P}$  и  $S_{400}$ . Формула (2) удобна тем, что логарифмируя ее, получаем

линейное уравнение относительно  $\alpha$ ,  $\beta$  и  $\lg(\gamma)$ . Такое уравнение можно написать для каждого пульсара в отдельности в виде

$$\lg(R^2 S_{\text{эф}} W/P)_i = \lg(\gamma) + \alpha \lg(P)_i + \beta \lg(\dot{P})_i \quad (3)$$

где  $i = 1, \dots, N$ . Таким образом, получается система из  $N$  линейных уравнений ( $N$  - число использованных пульсаров) с тремя неизвестными  $\alpha$ ,  $\beta$  и  $\lg(\gamma)$ , которая решается методом наименьших квадратов.

Отметим, что в работах [6,7], для зависимости (1), были получены следующие значения параметров:  $\alpha = -1.04 \pm 0.15$ ,  $\beta = 0.35 \pm 0.06$  и  $\alpha = -0.86 \pm 0.2$ ,  $\beta = 0.38 \pm 0.08$ , соответственно.

В работе [8] показано, что

$$L \sim B/P^2 \text{ для } B/P^2 < 10^{13} \\ \text{и } L \text{ постоянно при } B/P^2 > 10^{13}.$$

В настоящей работе используются большее количество пульсаров, чем в [6-8], а полученные результаты используются в целях изучения распределения электронной концентрации в Галактике.

В работе используются каталоги пульсаров из [1,5]. В объединенном каталоге имеются данные о 288 пульсаров, для которых известны все пять пажных параметров. Используя эти данные, методом наименьших квадратов из системы линейных уравнений (3), были определены параметры  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ , их дисперсии и коэффициент множественной корреляции  $\rho$  между светимостями, вычисленными из соотношения (1), и по наблюдательным данным (левая часть формулы (2)). Полученные результаты приведены в табл. 1.

Таблица 1

P(c)	N	$\lg \gamma$	$\alpha$	$\beta$	$\rho$
Все	288	8.26 (0.0008)	-1.42 (0.19)	0.33 (0.013)	0.43
<0.7	148	10.03 (0.0012)	-0.61 (0.41)	0.43 (0.037)	0.34
>0.7	140	6.86 (0.0010)	-2.11 (0.49)	0.23 (0.018)	0.34

Во многих работах (см., например, [9]) показано, что короткопериодические и долгопериодические пульсары показывают отличия в распределениях основных характеристик.

Граница раздела пульсаров по периоду получена разными авторами в пределах от 0.5 до 1 с. В работе [10] было показано, что по периоду пульсары разделяются на две группы  $P < 0.7с$  и  $P > 0.7с$ . Эти две группы отличаются по распределению угловых растворов конуса излучения пульсаров. Поскольку угловые растворы конуса излучения пульсаров входят в формулу, по которой определяются наблюдаемые радиосветимости, в настоящей работе пульсары также были разделены по периоду  $P = 0.7с$ . Расчеты для отдельных групп приведены в табл. 1.

Из таблицы видно, что значения  $\alpha$  и  $\beta$ , полученные по полной выборке пульсаров, согласуются с результатами работ [6,7]. Для отдельных же групп пульсаров эти параметры сильно отличаются друг от друга, а также от значений, полученных для полной выборки пульсаров. Это еще раз говорит в пользу того, что короткопериодические и долгопериодические пульсары отличаются друг от друга по многим характеристикам [9,10].

**3. Распределение электронной концентрации в Галактике.** Изучение крупномасштабного распределения свободных электронов в Галактике имеет очень важное теоретическое (например, в теории турбулентного динамо в Галактике) и практическое значение (определение расстояний пульсаров по мерам дисперсий). Известно, что свободные электроны в Галактике распределены сильно неравномерно. Это, в основном, связано с наличием в Галактике II и III областей. Однако, несмотря на эти неоднородности в распределении электронов в Галактике, вероятно, существуют более крупные структурные детали, изучению которых посвящается этот раздел.

Определение средней электронной концентрации в межзвездной среде основано на использовании мер дисперсии (DM) пульсаров, расстояния до которых определены независимым методом. Таких пульсаров известно два-три десятка [1]. Расстояния до этих пульсаров определены по их связи с остатками сверхновых, или же по наличию или отсутствию в непрерывном спектре пульсара линий поглощения межзвездных облаков, расстояния до которых известны. Используя данные о расстояниях и меры дисперсии пульсаров, была оценена средняя плотность электронов в окрестности Солнца, которая в плоскости Галактики составляет примерно  $0.03\text{см}^{-3}$ . Отметим, что в настоящее время независимые от (DM) расстояния известны для 73 пульсаров [11], но эти данные тоже не достаточны для более

детального изучения крупномасштабного распределения электронов в Галактике. Для распределения электронов в окрестности Солнца принята формула

$$n_e = n_0 e^{-z/h}, \quad (4)$$

где  $z$  - расстояние от плоскости Галактики,  $n_0 = 0.03 \text{ см}^{-3}$ , а эквивалентная полутолщина распределения электронов  $h = 1000$  пк.

Для нахождения более детального распределения электронной концентрации используются результаты предыдущего раздела. Зависимость (2) при известных значениях  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$  и наблюдательных величинах  $S_{400}$ ,  $W$ ,  $P$ ,  $\dot{P}$  дает возможность определить расстояние пульсаров независимым методом. Для 288 пульсаров этим методом определялись теоретические расстояния  $R_T$ :

Из соотношения

$$DM = \int n_e dr = \bar{n}_e R \quad (5)$$

для каждого пульсара, вместо  $R$ , подставляя величину  $R_T$ , находится среднее значение  $n_e$  в направлении пульсара.

На рис. 1а и б приведены распределения значений  $\bar{n}_e$  по галактической долготе  $L$ , полученные для двух выборок (из табл. 1): по всем периодам и, разделенных по  $P = 0.7$  с, соответственно. Для наглядности вместо значений  $\bar{n}_e$  на графиках использована безразмерная величина  $\bar{n}_e / 0.03 \text{ см}^{-3}$  или обратная ему величина, взятая со знаком минус, при  $\bar{n}_e < 0.03 \text{ см}^{-3}$ . Хотя значения  $R_T$  для каждого отдельного пульсара, полученные по разным выборкам, сильно отличаются друг от друга и от найденных по (DM) [1,5] расстояний, рисунки 1а и б качественно не отличаются друг от друга. На обоих рисунках видно, что в направлении антицентра Галактики значения  $\bar{n}_e$  в основном, значительно ниже среднего значения  $0.03 \text{ см}^{-3}$ , а в направлении центра Галактики значения  $\bar{n}_e$  несмотря на большую дисперсию, выше  $0.03 \text{ см}^{-3}$ . Поскольку можно было ожидать такой результат, то полученные выше значения  $R_T$  и  $\bar{n}_e$  в статистическом смысле довольно достоверны и могут содержать информацию о распределении электронной концентрации в Галактике. Сказанное дает основание использовать значение  $\bar{n}_e$  для изучения зависимости плотности электронов от галактоцентрических расстояний  $R_c$  и от расстояний пульсаров  $z$  над галактической плоскостью.

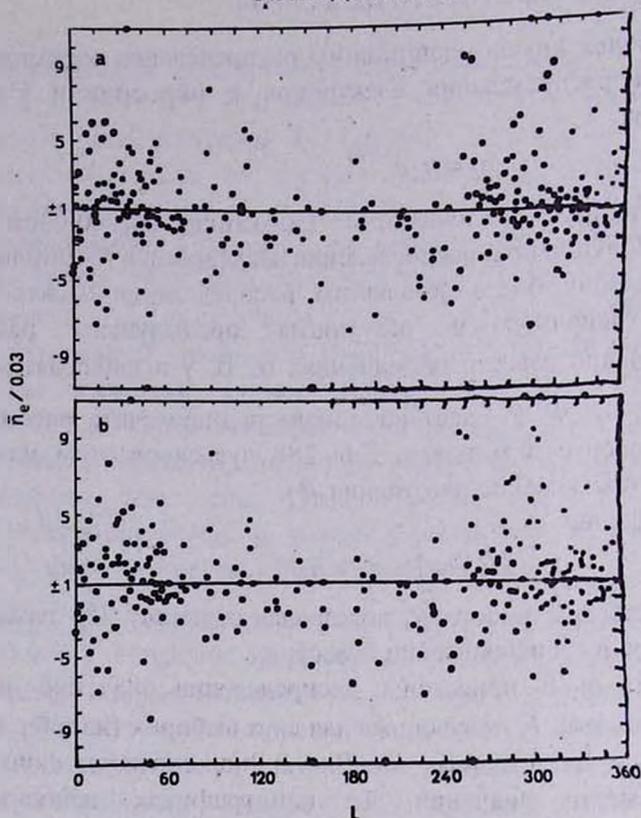


Рис. 1 Распределение средней электронной концентрации в направлении отдельных пульсаров по Галактической долготе. На оси ординат отложены значения  $\bar{n}_e / 0.03 \text{см}^{-3}$  при  $\bar{n}_e > 0.03 \text{см}^{-3}$  и  $-0.03 \text{см}^{-3} / \bar{n}_e$ , при  $\bar{n}_e < 0.03 \text{см}^{-3}$ , на оси абсцисс - галактическая долгота. Рис. 1а получен для всей выборки пульсаров. Рис. 1б - для той же выборки, разделенной по периоду ( $P = 0.7e$ ) на две подгруппы.

Нами были рассмотрены зависимости следующего вида

$$n_e(R_c, z) = n_1 + n_0 e^{-z/h} (10 \text{ кпк} / R_c)^\alpha \quad (6)$$

$$n_e(R_c, z) = n_1 + n_0 e^{-z/h} \exp((R_c - R_0)/\sigma)^\beta \quad (7)$$

Вместо  $n_e(R_c, z)$ , мы используем средние значения  $\bar{n}_e$  отдельных пульсаров. Расстояние от центра Галактики  $R_c$  определяется по расстояниям от Солнца и по галактическим координатам пульсаров. Расстояние Солнца от центра Галактики принимается равным 10 кпк. Параметры  $n_1$ ,  $n_0$ ,  $h$ ,  $\sigma$ ,  $\alpha$ ,  $\beta$ , и  $R_c$  находятся из численных расчетов. При расчетах по формуле (6)  $n_1$  переводится на левую сторону и после

логарифмирования получается линейное уравнение относительно  $n_0$ ,  $h$  и  $\alpha$ , которые определяются методом наименьших квадратов. Значение  $n_1$  находится методом проб. Выбирается то значение, при котором получается минимум дисперсии. Аналогичным образом из соотношения (7) определяются величины  $n_1$ ,  $n_0$ ,  $h$ ,  $R_0$ ,  $\sigma$ ,  $\beta$ , где  $n_1$ ,  $R_0$  и  $\beta$  подбираются методом проб.

Надо отметить, что формулы (6) и (7) качественно отличаются в основном тем, что в зависимости (6) нет максимума по  $R_c$ , а в (7), при значении  $R_c = R_0$  есть максимум. Зависимость от  $z$  в обеих формулах одинакова и совпадает с формулой (4). Вычисления по формуле (6) показали, что при выборке пульсаров  $R_c < 9$  кпк,  $\alpha$  - отрицательна ( $\alpha = -1.5$ ), а при  $R_c > 9$  кпк - положительна ( $\alpha = 3.5$ ). Это означает, что  $n_e(R_c, z)$  имеет максимум около  $R = 9$  кпк.

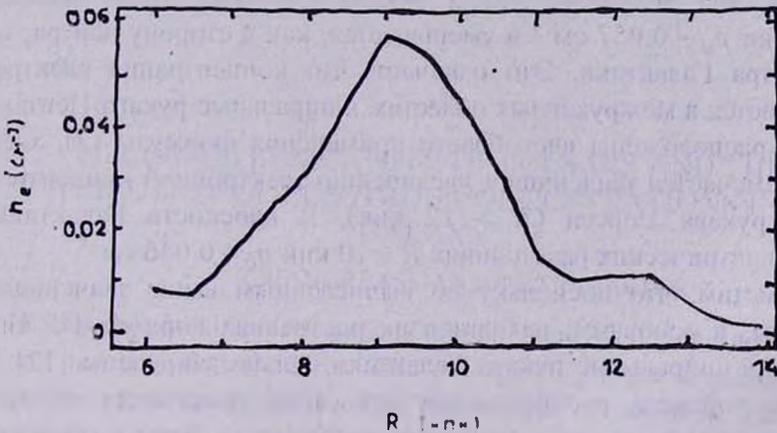


Рис. 2. Распределение электронной концентрации по галактоцентрическим расстояниям. Усреднение проводилось главным перемещением интервала величиной 1 кпк.

Такой же вывод можно получить из распределения  $\bar{n}_e$  по галактоцентрическим расстояниям  $R_c$  (рис. 2). При построении рисунка, мы исключили те пульсары, для которых  $R_T < 1$  кпк, поскольку на близких расстояниях от Солнца случайно расположенные III области могут внести большой вклад в (DM), значительно увеличивая среднюю электронную концентрацию в данном направлении. Из рисунка видно, что распределение  $n_e(R_c, z)$  можно аппроксимировать функцией (7) для  $\beta = 2$ . Параметры  $n_0$ ,  $h$  и  $\alpha$ , как

отмечалось выше, находится методом наименьших квадратов. Значения  $n_I$  и  $R_0$  находятся методом проб. Вычисления дают

$$\begin{aligned} n_0 &= 0.052 \text{ см}^{-3}, n_I = 0.005 \text{ см}^{-3}, h = 0.7 \text{ кпк} \\ R_0 &= 9 \text{ кпк}, \alpha = 2.88 \text{ кпк} \end{aligned} \quad (8)$$

Таким образом, для функции  $n_e$  получаем симметричную функцию с максимумом на расстоянии 9 кпк, полушириной  $\alpha = 2.88$  кпк. Распределение по  $z$  имеет такой же вид и почти такую же эквивалентную полутолщину  $h$ , как в [1].

Надо отметить, что больше 90% пульсаров попадают в кольцо  $6 \text{ кпк} < R < 12 \text{ кпк}$ , поэтому распределение (7) с параметрами (8) можно использовать для этих расстояний. Максимум в распределении функции  $n_e$  совпадает с Галактическим рукавом Стрельца [12]. Таким образом, мы получили, что в рукаве Стрельца около плоскости Галактики  $n_e \sim 0.057 \text{ см}^{-3}$  и уменьшается, как в сторону центра, так и антицентра Галактики. Это означает, что концентрация электронов уменьшается в межрукавных областях. Спиральные рукава Центавра и Персея расположены вне области применения формулы (7), хотя на рис.2 намечается тенденция к увеличению электронной концентрации, вблизи рукава Персея ( $R > 12 \text{ кпк}$ ). В плоскости Галактики на галактоцентрических расстояниях  $R \sim 10 \text{ кпк}$   $n_e \sim 0.046 \text{ см}^{-3}$ .

Отметим, что поскольку по вычисленным выше значениям  $R_I$  пульсары, в основном, находятся на расстояниях порядка 4-5 кпк от Солнца, а спиральные рукава Галактики сильно закручены [12], то в пределах области распределения пульсаров расстояния от центра Галактики до спиральных рукавов меняются мало. Этим и объясняется полученное нами круговое распределение электронной концентрации. Более детальное исследование распределения электронной концентрации в Галактике затруднено в связи недостаточным количеством данных.

Были проведены вычисления также для отдельных выборок пульсаров с  $R < 9 \text{ кпк}$  и  $R > 9 \text{ кпк}$ , для выяснения симметричности распределения электронной концентрации относительно рукава Стрельца. Для этих двух выборок вычисления дали почти одинаковые значения  $\alpha$  и других параметров (довольно близких к параметрам (8)). В распределении по  $z$  видна слабая тенденция (в пределах ошибок) уменьшения эквивалентной полутолщины слоя электронов  $h$

направлении центра Галактики, что тоже соответствует принятой в настоящее время модели Галактики.

4. *Заключение.* В заключении отметим, что полученное в настоящей работе новое распределение электронной концентрации дает возможность по мерам дисперсии пульсаров заново определить расстояния пульсаров. Полученное таким образом распределение пульсаров в Галактике, вероятно, будет качественно отличаться от прежних (см. [1-3]), что в свою очередь изменит некоторые наши представления о распределении магнитных полей в Галактике. Изучению этих и других вопросов, связанных с новым распределением пульсаров в Галактике, будет посвящена отдельная работа.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория

## THE RADIO LUMINOSITY OF PULSARS AND THE DISTRIBUTION OF ELECTRON CONCENTRATIONS IN THE GALAXY

R.R.ANDREASSIAN, D.G.ARSHIKIAN

Radio luminosities of pulsars are presented depending on their periods and period derivatives. The parameters of that dependence and the independent distances for 288 pulsars are determined. The known dispersion measures are used for determination of the mean electron densities in the directions of pulsars.

The obtained results are used for investigation of the large-scale distribution of electron concentration in the Galaxy for solar distances of the order of 4-5 kpc. The maximum value of that distribution is found at a distance of 9 kpc from the galactic centre in the Sagittarius arm. In the inter arm regions (in the directions of Perseus and Scutum spiral arms) electron density decreases exponentially.

## ЛІТЕРАТУРА

1. Р. Манчестер, Дж.Тейлор, Пульсары, "Мир", М., 1980.
2. J.G.Ables, R.N.Manchester, Astron. Astrophys., 50, 177, 1976.
3. Р.Р. Ліценсяни, А.П. Макаров, Астрофізика, 30, 170, 1989.
4. J.E. Gunn, J.P.Ostriker, Astrophys. J., 160, 979, 1970.
5. R.N. Manchester, J.H. Taylor, Astron. J., 86, 1953, 1981.
6. M. Proszynski, D. Przybycien, In Proceedings of the Workshop on "Millisecond Pulsars", held at N.R.A.O., Greenbank, W. Virg., June, 1984.
7. M. Vivekanand, R.J. Narayan, Astron. Astrophys., 2, 315, 1981.
8. G.M. Stollman, Astron. Astrophys., 171, 152, 1987.
9. И.Ф. Малюк, Труды ФИАН, 199, 83, 1989.
10. Т.І. Арішкая, Астрофізика, 35, 227, 1991.
11. Dale A. Friel, Joel M. Weisberg, Astron. J., 100, 743, 1990.
12. Y.M. Georgelin, Y.P. Georgelin, Astron. Astrophys., 49, 57, 1976.

УДК 524.77

## ДИСКРЕТНОСТЬ СКОРОСТЕЙ РАЗЛЕТА КОМПОНЕНТ ПРОТЯЖЕННЫХ ДВОЙНЫХ РАДИОИСТОЧНИКОВ

Т. Г. АРШАКЯН, Р. Р. АПРЕСЯН

Поступила 21 июля 1992

Принята к печати 2 декабря 1992

Для классических двойных радиосточников решена задача нахождения функции распределения скоростей разлета компонентов. При этом используется распределение наблюдаемого параметра  $V = c(Q-1)/(Q+1)$ , где  $Q = R_1/R_2$  ( $R_1$  и  $R_2$  - видимые расстояния радиокомпонентов от центральной галактики), а  $c$  - скорость света. Предполагается, что выбросы имеют симметричную структуру, а различие расстояний  $R_1$  и  $R_2$  обусловлено конечностью скорости света. Исследовано распределение параметра  $V$  для трех выборок. Показано, что верхний предел скоростей разлета компонентов равен приблизительно 0.3c. Найдено, что для радиогалактик и квазаров скорости разлета распределены дискретно. Большинство радиогалактик имеют скорости, заключенные в трех интервалах, средняя скорость в которых равна  $V_1 \sim 0.05c$ ,  $V_2 \sim 0.15c$  и  $V_3 \sim 0.26c$ , соответственно. Для квазаров она заключена в двух интервалах, со средними скоростями разлета 0.13c и 0.26c.

*1. Введение.* В некоторых работах для классических двойных радиосточников оценены скорости продвижения горячих пятен относительно центральных галактик. Например, Харгривв и Райл [1], используя аргумент, что при релятивистских скоростях должно существовать различие в яркости и расстоянии от ядра между приближающимися и удаляющимися компонентами, установили верхний предел скорости (0.1c) для выборки относительно мощных радиосточников.

Лонгейер и Рили [2], анализируя параметр отношения расстояний радиокомпонентов от центрального источника, пришли к выводу, что верхний предел удаления горячих пятен для протяженных внегалактических радиосточников составляет примерно 0.2c.

В другой работе [3], Катгери - Мекелли и др., имея данные об относительных положениях компонентов оптически отождествленных двойных радиосточников, наблюдаемых на частотах 178 МГц и 408 МГц, нашли среднюю скорость удаления, равную 0.24c, с дисперсией

0.12c, причем нижний предел скорости составляет 0.1c. Вэллети в работе [4] дал грубую оценку скорости (0.3c) для слабых радионисточников, имеющих горячие пятна.

Оценки скоростей разлета компонентов, найденные разными авторами поередетвом решения прямых задач, имеют большой разброс. Это указывает на сложный вид функции распределения скоростей выбросов.

В настоящей работе для протяженных двойных радионисточников решена обратная задача для нахождения функции распределения истинных скоростей разлета. Для трех выборок, состоящая из радиогалактик и квазаров найдены некие функции распределения скоростей и обсуждены полученные результаты.

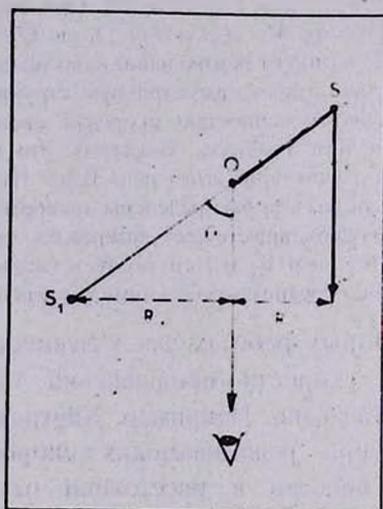


Рис.1. Выбросы компонент  $S_1$  и  $S_2$  происходят одновременно (из центральной галактики  $O$ ), в противоположных направлениях со скоростью  $V_0$ , под углом  $\theta$  к наблюдателю. Величины  $R_1$  и  $R_2$  - видимые расстояния компонент от родительской галактики.

2. *Постановка задачи.* Предположим, что двойные радионисточники образуются симметричным выбросом радионизлучающих компонентов из родительской галактики (рис. 1), а различие видимых расстояний компонент ( $R_1$  и  $R_2$ ) от центральной галактики обусловлено конечностью скорости света. Результаты наблюдений хорошо согласуются с этой простой моделью (см., например, [5,6]).

Обозначим через  $V_0$  скорость разлета компонентов относительно родительской галактики. Если направление выброса составляет с лучом зрения острый угол  $\theta$  (где  $\theta$  меняется от 0 до  $\pi/2$ ), то можем записать

$$c \frac{Q-1}{Q+1} = V_0 \cos \theta \quad (1)$$

где  $Q = R_1/R_2$  ( $R_1 \geq R_2$ )

Левая часть этого соотношения имеет размерность скорости. Обозначим через

$$= c \frac{Q-1}{Q+1} = V_0 \cos \theta \quad (2)$$

и впредь будем называть ее "наблюдаемой" скоростью, поскольку величина  $Q$  является наблюдаемым параметром, а  $V_0$  - истинной скоростью.

Пусть имеем некоторое количество ( $M$ ) двойных радиосточников с функцией распределения истинных скоростей разлета  $F(V_0)$ . Предположим, что угол  $\theta$  распределен случайным образом в интервале углов  $[0, \pi/2]$ , т. е. все направления радиовыбросов в пространстве равновероятны.

В качестве исходных данных в настоящей работе используется распределение "наблюдаемых" скоростей  $f(V)$ . Нашей задачей является определение функции  $F(V_0)$ .

Рассмотрим пару случайных величин  $(V_0, V)$  и  $(V_0, \theta)$  с плотностями  $\varphi$  и  $\psi$  соответственно. Тогда вероятность того, что истинная скорость в интервале  $V_0, V_0 + dV_0$  будет "наблюдаться" в интервале скоростей  $V, V + dV$  равна вероятности того, что радиовыбросы с истинными скоростями в интервале  $V_0, V_0 + dV_0$  находятся относительно наблюдателя в промежутке углов от  $\theta$  до  $\theta + d\theta$

$$\varphi(V_0, V) dV_0 dV = \psi(V_0, \theta) dV_0 d\theta,$$

Поскольку величины  $V_0$  и  $\theta$  независимы друг от друга, а  $\theta$  распределена случайным образом, то

$$\psi(V_0, \theta) dV_0 d\theta = F(V_0) dV_0 \sin \theta d\theta,$$

поэтому

$$\varphi(V_0, V) dV_0 = \frac{F(V_0) dV_0}{dV / d \cos \theta}.$$

Из соотношения (2) следует, что  $dI'/d \cos \theta = V_0$ , следовательно

$$\varphi(V_0, V) dV_0 = \frac{F(V_0)}{V_0} dI'_0.$$

Интегрируя последнее соотношение по всем возможным  $V_0$  и помня, что  $V_0 \geq V$ , имеем

$$f(V) = \int_V^{\infty} \frac{F(V_0)}{V_0} dV_0. \quad (3)$$

Продифференцировав по нижнему переменному пределу, получим искомую функцию:

$$F(V) = -V \frac{df(V)}{dV}. \quad (4)$$

Если обозначим через  $dN$  количество объектов в интервале скоростей от  $V$  до  $V + dV$ ,  $dN = f(V)dV$  и пронормируем последнее, то

$$f(V) = \frac{1}{N} \frac{dN}{dV},$$

следовательно соотношение (4) запишется в виде

$$F(V) = -\frac{V}{N} \frac{d}{dV} \left( \frac{dN}{dV} \right), \quad (5)$$

Таким образом, полученное соотношение позволяет найти искомую функцию распределения истинных скоростей разлета  $F(V_0)$ , используя лишь наблюдаемые параметры ( $V$ ,  $N$ ,  $dN/dV$ ).

Теперь выведем формулу, удобную для нахождения числа объектов в любом интервале истинных скоростей ( $V_1, V_2$ ). Она понадобится нам для последующих расчетов. Для этого умножим обе части уравнения (4) на величину  $dV$  и проинтегрируем в пределах от  $V_1$  до  $V_2$

$$\int_{V_1}^{V_2} F(V) dV = - \int_{V_1}^{V_2} V df(V).$$

Интегрируя правую часть по частям и умножив полученное соотношение на полное число радионеточников  $N$ , имеем

$$N \int_{V_1}^{V_2} F(V) dV = N \int_{V_1}^{V_2} f(V) V dV - N [f(V_2) V_2 - f(V_1) V_1].$$

Левая часть этого соотношения представляет собой количество радионеточников ( $n_0$ ), имеющих истинные скорости в промежутке от

$V_1$  до  $V_2$ . Первый член правой части - это количество радионеточников  $n_{12}$  с "наблюдаемыми" скоростями от  $V_1$  до  $V_2$ :

$$n_{12} = n_{12} - N[f(V_2)F_2^* - f(V_1)F_1^*] \quad (6).$$

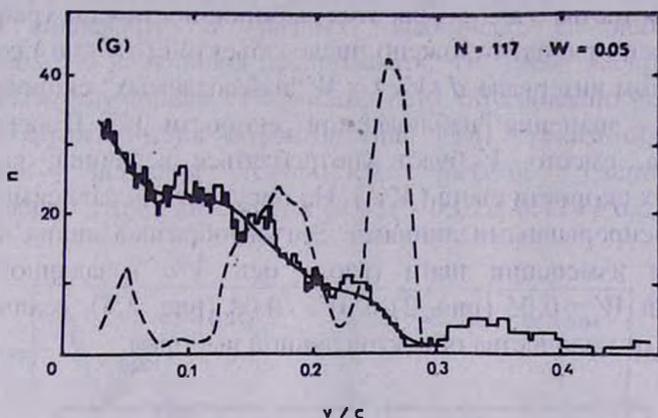


Рис. 2. Распределения по истинным ( $f(V_0)$ -пунктирная линия) и "наблюдаемым" ( $f(V)$ -непрерывная) скоростям разлета радиокомпонент выборки радиогалактик.

Величину  $n_0$  также можно получить путем интегрирования в пределах от  $V_1$  до  $V_2$  функции  $f(V_0)$ , которая, в свою очередь, является производной от функции  $F(V)$ . Такая процедура вычисления может привести к большим ошибкам при оценке  $n_0$ . Поэтому, несомненно, удобно вычислять эту величину из соотношения (6), т. к. при этом используется лишь наблюдаемое распределение  $f(V)$ .

3. *Выборка радионеточников и анализ наблюдательных данных.* Выборка двойных радионеточников состоит из объектов типа FR II по классификации Фонарова и Ризли [7], с отождествленными центральными радиогалактиками или квазарами. Для 165 радионеточников данные параметра  $Q = R_1/R_2$  взяты из работы Аршакяна [8], а для 38 квазаров вычислены по радиокартам, опубликованным в работе Вартела и др. [9]. Все объекты исследованы на частотах выше 4.8 ГГц.

На основе этих данных были составлены три выборки, состоящие из радиогалактик, радиогалактик и квазаров с красными смещениями  $z \leq 1.5$  и третья с  $z \leq 4$ . Для этих выборок построены графики (рис. 2-4). На оси ординат отложено число объектов ( $dN = n$ ) содержащихся в заданном интервале  $d(V/c) = W$  "наблюдаемых" скоростей, а на оси абсцисс - значения "наблюдаемой" скорости  $V/c$ . В дальнейшем, для удобства, вместо  $V$  будет употребляться величина, выраженная в единицах скорости света ( $V/c$ ). На рисунках эта зависимость показана двумя непрерывными линиями. Зигзагообразная линия получена при шаговом изменении шага (полюсь оси  $V/c$ ) заданного интервала шириной  $W = 0.05$  (рис. 2) и  $W = 0.04$  (рис. 3,4), величина которых зависит от количества объектов данной выборки.

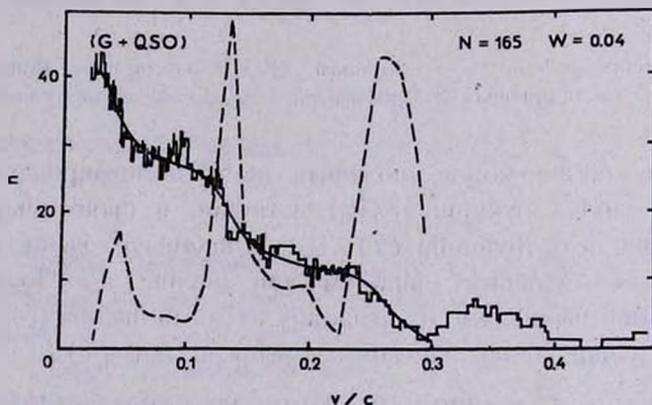


Рис. 3. Распределения  $f(v/c)$  и  $F(v/c)$  для выборки радиогалактик и квазаров с  $z < 1.5$ .

Непрерывная линия проводилась посредством сглаживания упомянутой линии с учетом того, что функция  $n(V/c)$  убывает при возрастании величины  $V/c$  (как это следует из соотношения (3)). Пунктирная линия - это некая функция распределения  $f(V_0)$ , которая является производной от сглаженной кривой.

Функция распределения "наблюдаемых" скоростей для всех трех выборок убывает и имеет минимальное значение при  $V/c \sim 0.3$ . Поэтому, мы полагаем, что верхний предел скорости разлета радиокомпонентов не превышает величину  $0.3c$ . Объекты со скоростями, превышающими этот предел, видимо, не соответствуют симметричной модели, поэтому в дальнейшем все расчеты будут проведены для радиопунктиров, имеющих "наблюдаемые" скорости в интервале от 0 до  $0.3c$ .

Как видно из рисунков, функция распределения истинных скоростей разлета для всех выборок имеет дискретное распределение, с тремя пиками. Значения скоростей, при которых достигается максимум, совпадают в разных выборках с небольшими отклонениями. Это дает повод предполагать, что такое распределение не может быть случайным. Возможно, это обусловлено различием физических характеристик объектов типа FR II. Таким образом, у радиогалактик значения скоростей разлета располагаются преимущественно в трех интервалах ( $0.03c - 0.07c$ ,  $0.11c - 0.2c$ ,  $0.23c - 0.3c$ ).

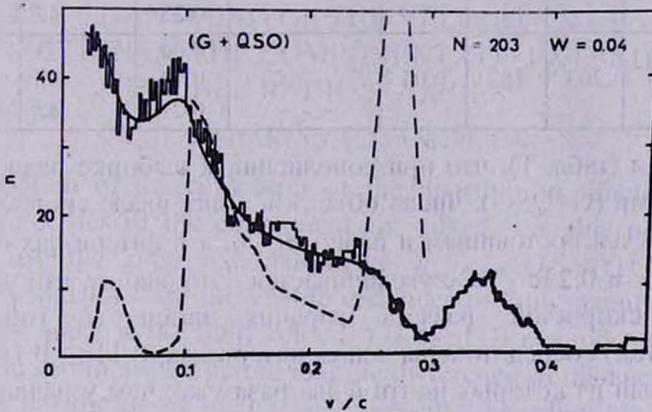


Рис. 4. Распределения  $F(V_0)$  и  $\Pi(V)$  для всей выборки радиогалактик и квазаров.

Основные результаты, полученные из расчетов, приведены в табл. 1. В этой таблице первый и второй столбцы указывают на морфологический тип объектов, используемых в расчетах, и их количество, соответственно, третий - число объектов в диапазоне скоростей  $V/c = 0 - 0.3$ , четвертый - ширину заданного интервала ( $W$ ), пятый - интервалы скоростей разлета, шестой - величину скорости, при которой функция  $F(V)$  достигает максимума, седьмой и восьмой - процентное и количественное содержание числа объектов, имеющих истинные скорости в пределах интервалов  $\Delta V_1$ ,  $\Delta V_2$ ,  $\Delta V_3$ . Данные последних двух колонок вычислены по формуле (6).

Таблица 1

	N	N <sub>1</sub>	W	$\Delta V_1$ $\Delta V_2$ $\Delta V_3$	$\sim V_1$ , $\sim V_2$ , $\sim V_3$	$n_1$ $n_2$ (%) $n_3$	$n_1$ $n_2$ $n_3$
G	117	104	0.05	0.03-0.07 0.11-0.20 0.23-0.30	0.05 0.16 0.25	6 31 48	6 31 48
G1QSO $z \leq 1.5$	165	149	0.04	- - - - - - - - -	0.04 0.14 0.25	5 33 47	6 49 70
G1QSO $z \leq 4$	203	182	0.04	- - - - - - - - -	0.04 0.12 0.27	3 35 45	6 64 82

Заметим (табл. 1), что при дополнении к выборке радиогалактик (G) квазарами (G1QSO), число объектов в интервале скоростей 0.03e - 0.07e остается постоянным и равно  $n_1 = 6$ , а в интервалах скоростей 0.11e - 0.16e и 0.23e - 0.3e увеличивается. Это значит, что у квазаров величины скоростей разлета горячих пятен (в отличие от радиогалактик) сосредоточены в двух интервалах, 0.11e - 0.16e и 0.23e - 0.3e, первый из которых почти в два раза уже, чем у радиогалактик. Приблизительно 90% квазаров второй и третьей выборок имеют скорости разлета, заключенные в вышеуказанных диапазонах. Интересно отметить, что во всех выборках почти половина объектов имеет скорости, заключенные в интервале 0.23e - 0.3e.

4. *Заключение.* Представляет большой интерес определить, по каким признакам группируются скорости разлета горячих пятен. Возможно, это зависит от радиосветимостей или же от месторасположения галактик в скоплениях. Не исключено также влияние градиента плотности межгалактической среды в скоплениях галактик. Решение этих задач требует отдельного исследования.

Ответы на эти вопросы приблизят нас к пониманию тех физических механизмов, действующих в активных ядрах внегалактических объектов, которые ответственны за субрелятивистские скорости разлета компонентов, а также могут выявить направление эволюционного пути классических двойных радиопетельщиков.

Авторы искренне признательны Т.А.Мовсисяну и В.О.Чавушяну за услуги, оказанные при компьютерной обработке.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория

THE QUANTIZING OF THE VELOCITIES OF  
SEPARATION OF THE COMPONENTS OF EXTENDED  
DOUBLE RADIO SOURCES

D.G.ARSHAKIAN, R.R.ANDREASSIAN

The problem of determination of the distribution function of the separation velocities of the components is solved. For this purpose the distribution of the observed parameter  $V = c(Q-1)/(Q+1)$ , where  $Q=R_1/R_2$  ( $R_1$  and  $R_2$  - are the visible distances of components from the central galaxy and  $c$  is the light velocity) is used. It is supposed that the outflows have symmetric structure and the difference of distances  $R_1$  and  $R_2$  is due to the finiteness of the light velocity. The distribution of the parameter  $V$  has been studied for three samples. It is shown that the upper limit of the separation velocities of the components is approximately equal to  $0.3c$ . It is found that the velocities of separation have the discrete distribution for the radio galaxies and quasars. The majority of radio galaxies have the velocities in three intervals, where the average velocities are  $V_1 \sim 0.05c$ ,  $V_2 \sim 0.15c$ ,  $V_3 \sim 0.26c$ , respectively. For the quasars it lies in two intervals with the average velocities  $0.13c$  and  $0.26c$ .

## ЛІТЕРАТУРА

1. *P.J. Ingrave, M.Ryle*, Mon.Not.Roy.Astron.Soc., 166, 305, 1974.
2. *M.S. Longair, J.M. Riley*, Mon.Not.Roy.Astron.Soc., 188, 625, 1979.
3. *J.Katgeri-Meikeliñ, C.Levi, L.Padrielli*, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 40, 91, 1980.
4. *D.G. Banhatti*, Turku-ITh-R133, Report ser., Informo 126, 1987.
5. *E.B. Fomalont*, Astrophys.J., 157, 1027, 1969.
6. *C.D. Muckay*, Mon.Not.Roy.Astron.Soc., 136, 123, 1967.
7. *B.L. Fonnaroll, J.M. Riley*, Mon.Not. Roy.Astron.Soc., 167, 31, 1974.
8. *Т.Г. Аршакян*, Астрофізика, 35,247, 1991.
9. *P.D.Barthel, G.K. Miley, R.T. Schilizzi, S.J. Lonsdale*, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 73, 515, 1988.

УДК: 524.4

FLARE ACTIVITY OF STARS AS A CLUSTER  
MEMBERSHIP CRITERION

L. V. MIRZOYAN, V. V. HAMBARIAN, A. L. MIRZOYAN

Поступила 12 апреля 1993

The flare activity is examined as a reliable criterion for cluster membership of stars. This conclusion follows directly from the observational fact that all known flare stars in region of the Pleiades cluster are concentrated around the centre of the cluster irrespective of the membership probabilities calculated on the base of their proper motions. This means that in this case the flare activity is more effective membership criterion than proper motion. It is in complete agreement with the results of the statistical study of the space distribution of flare stars in the Galaxy. It shows that almost all flare stars of the comparatively high luminosities are members of star clusters and associations and only flare stars of the lowest luminosities (of the UV Ceti type of solar vicinity) consist of the characteristic population of general galactic star field. New cluster membership probabilities of 408 Pleiades flare stars based on the proper motions and the data concerning the existence of strong emission at  $H_{\alpha}$  and H and K of Ca II lines in spectra of flare stars are discussed in favour of the flare activity as a cluster membership criterion.

1. *Introduction.* Usually the proper motion of a star is accepted as satisfactory criterion of its membership in the nearby cluster. Thus in the extensive study of star proper motions in the central part of the Pleiades region Hertzsprung et al [1] have used the closeness of the proper motions of stars to that of the brightest member of the cluster - Alcyone as the membership criterion.

Later on a method has been worked out to calculate membership probabilities of the stars in the nearby stellar systems on the base of their proper motions (see, for example [2]).

The membership probabilities of the Pleiades flare stars determined by this method by Jones [3] were used to estimate the portion of the general galactic field flare stars among the flare stars detected in this region. It turned out that this portion is unexpectedly large.

However the study of this problem showed that for flare stars of the Pleiades region the criterion of proper motions is apparently incorrect. As it has been revealed by one of the authors [4] all flare stars in the Pleiades region are concentrated around the centre of cluster irrespective of their proper motions.

This unusual result has been confirmed by Chavushian [5] and later on by one of the authors [6] on the base of more richer observational data concerning proper motions of the Pleiades flare stars.

In agreement with this result the statistical study of the space distribution of flare stars in the solar vicinity has shown [7,8], that all flare stars in the Galaxy having comparatively high luminosity are members of star clusters and associations.

Proceeding from this significant observational fact it has been suggested that the flare activity is more effective criterion of the cluster membership than proper motion, at least in the case of the Pleiades cluster [9].

Recent papers devoted to the search of faint members of the Pleiades cluster by Stauffer et al [10] and Prosser et al [11] as well as some observational data on flare stars contain new additional testimonies in favour of this conclusion.

In the present paper these new testimonies are discussed in favour of our former conclusion that the flare activity is a reliable criterion for cluster membership.

*2. The distribution of flare stars around the centre of the Pleiades cluster.* The first indication on the possibility of using the flare activity as a reliable criterion for the membership of stars in the nearby stellar system (cluster or association) has been obtained from the discussion of the distribution of flare stars in the Pleiades cluster region.

Namely, the space distribution of flare stars in the Pleiades cluster showed [4-6] their concentration around the centre (Alcione) of this system irrespective of the cluster membership probabilities calculated on the base of proper motions of stars.

This conclusion, showing that proper motion of a star, at least in the case of the Pleiades cluster flare stars, is not a satisfactory criterion of the cluster membership can be examined using the new membership probabilities of 408 flare stars from the Pleiades flare star Catalogue by Haro, Chavira and Gonzalez [12] (hereafter referred the HCG

Catalogue), recently determined by Stauffer et al [10] on the base of proper motions.

The surface distribution of all Pleiades flare stars with the known membership probabilities [10] around the centre of the Pleiades cluster (Alcione)\* was determined by the two following ways.

1). All flare stars were divided into two groups by their membership probabilities. The flare stars for which the membership probability  $p$  is equal or larger 0.5 were accepted as "members" of the cluster, and those flare stars for which  $p$  is smaller than 0.5 were accepted as "non-members".

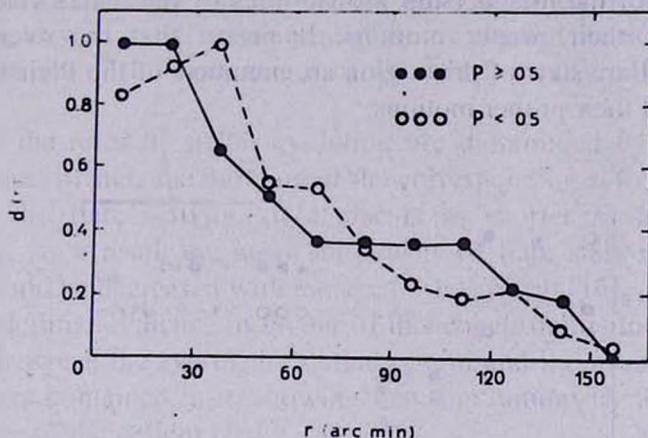


Fig. 1. The surface distribution of flare stars around the centre of the Pleiades cluster: 1) "members" (membership probability  $p \geq 0.5$ ) and 2) "non-members" ( $p < 0.5$ ), where  $p$  is cluster membership probability determined by Stauffer et al [10], on the base of star proper motions.

The surface distribution of these two groups of flare stars around Alcione, are presented in Fig. 1. It shows that the surface density of stars - "non-members" decreases with the increase of the distance from the Pleiades cluster centre almost similar to the density of stars-"members" of the cluster.

\*As our determination has shown the mass centre of Pleiades cluster on the base of 291 members according to Hertzsprung et al [1] does not differ significantly from the position of Alcione (the difference is equal to about 7 arc min.).

2). The surface distribution of flare stars around the centre of the Pleiades cluster were determined also, as in the paper [6], taking as weights of the stellar density the magnitudes  $p$  and  $1-p$ . The corresponding surface distribution of flare stars around the cluster centre are presented in Fig. 2.

Fig. 1 and 2 show that in both considered cases the decrease of the flare stars density with the increase of the distance from the cluster centre is observed.

Thus, the consideration of the surface distributions for 408 Pleiades flare stars (Table 3 by Stauffer et al [10]) confirms our conclusion that all of them are concentrated around the centre of the Pleiades cluster irrespective of the membership probabilities of flare stars calculated on the base of their proper motions. It means that the overwhelming majority of flare stars of this region are members of the Pleiades cluster, regardless of their proper motions.

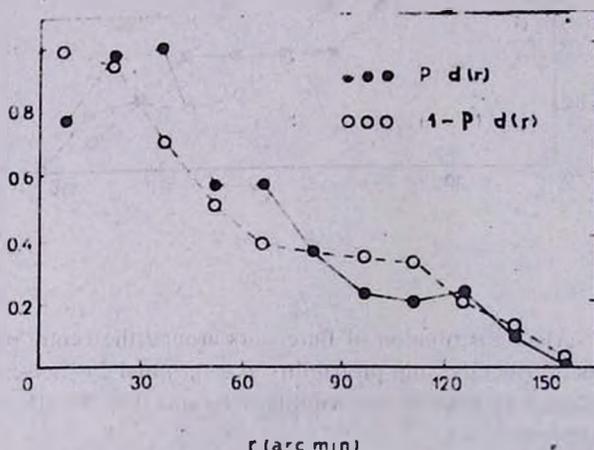


Fig. 2. The surface distribution of flare stars around the centre of the Pleiades cluster: 1)  $p d(r)$  and 2)  $(1-p) d(r)$ , where  $p$  is cluster membership probability obtained by Stauffer et al [10], on the base of star proper motion.

3. *The distribution of flare stars in the Galaxy.* The study of the space distribution of the UV Ceti type flare stars of the solar vicinity and the comparison of the number of flare stars expected to be discovered from this distribution with the number of flare stars detected

by the photographic multi-exposure observations of the Pleiades region using wide-angle telescopes allowed to conclude that almost all flare stars of comparatively high luminosity in the Galaxy are members of star systems (clusters and associations) [7,8]. And only the flare stars of lowest luminosity (e.g. UV Ceti type flare stars of solar vicinity) consist of the characteristic population of general star field of the Galaxy, preserving their flare activity after the disintegration of the "maternal" systems. The percentage of them among the flare stars discovered in the regions of star clusters and associations is estimated to be of the order of 10% [8].

The consideration of this problem has shown that such space distribution of flare stars in the Galaxy is conditioned by the fact that flare stars, as well as all stars in general, are formed in stellar systems and present one of the early stages of red dwarf stars (see, for example, [13-15]).

Since the rates of stellar evolution are determined by the masses (luminosities) of stars the duration of the corresponding activity phase, in particular the flare activity, of a star is as shorter as higher is its luminosity. As a result the mean luminosity of flare stars in the stellar system should be decreased with the age of the system [16].

As a definite evidence in favour of this conclusion is the correlation observed between the age of the stellar system and the mean luminosity of flare stars contained in it, showing that this luminosity is decreasing with the age of the system [16].

The photographic multi-exposure observations of flare stars in various regions of the sky support this important conclusion. They showed that during these observations one flare was detected in some hours-in regions of star clusters and associations, and more than one hundred hours-in the general galactic star field. For example, during photographic multi-exposure observations of the Pleiades region with the 40" Schmidt telescope of the Byurakan Astrophysical Observatory each flare was detected in 1-2 hours, on the average; whereas the observations of the general galactic star field with 40" and 21" Schmidt telescopes during 181 hours brought to the detection of one single flare. It means that the flare stars of comparatively high luminosity actually are absent in the general galactic star field [5,14].

From the point of view of this regularity it is significant to clear up the discrepancy between the membership probabilities of flare stars and

their distribution in the Pleiades region. It is not probable to think that it is conditioned by the fact that the cluster proper motion is rather small since it lies in a direction near the solar antiapex of galactic rotation [10].

For clearing up this question it is important to see the situation in other subsystems of flare stars. Unfortunately there are not enough determinations of proper motions of flare stars in other regions.

Nevertheless, it seems that the existing scanty data on the proper motions of flare stars in the Orion association don't contradict the conclusion that almost all flare stars of comparatively high luminosity are members of star clusters and associations. Indeed, the cluster membership probabilities of a few flare stars near the Orion nebula determined by Jones and Walker [17] based on their proper motions confirms this conclusion.

Table 1

MEMBERSHIP PROBABILITIES OF THE KNOWN FLARE STARS NEAR THE ORION NEBULA ACCORDING TO JONES AND WALKER [17]

Number			I	MP
[18]	[19]	[20]	[17]	[17]
181	1477	V976 Ori	12.7	0.97
213	1588	-	13.4	0.00
231	-	V551 Ori	13.4	0.99
239	1667	KO Ori	12.0	0.97
250	-	V408 Ori	14.4	0.99
254	1805	V557 Ori	13.6	0.99
255	1827	V488 Ori	11.9	0.99
267	1988	-	12.9	0.88
285	2112	V803 Ori	13.1	0.99
294	2172	V569 Ori	12.4	0.01
295	2185	OR Ori	11.8	0.83
296	2184	V570 Ori	13.5	0.99
300	-	V808 Ori	14.5	0.99
303	2207	-	13.3	0.98
304	2209	V427 Ori	13.4	0.99
314	2235	V947 Ori	13.0	0.92
315	2246	OT Ori	13.7	0.88
318	2245	V379 Ori	13.5	0.78
323	2270	OX Ori	13.6	0.99
329	2295	V365 Ori	13.7	0.00
331	2305	V578 Ori	12.2	0.95

Table 1 contains the data concerning the Orion flare stars: number of stars from the Catalogue of the Orion flare stars by Natsvlishvili [18], Parenago's [19] list and from the General Catalogue of Variable Stars - GCVS [20], respectively, I - magnitude and MP - membership probability determined by Jones and Walker [17].

18 of 21 flare stars in Orion (about 85%) are according to Table 1 members of nearby cluster. Only 3 flare stars having cluster membership probabilities close to 0 can be non-members of the cluster.

Thus, Table 1 can be considered as an additional evidence in favour of the conclusion that the majority of flare stars of comparatively high luminosities are members of star clusters and associations.

4. *Correlation between the membership probabilities and luminosity of the Pleiades flare stars.* As it has been shown in section 2 the new membership probabilities of 408 Pleiades flare stars determined by Stauffer et al [10] fully confirmed their concentration around the centre of the cluster irrespective of these membership probabilities.

On the other hand it can be shown that these membership probabilities are in general agreement with the statement that almost all flare stars of comparatively high luminosities are members of stellar systems populating the Galaxy.

Table 2

THE DISTRIBUTION OF THE MEMBERSHIP PROBABILITIES FOR THE PLEIADES FLARE STARS FROM THE HCG CATALOGUE [12] BY THE MAGNITUDE ACCORDING TO STAUFFER ET AL [10]

P	Number of stars
0.0 - 0.2	193
0.2 - 0.4	14
0.4 - 0.5	7
0.5 - 0.6	13
0.6 - 0.8	56
0.8 - 1.0	125
Total	408

The distribution of the membership probabilities of the Pleiades flare stars by the visual magnitude according to Stauffer et al [10] is

presented in Table 2. It shows that approximately half of the flare stars detected in the Pleiades region are "members" of the cluster ( $p \geq 0.5$ ).

However, as the IICG Catalogue shows [12], the portion of probable "members" of the Pleiades cluster with the membership probabilities  $p \geq 0.5$  among all known flare stars of this region is quite different for stars of various magnitudes. It increases to flare stars of higher luminosities.

Indeed, Table 3 containing the data for two groups of flare stars of different luminosities shows that the portion of probable "members" of the Pleiades cluster ( $p \geq 0.5$ ) among the known flare stars of this region for flare stars of visual magnitudes 12-16.5 is two times larger than for flare stars fainter than 16.5 magnitude.

Table 3

CORRELATION BETWEEN THE MEMBERSHIP PROBABILITIES CALCULATED BY STAUFFER ET AL [10] AND LUMINOSITY OF THE PLEIADES FLARE STARS

V	$N_1$	$N_{p \geq 0.5}$	$N_{p \geq 0.5} / N_1$
12.0-16.5	268	157	0.59
16.5-19.0	139	41	0.30

Note.  $N_1$  is total number of flare stars and  $N_{p \geq 0.5}$  number of stars with  $p \geq 0.5$ .

It means that among the flare stars of comparatively higher luminosity the probable "members" of the Pleiades cluster meet more frequently in comparison with flare stars of lower luminosity. The detailed consideration of this problem confirms this conclusion. It turned out that the portion of the probable "members" of the Pleiades cluster among all known flare stars is decreasing regularly from about 90% for flare stars of 12-13 magnitudes to about 20% for stars of 18-19 magnitudes.

It should be added that the increasing tendency of flare stars to be probable "members" of a stellar system (star cluster or association) with the luminosity has, as it was shown, of the evolutionary significance.

This remarkable fact can be considered in favour of our former conclusion that almost all flare stars of comparatively high luminosity are members of star clusters and associations.

5. *Flare activity as a criterion for cluster membership.* Thus, the flare stars of comparatively high luminosity are usually members of stellar systems (clusters and associations) and only the flare stars of lowest luminosities occur in general galactic star field [7,8,15,21].

Notable evidence in favour of this regularity is the inverse correlation observed between the age of stellar system and the mean luminosity of flare stars contained in it [16].

It was revealed that this significant regularity of the space distribution of flare stars in the Galaxy is a direct consequence of the evolutionary status of flare stars and their formation in stellar systems [13-15].

This significant regularity allows to suggest that the flare activity of comparatively high luminosity stars can be considered as a reliable criterion of the membership to the nearby stellar system. The photographic observations of flare stars in star clusters and associations confirming this conclusion show that in some cases, for example in the Pleiades cluster, the flare activity is more powerful criterion of the cluster membership, on the average, than the proper motion [9].

However, the detection of flare activity, especially for stars with small flare frequencies, is very difficult. For example, at present the total duration of the photographic multi-exposure observations of the Pleiades cluster region with wide-angle telescopes for the detection of flare stars exceeds 3000 hours and only about a half of all flare stars in the cluster were detected [22]. The matter is that the majority of the Pleiades flare stars has very small flare frequencies [23].

Therefore, for practical purposes it is necessary to use an other criterion substituting the flare activity which can be determined easier. The presence of strong emission lines in spectra of flare stars is such a criterion.

6. *The presence of strong emission lines in spectrum of a red dwarf star is a manifestation of its flare activity.* The observations have shown (see, for example [24,25]) that almost all spectroscopic studied flare stars of the Pleiades region have rather intense emission lines of hydrogen and ionized calcium in their spectra. It means that the existence of strong emission lines in the spectra of stars is a manifestation of their flare activity.

New observations obtained by Prosser et al [11] confirm this conclusion. It turned out that of 57 red dwarf stars selected on the basis

of proper motion as members of the Pleiades cluster, and having  $pMK > M0.0^*$ , 51 had shown well-detected  $H\alpha$  - emission [Equivalent width- $EW(H\alpha) > 1\text{\AA}$ ].

This result allowed Prosser et al [11] to conclude that "it seems fairly certain that in spectroscopic survey of the Pleiades field at a resolution of  $\sim 5\text{\AA}$  one would recover all but 10% - 20% of the Pleiades members which have spectral types between M0 and M5".

Therefore, the result obtained by Prosser et al [11] can be considered as an evidence that for flare stars in the Pleiades region the  $H\alpha$ -emission is an effective criterion of the flare activity and therefore the cluster membership.

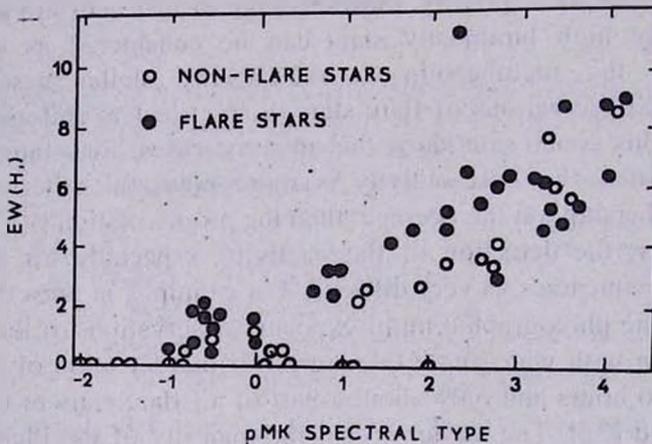


Fig. 3. Equivalent widths (EW) of emission line  $H\alpha$  for flare and non-flare stars of the Pleiades cluster according to Prosser et al [11].

Fig. 3 adopted from Prosser et al [11] paper shows that there is substantial difference in  $H\alpha$ -emission strength at a given spectral type between flare and non-flare "members" of the Pleiades. The equivalent width (EW) of the  $H\alpha$ -emission in the spectra of flare stars is larger than that in the spectra of non-flare stars. A few deviations from this regularity can be conditioned by two following circumstances.

"Non-flare" stars with strong  $H\alpha$ -emission can be really flare stars not yet detected. The matter is that, as Ambartsumian [26] has shown, all

\* pMK - equivalent pseudo - MK types derived on the base of the spectral indices due to largely to TiO.

or almost all low luminosity stars in the Pleiades cluster must be flare stars.

Flare stars with faint  $H_{\alpha}$ -emission can be non-members of cluster with low luminosity, i.e. flare stars of galactic star field. It is likely that emission spectrum in these flare stars is comparatively fainter as in the spectra of the UV Ceti stars. As it was mentioned the portion of the galactic field flare stars among all flare stars in the regions of the star clusters and associations is of the order of 10% [8].

Taking into account these circumstances Fig. 3 can be considered in favour of the conclusion that the existence of the strong  $H_{\alpha}$  - emission in the spectrum of a star is manifestation of flare activity and therefore is a criterion of its membership in the nearby cluster.

This conclusion is in complete agreement with the early result obtained by Kraft and Greenstein [27]. In the spectral study of Hyades and Pleiades red dwarf stars it has been shown, that "the existence of strong emission H and K (of Ca II - *authors*) is a powerful criterion for cluster membership, if applied to clusters as young as Pleiades".

Thus, all above-mentioned results seem to be telling testimonies in favour of the idea that the existence of strong emission lines in the spectra of red dwarf stars i.e. the flare activity is indeed a reliable criterion for the cluster membership.

7. *Discussion.* In present paper we have discussed some existing observational data in the light of the supposition that the flare activity is a powerful criterion for cluster membership.

As it was shown earlier [4-8] the distribution of the flare stars around the centre of the Pleiades cluster shows their concentration irrespective of the membership probabilities, i.e. the concentration of the flare stars is almost the same for all flare stars; "members" and "non-members". This result is confirmed by using the new cluster membership probabilities of 408 Pleiades flare stars determined recently by Stauffer et al [10] on the base of proper motions (Fig.1 and 2).

It means that flare stars - "non-members" of the Pleiades are connected with the cluster as well as flare stars - "members" of it, i.e. they are in fact also the members of this system. Consequently, in the case of the Pleiades region flare stars the flare activity is more effective criterion of the cluster membership than the membership probability calculated on the base of proper motion.

This result is a consequence of the general idea that almost all flare stars possessing comparatively high luminosity are members of clusters and associations. This idea obtained from the statistical study of the space distribution of flare stars in the Galaxy and conditioned by the evolutionary status of flare stars is supported by photographic observations of these red dwarf stars in various regions of the sky.

New observational data confirm this significant idea.

The cluster membership probabilities of flare stars in the region near the Orion nebulae, determined by Jones and Walker [17] testify that 85% of them are members of the Orion association (Table 1). The observed correlation between the cluster membership probabilities and luminosity of flare stars in the Pleiades region show (see, for example, Table 3) that these probabilities are increasing with the luminosity. It means that to be members of stellar systems for flare stars of comparatively higher luminosity is really a characteristic feature.

Finally the presence of strong emission lines in spectrum of red dwarf stars is examined as a manifestation of the flare activity.

The existence of strong emission lines H and K of Ca II, and  $H_{\alpha}$  in spectra of flare stars in the Pleiades discussed by Kraft and Greenstein [27], Prosser et al [11] and in general for all flare stars, have been considered as striking illustration of their flare activity.

On the base of these results one can conclude that the flare activity of comparatively high luminosity flare stars, is a powerful criterion for their cluster membership. It is a direct consequence of the evolutionary status of flare stars, presenting one of the early stages of the red dwarf star evolution (see, for example, [28]).

Byurakan Astrophysical  
Observatory

## ВНЕШНЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ ЗВЕЗД КАК КРИТЕРИЙ ПРИНАДЛЕЖНОСТИ СКОПЛЕНИЮ

Л.В.МИРЗОЯН, В.В.АМБАРЯН, А.Л.МИРЗОЯН

Внешнечная активность рассматривается как надежный критерий принадлежности звезд к ближайшему скоплению. Этот вывод прямо следует из наблюдательного факта свидетельствующего, что все известные внешнеживающие звезды области скопления Плеяды сконцентрируются вокруг центра скопления независимо от их

вероятностей членства, вычисленных на основе собственных движений звезд. Это означает, что в этом случае вспышечная активность является более эффективным критерием принадлежности скоплению, чем собственное движение. Этот критерий находится в полном согласии с результатами статистического исследования прототранзитного распределения вспышечных звезд в Галактике. Они показывают, что почти все вспышечные звезды сравнительно высоких светимостей являются членами звездных скоплений и ассоциаций. Только вспышечные звезды наиболее низких светимостей (типа UV Кита окрестностей Солнца) составляют характерное население общего галактического звездного поля. Новые вероятности членства вспышечных звезд области скопления Плеяд, основанные на собственных движениях 408 звезд и данные относящиеся к существованию сильных эмиссионных линий  $\Pi_{\alpha}$  и  $\Pi$  и К Ca II в спектрах вспышечных звезд как проявления вспышечной активности обоснованы в пользу вспышечной активности как критерия принадлежности к звездным системам.

## REFERENCES

1. E. Hertzsprung, C. Sanders, C.J. Kooreman, Ann. Leiden Obs., 19, No. 1A, 1947.
2. S.P. Francis, Astron. J., 98, 888, 1989.
3. B.F. Jones, Astron. J., 86, 290, 1981.
4. L. V. Mirzoyan, Stars and Galaxies From Observational Point of View, III European Astronomical Meeting, ed. E.K. Khadadze, Georgian Acad. Sci., Tbilisi, 1976, 121.
5. H.S. Chuvshinn, A Study of Flare Stars in the Pleiades Region, Byurakan Astrophysical Observatory, 1979.
6. A. L. Mirzoyan, Astrofizika, 18, 588, 1983.
7. L. V. Mirzoyan, V. V. Hambarian, A. T. Guribjanian, A. L. Mirzoyan, Astrofizika, 29, 44, 1988.
8. L. V. Mirzoyan, V. V. Hambarian, A. T. Guribjanian, A. L. Mirzoyan, Astrofizika, 29, 531, 1988.
9. L. V. Mirzoyan, V. V. Hambarian, A. T. Guribjanian, A. L. Mirzoyan, Astrofizika, 31, 258, 1989.
10. J. Stauffer, A. Klemola, C. Prosser, R. Probst, Astron. J., 101, 980, 1991.
11. C. F. Prosser, J. Stauffer, R. P. Kraft, Astron. J., 101, 1361, 1991.
12. G. Haro, E. Chavira, G. Gonzalez, Boll. Inst. Tonantzintla, 3, No. 1, 3, 1982.
13. V.A. Ambartsumian, L. V. Mirzoyan, New Directions and New Frontiers in Variable Star Research, IAU Colloquium No. 15, Veroff. Bamberg. 9. Nr. 100, 98, 1971.
14. L. V. Mirzoyan, Stellar Instability and Evolution, Armenian Acad. Sci., Yerevan, 1981.
15. L. V. Mirzoyan, Vistas in Astronomy, 27, 77, 1984.
16. L. V. Mirzoyan, V. V. Hambarian, Astrofizika, 28, 389, 1988.

17. *B.F. Jones, M.F. Walker*, *Astron. J.*, 95, 1755, 1988.
18. *R. Sh. Natsvlishvili*, *Astrolizika*, 34, 107, 1991.
19. *P.P. Parcnogo*, *Trudy Sternberg Astron. Inst.*, 25, 1954.
20. *P.N. Kholopov et al*, *General Catalogue of Variable Stars*, Moscow, 1985.
21. *L.V. Mirzoyan*, *Flare Star in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity*, IAU Symposium No. 137, eds. L.V. Mirzoyan, B.R. Pettersen and M.K. Tsvetkov, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht-Boston-London, 1990, p. 1.
22. *L.V. Mirzoyan, G.B. Ohanian*, *Flare Stars and Related Objects*, Byurakan Symposium, ed. L.V. Mirzoyan, Armenian Acad. Sci., Yerevan, 1986, p. 86.
23. *V. A. Ambartsumian*, *Astrolizika*, 16, 677, 1980.
24. *L.V. Mirzoyan, V.V. Hambarian, A.T. Guribjanian*, *Astrolizika*, 33, 5, 1990.
25. *J. R. Stauffer*, *Astron. J.*, 85, 1341, 1980.
26. *V. A. Ambartsumian*, *Stars, Nebulae, Galaxies*, Byurakan Symposium, ed. V.V. Sobolev, Armenian Acad. Sci., Yerevan, 1989, p. 283.
27. *R. P. Kraft, J.L. Greenstein*, in *Low Luminosity Stars*, ed. S. Kumar, Gordon and Breach, New York, 1969, p. 65.
28. *L.V. Mirzoyan*, *Early Stages of Stellar Evolution*, Armenian Acad. Sci., Yerevan, 1991.

УДК: 524.335.2

## НЕСТАЦИОНАРНЫЕ ПРОЦЕССЫ В АТМОСФЕРЕ RW ВОЗНИЧЕГО

И.ЛИВАНОВА

Поступила 9 ноября 1992

Принята к печати 9 декабря 1992

Представлены результаты исследования спектрограмм звезды типа Т Тельца RW Возничего, полученных в фокусе Кассетрена (обратная линейная дисперсия 30 А/мм) 2-х метрового телескопа Шемахинской обсерватории. В спектральной области 3900-4900 А были отождествлены 52 эмиссионные линии, среди которых самыми сильными, с широкими и глубокими поглощениями, оказались линии водорода и H и K CaII. Измерены эквивалентные ширины всех линий. Определены смещения компонентов водородных линий  $H_{\delta}$ ,  $H_{\gamma}$ ,  $H_{\beta}$ , линии K Ca II и соответствующие им скорости. Были обнаружены быстрые, в течение суток, изменения в направлении движения материи в атмосфере. Определена скорость вращения газового кольца в экваториальной плоскости.

1. *Введение.* Изучение RW Возничего - типичного представителя звезд типа Т Тельца, находящихся, как известно, на ранней стадии эволюции, представляет значительный космогонический интерес.

Основные характеристики звезды приведены в каталоге Хербига и Рао [1]. Согласно каталогу Кукаркина и др. [2], амплитуда изменения блеска в фотографической области достигает  $4^m$  и меняется в пределах  $9^m.6 - 13^m.6$ .

Многочисленные исследования RW Возничего показали отчетливо выраженную спектральную переменность, иногда весьма быструю. Последнее подтверждают, в частности, наблюдения Анненцеллера и др. [3], выполненные непрерывно в течение 18 часов на высокоскоростной обсерватории с дисперсией 42 А/мм и временным разрешением 15-20 минут.

Спектральный класс RW Возничего определен неуверенно: по HD - ее спектр типа G0, а согласно наиболее последним определениям [4] он считается меняющимся в пределах G9-K3; по линиям же поглощения

в ультрафиолетовой области звезду следует отнести к спектральному подклассу F8 [5].

2. *Наблюдательный материал и обработка.* В настоящей работе исследованы 10 спектров RW Возничего, полученных в фокусе Кассегрена 2-метрового телескопа Шемахинской обсерватории с обратной линейной дисперсией 30 Å/мм. В качестве фотоматериала использовалась пленка А-500.

Таблица 1

ЭЖИВАЛЕНТИВНЕ ШИРИНЫ ЭМИССИОННИХ ЛИНИЙ				
λ -лабораторная	Элемент и номер мультиплета	19.11.70г.	20.11.70г.	26.01.76г.
1	2	3	4	5
3933.67	КСn II	Сложной структуры		
3968.47	НСn II+II <sub>g</sub>	Сложной структуры		
4063.60	Fe I(43)	12.1	10.5	11.60
4101.70	II <sub>g</sub>	Сложной структуры		
4122.64	Fe II(28)	1.6	0.95	-
4132.06	Fe I(43)	13.0	10.0	11.0
4161.06	Слабая			
4161.80	Sr II(3)	2.8	2.1	3.2
4172.75	Fe I(18)	9.3	6.0	8.4
4177.80	Fe I(18)	8.8	6.0	8.3
4202.03	Fe I(42)	4.4	3.8	2.7
4216.19	Fe I(3)	7.3	2.2	6.3
4226.73	Cn I(2)	4.5	2.0	3.1
4233.17	Fe II(27)	8.5	4.5	6.0
4258.12	Fe II(3)	5.0	1.9	4.2
4271.76	Fe I(42)	Слабая		
4273.30	Fe II(27)	-	1.1	-
4315.08	Fe I(71)	4.8	0.7	3.9
4332.57		Слабая		
4337.05	Fe I(41)	Слабая		
4340.50	II <sub>γ</sub>	Сложной структуры		
4361.76	Fe II(27)	7.8	8.0	11.0
4375.93	Fe I(2)	8.0	1.6	5.8
4383.55	Fe I(41)	-	-	3.4
4385.38	Fe II(27)	9.7	3.1	8.2
4395.03	Ti II(19)	5.7	2.1	6.0
4400.36	Se II(14)	Слабая		
4416.82	Fe II(27)	8.3	4.0	5.5

Таблица 1 (Продолжение)

1	2	3	4	5
4427.31	Fe I(2)	7.7	2.2	6.9
4442.34	Fe I(68)	8.2	2.9	5.4
4461.65	Fe I(2)	6.9	6.5	4.2
4466.57	Fe I(2)	7.1	5.4	6.1
4481.13	Mg II(4)	-	5.7	3.3
4491.40	Fe II(37)	13.3	5.7	13.4
4501.27	Ti II(31)	5.6	1.2	1.6
4508.28	Fe II(38)	9.0	3.3	3.2
4515.34	Fe II(37)	8.8	3.4	3.4
4522.63	Fe II(38)	14.1	5.9	5.4
4528.62	Fe I(68)	3.7	1.5	1.0
4534.17	Fe II(37)	12.8	10.3	10.5
4541.52	Fe II(38)	8.1	6.3	8.2
4555.89	Fe II(37)	7.5	3.4	8.6
4563.76	Fe II(50)	10.8	5.1	11.8
4571.10	Mg I	5.1	2.2	2.8
4576.33	Fe II	-	-	-
4583.83	Fe II(38)	11.4	7.2	5.3
4589.96	Ti II(50)	Слабая		
4620.51	Fe II(38)	10.2	5.6	8.9
4629.34	Fe II(37)	14.7	7.1	5.4
4861.40	H $\beta$	Сложной структуры		
4923.92	Fe II(42)	5.1	2.3	4.8

Для спектрофотометрии линий во всей исследуемой области оказались пригодными 4 спектра, относящиеся к датам: 19 и 20 ноября 1970 г. и 26 и 27 января 1976 г. Для изучения сильных эмиссионных линий H и K Ca II использовались все спектры.

Измерения спектров были выполнены на фотоэлектрическом микрофотометре "Диприфо" Шемахинской обсерватории (дисперсия записи 0.6 Å/mm) и на микроденситометре PDS - 1010 Å Вюраканской обсерватории (дисперсия записи 0.4 Å/mm).

3. *Спектрофотометрия линий и скорости.* В исследуемой спектральной области 3900-4900 Å были отождествлены 52 эмиссионные линии, из которых самыми сильными, с широкими и глубокими поглощениями, являются линии водорода и H и K CaII. Никаких других линий поглощения найдено не было.

В табл. 1 дано отождествление и эквивалентные ширины эмиссионных линий. Наибольшие эквивалентные ширины имели линии  $\lambda\lambda$  4063.6 и 4132.0 FeI (43) и некоторые линии FeII.

Спектр RW Возничего, впервые подробно описанный Джоном [6], содержит эмиссионные линии H, H<sub>γ</sub> и K CaII, FeI, FeII, TiI, TiII, характерные для звезд типа T Тельца. Приведенные в табл. 1 для трех парочек эквивалентные ширины показывают значительные, превышающие ошибки измерений, изменения.

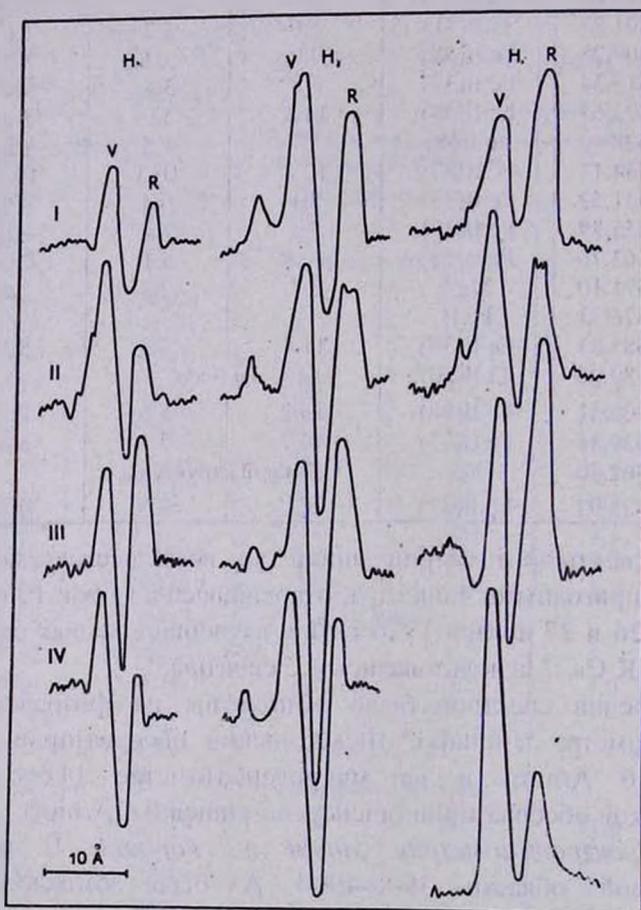


Рис. 1. Записи линий  $H_{\delta}$ ,  $H_{\gamma}$  и  $H_{\beta}$  в черенках.

За время наших наблюдений были замечены изменения конфигуров линий водорода. На рис. 1 приведены записи в почерпках линий  $H_{\delta}$ ,  $H_{\gamma}$  и  $H_{\beta}$ . Записи I и II относятся к 19 и 20 ноября 1970 г. а III и IV - к 26 и 27 января 1976г. Видны изменения величины отношения  $V/R$ , отражающие, как известно, характер движения материи в атмосфере.

Отношение  $V/R < 1$  в конфигуре  $H_{\beta}$  19 ноября свидетельствует о движении материи к наблюдателю или о расширении оболочки в некоторых ее слоях. Однако вид конфигуров  $H_{\delta}$  и  $H_{\gamma}$  на этом же спектре свидетельствует о движении материи к поверхности звезды, или о сжатии, продолжающемся и 20 ноября, о чем свидетельствует вид всех трех водородных линий.

Наблюдения 26 и 27 января 1976г. показали быстрые, происшедшие в течение суток, изменения в направлении движения материи в оболочке: 26-го происходило расширение оболочки ( $V/R$  во всех линиях водорода меньше единицы), 27-го отношение  $V/R$  было больше единицы, что свидетельствовало о сжатии.

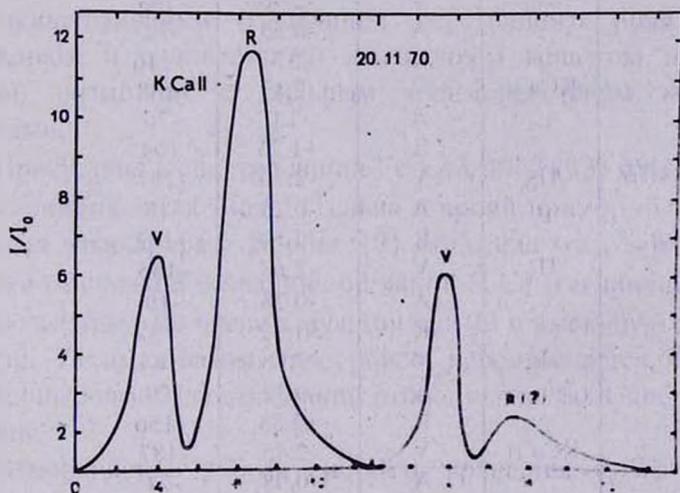


Рис. 2. Профили линий H и K Ca II.

Линии H и K Ca II (рис. 2) являются самыми интенсивными и широкими, до 14.5 Å у основания (550 км/с) линиями спектра.

Отношение  $V/R$  в линии К Ca II на всех спектрограммах меньше единицы, что свидетельствует о процессе расширения кальциевой оболочки. Линия II Ca II сильно искажена линией  $\Pi_E$  и потому здесь отношение  $V/R$  не отражает истинной картины.

В табл. 2 приведены смещения компонентов водородных линий  $\Pi_\delta$ ,  $\Pi_\gamma$ ,  $\Pi_\beta$  и линии К Ca II, измеренные на фотоэлектрическом микрофотометре "Лирифо", и соответствующие этим смещениям скорости.

Таблица 2

СМЕЩЕНИЯ КОМПОНЕНТОВ НЕКОТОРЫХ ЛИНИЙ

Дата	Линия	Ком- понент	Смещение		
			( $\text{\AA}$ )	(км/с)	
1	2	3	4	5	
20.11.70	$\Pi_\delta$	V	-2.25	-165	
		$\Lambda^*$	+0.53	+39	
		R	+1.80	+131	
	$\Pi_\gamma$	V	-2.45	-169	
		$\Lambda$	+0.51	+35	
		R	+1.94	+134	
	$\Pi_\beta$	V	-2.96	-183	
		$\Lambda$	-0.55	-34	
		R	+2.37	+146	
	26.01.76	KCa II	V	-2.47	-188
			$\Lambda$	-1.0	-76
			R	+1.23	+94
$\Pi_\delta$		V	-2.70	-197	
		$\Lambda$	-0.25	-18	
		R	+1.84	+182	
$\Pi_\gamma$	V	-2.68	-185		
	$\Lambda$	-0.28	-19		
	R	+1.92	+132		
$\Pi_\beta$	V	-2.98	-184		
	$\Lambda$	-0.32	-20		
	R	+2.53	+156		
KCa II	V	-2.45	-187		
	$\Lambda$	-0.98	-74		
	R	+1.19	+90		

$\Lambda^*$  - компонента поглощения.

По линии 4481  $\text{\AA}$  Mg II была сделана попытка определить скорость вращения газового кольца, вращающегося вокруг звезды в се

экваториальной плоскости. Использовали ширину линии  $\Delta\lambda_R$  определяемую следующим образом:

$$\Delta\lambda_R = \lambda \frac{v_R \sin i}{c}$$

где  $v_R$  - экваториальная скорость вращения звезды,  $i$  - угол наклона ее экватора к картинной плоскости,  $c$  - скорость света. При ширине линии MgII $\lambda$  получили для  $v_R \sin i$  300 км/с.

4. *Обсуждение результатов.* Количественный анализ спектров RW Возничего сильно затруднен самопоглощением: эмиссионные линии водорода и Ca II (Рис. 1 и 2) разделены сильными центральными абсорбциями, образующимися, вероятно, во внешних частях протяженной оболочки. Тем не менее, полученные в работе профили и смещения как эмиссионных, так и линий поглощения водорода и кальция позволяют получить некоторое представление о нестационарных процессах, происходящих в атмосфере RW Возничего. Наблюдаемые быстрые изменения отношения  $V/R$  обусловлены, по всей вероятности, локальными изменениями, свидетельствующими о наличии переменного поля скоростей с нерегулярным и одновременно выходящим веществом на поверхность звезды, возможно с сильным взаимодействием между обонми потоками.

Присутствие в спектре линий Fe I  $\lambda\lambda$  4063 (43) и 4132 (43) одна из характеристик звезд типа Г Тельца и яркий пример флюоресценции в звездных атмосферах. Хербиг [7] объяснил этот эффект притоком энергии от сильной эмиссионной линии II Ca II в линию Fe I  $\lambda$  3969.3, также являющуюся членом мультиплета 43 и имеющую тот же верхний уровень. Таким образом, этот уровень перенасыщается, что и объясняет полученные нами для этих линий относительно большие эквивалентные ширины.

Измеренная в работе скорость вращения  $v_R \sin i = 300$  км/с, по видимому сильно завышена: уширение линии MgII 4481, возможно объясняется, как и в случае Г Тельца [8], блещами.

## NON-STABLE PROCESSES IN THE ATMOSPHERE OF RW AURIGAE

N. I. IVANOVA

The results of the study of spectrograms of the T Tauri type star RW Aurigae obtained in the Cassegrain focus of the 2-m telescope of the Shemacha observatory (reverse linear dispersion 30 Å/mm) are presented. 52 emission lines are identified in the spectral region 3500-4900 Å, among which the strongest, with wide and deep absorptions, are the lines of the hydrogen and H and K of Ca II.

The equivalent widths of all lines are measured. The displacements of the components of the hydrogen lines  $H_{\delta}$ ,  $H_{\gamma}$ ,  $H_{\beta}$ , and K Ca II and corresponding velocities are determined. The rapid changes (during twenty-four hours) in the direction of the motions of matter in the atmosphere were discovered. The velocity of the rotation of the gaseous ring in the equator plane of the star is determined.

### ЛИТЕРАТУРА

1. G.H. Herbig, N.K. Rao, *Astrophys. J.*, 174, 401, 1972.
2. Б.В. Кукаркин, И.И. Халитов, Ю.П. Издремов и др. *Общий каталог переменных звезд*, изд. 3-е, Наука, М., 1969.
3. J. Appenzeller, R. Osterlucher, J.C. Schiffer, et al, *Astron Astrophys.*, 118, 75, 1983.
4. R. Mundt, M.S. Giampapa, *Astrophys. J.*, 256, 156, 1982.
5. Е.К. Хараче, Р.А. Гуртия, *Вестн. Абастуман. астрофиз. обсерв.*, 30, 1964.
6. A.H. Joy, *Astrophys. J.*, 102, 168, 1945.
7. G.H. Herbig, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 57, 166, 1945.
8. K. Hunger, *Zs. F. Astrophys.*, 56, 285, 1963.

УДК: 524.333.3

ЗАВИСИМОСТЬ ПЕРИОДА - ИСТИННЫЙ ЦВЕТ ДЛЯ  
КЛАССИЧЕСКИХ ЦЕФЕИД

Р.А. ВАРДАНИЯН, А.В. ПОГОСЯН

Поступила 3 января 1993

Принята к печати 16 февраля 1993

Новым подходом получена зависимость периода изменения блеска классических цефеид от истинного цвета. Эта зависимость является общей для цефеид нашей Галактики, а также для цефеид галактик Большого Магелланово Облака, Андромеды и NGC 300.

Определение зависимостей параметров звезды от периода для классических цефеид является важной задачей. В частности, для зависимости истинного цвета от периода цефеид обычно используется выражение типа

$$\langle B-V \rangle_0 = a \times \lg P + b$$

где  $\langle B-V \rangle_0$  - среднее значение истинного цвета, а  $P$  - период цефеиды.

В этой зависимости средние значения постоянных  $a=0.40$ , а  $b=0.30$  с небольшими средними отклонениями (см., например, [1-4]).

Целью настоящей работы является определить эту зависимость новым способом, используя данные классических цефеид как нашей Галактики (Г) [5], так и галактик Большого Магелланово Облака (БМО) [6], Андромеды (М31) [7] и NGC 300 [8]. Для последних трех галактик межзвездные поглощения небольшие (у Андромеды как таковой была выбрана только четвертая область согласно работе [7]), поэтому для решения поставленной задачи они более предпочтительны.

Из цефеид указанных галактик были составлены отдельные выборки следующим образом. Для каждой галактики был составлен список цефеид по росту  $\lg P$  соответствующими средними значениями  $\langle B-V \rangle_0$ . В интервал  $0.4 \leq \lg P \leq 2.0$  для галактики БМО вошли всего 75 цефеид. Из этих цефеид была составлена новая выборка, где вошли те

цефеиды, которые в каждой очередной десятке, со скользящим шагом на одну звезду, имеют минимальные значения  $\langle B-V \rangle$  в данном узком интервале  $\lg P$ . При этом совпадение одной и той же звезды в различных десятках, как удовлетворяющее критерию выборки учитывалось однократно. Таких звезд оказалось 16 и только одна звезда (N 2432 [6]), у которой величина  $\langle B-V \rangle$  для данного значения  $\lg P$  весьма низкая, была исключена из списка.

Подобные выборки были составлены и для цефеид других галактик (для Галактики, из 56 цефеид-11, для M31 из 20 - 5, а для NGC 300 из 18 также 5).

Все данные цефеид для различных галактик собраны в один единый список с возрастающим значением  $\lg P$  и представлены в таблице 1, где последовательно приведены: наименование звезды, среднее значение наблюдаемого цвета -  $\langle B-V \rangle$ , значение среднего истинного цвета, фильтрованное по медианам [9]  $\langle B-V \rangle_{\text{фил}}$ , среднее значение истинного цвета -  $\langle B-V \rangle_0$  и наименование соответствующей галактики.

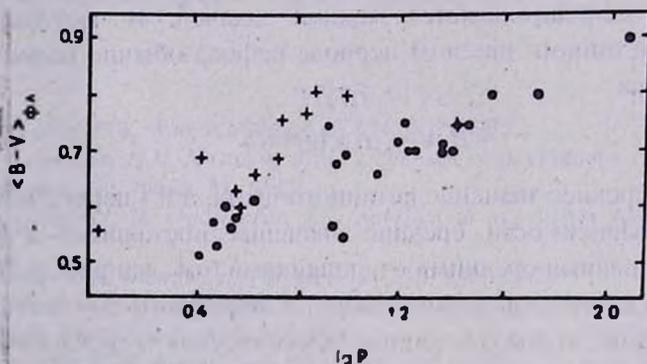


Рис. 1. Зависимость цвета  $\langle B-V \rangle$  от  $\lg P$ , x - цефеиды нашей Галактики  
• - цефеиды БМО, Андромеды и NGC 300.

На рис.1 приводится зависимость  $\langle B-V \rangle$  от  $\lg P$  по данным табл.1. Как видно, цефеиды нашей Галактики расположены систематически выше, чем цефеиды других галактик. В связи с этим, следует отметить, что существует предположение о том, что цефеиды нашей Галактики более красные, чем цефеиды других галактик.

Таблица 1

## ИСХОДНЫЕ ДАННЫЕ

Звезда	$\lg P$	$\langle B-V \rangle$	$\langle B-V \rangle_{\text{инт}}$	$\langle B-V \rangle_{\text{н}}$	Галактика
BXDel	0.038	0.56	0.43	0.43	Г'
ROB24*	0.429	0.51	0.51	0.51	БМО
V465Mon	0.433	0.69	0.52	0.56	Г'
BS11*	0.474	0.57	0.53	0.52	М31
IV2353*	0.492	0.53	0.53	0.53	БМО
BS21	0.530	0.60	0.55	0.55	М31
ROB10	0.556	0.56	0.56	0.56	БМО
ROB29	0.569	0.58	0.56	0.58	БМО
RTAur	0.571	0.63	0.50	0.50	Г'
SUCyg	0.585	0.60	0.50	0.47	Г'
BS2	0.640	0.61	0.53	0.56	М31
TVel	0.647	0.66	0.56	0.53	Г'
DEL Cep	0.730	0.69	0.56	0.56	Г'
V654 Cen	0.750	0.76	0.63	0.63	Г'
XSgr	0.846	0.77	0.64	0.64	Г'
WSgr	0.881	0.81	0.68	0.68	Г'
BS9	0.930	0.75	0.68	0.70	М31
IV12816	0.960	0.57	0.68	0.57	БМО
IV971	0.968	0.68	0.57	0.68	БМО
IV12823	0.991	0.55	0.68	0.55	БМО
IV12474	0.993	0.69	0.67	0.69	БМО
Dzeta Gem	1.006	0.80	0.67	0.67	Г'
BS31	1.125	0.66	0.66	0.61	М31
IV2579	1.128	0.66	0.66	0.66	БМО
IV2549	1.209	0.72	0.72	0.72	БМО
IV2580	1.229	0.75	0.72	0.75	БМО
G2*	1.250	0.70	0.70	0.70	NGC 300
G9	1.260	0.70	0.70	0.70	NGC 300
G33	1.380	0.70	0.70	0.70	NGC 300
IV1003	1.382	0.71	0.70	0.71	БМО
IV902	1.421	0.70	0.70	0.70	БМО
V1290 Sgr	1.446	0.75	0.70	0.62	Г'
IV2251	1.447	0.75	0.75	0.75	БМО
IV1002	1.484	0.75	0.75	0.75	БМО
IV909	1.575	0.80	0.80	0.80	БМО
G3	1.750	0.80	0.80	0.80	NGC 300
G24	2.100	0.90	0.90	0.90	NGC 300

\* - Bs - Baade, Swope [7], IV - Harvard variable [6], G - Graham [8], ROB - Wooley et al [10]

Однако, как нам кажется, эта разница является естественным следствием того, что в Галактике цефеиды наблюдаются из ее плоскости (из солнечной системы), а для внешних галактик в список

вопи в основном те цефеиды, которые находятся вне зоны поглощения собственной галактики.

Расчеты показывают, что среднее значение избытков цвета 11 цефеид нашей Галактики  $\overline{E_{\langle B-V \rangle}} = 0.13$ , а у Андромеды  $\overline{E_{\langle B-V \rangle}} = 0.05$  для 5 звезд. На рис. 2 представлена зависимость, исправленной за межзвездное поглощение величины  $\langle B-V \rangle_{\text{фл.}}$  от  $\lg P$  (табл. 1).

Применяя метод наименьших квадратов к данным табл. 1, получим зависимость:

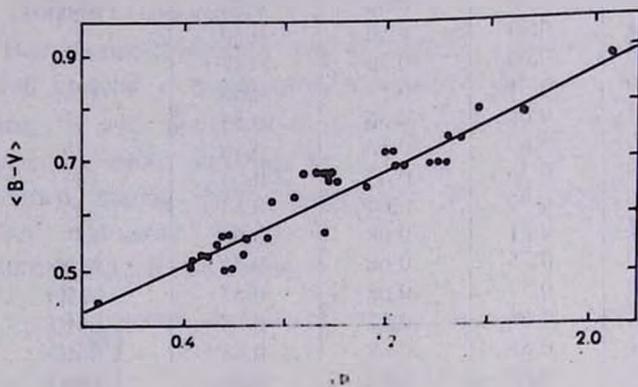


Рис.2. Зависимость  $\langle B-V \rangle_{\text{фл.}}$  от  $\lg P$ , исправленная за межзвездное поглощение

$$\langle B-V \rangle_{\text{фл.}} = (0.22 \pm 0.01) \times \lg P + (0.43 \pm 0.01), \quad (1)$$

с коэффициентом корреляции 0.95. Следует отметить, что в полученном выражении коэффициент при  $\lg P$  меньше свободного члена, как имеет место и в работе [11] (обычно бывает наоборот).

О том насколько верно полученное нами выражение (1), можно судить по вычисленным значениям абсолютных величин цефеид, принадлежащих ВМО.

По данным работы Мартина и др. [6] относящиеся к 78 классическим цефеидам галактики ВМО, используя выражение (1) и соотношение  $V_0 = V - 2.6E_{\langle B-V \rangle}$  [12], нами была получена зависимость:

$$V_0 = -3.07 \times \lg P + 17.45, \quad (2)$$

с коэффициентом корреляции 0.993. Далее, подставляя модуль расстояния ( $18^m.55$ ) ВМО [6,13] в эту формулу окончательно было

получено соотношение период-светимость для классических цефеид БМО:

$$M_V = -3.07 \times \lg P - 1.10, \quad (3)$$

Это соотношение (3) незначительно отклоняется от соотношения период-светимость, приведенной в работе [14] для классических цефеид нашей Галактики.

Следует добавить, что абсолютные звездные величины ( $M_V$ ) классических цефеид, вычисленных с помощью выражения (3), практически не отличаются от средних значений этих величин ( $\bar{M}_V$ ), вычисленных с помощью соотношений, приведенных в работах [1, 5, 6, 14, 15] в широком диапазоне значений  $\lg P$ .

Таким образом, можно заключить, что соотношения (1) и (3), полученные нами совершенно независимым методом, практически не отличаются от соотношений, полученных другими авторами, являются общими для цефеид рассмотренных галактик, и поэтому с уверенностью могут применяться как для цефеид нашей Галактики, так и для других галактик.

Бюраканская астрофизическая  
обсерватория

## PERIOD-INTRINSIC COLOUR DEPENDENCE FOR CLASSICAL CEPHEIDS

R.A. VARDANIAN, A.V. POGHOSIAN

The dependence of period-intrinsic colour of classical cepheids is obtained by a new approach. This dependence is common for cepheids of our Galaxy as well as for cepheids of the Large Magellanic Cloud, Andromeda and NGC 300 galaxies.

### ЛИТЕРАТУРА

1. J.F. Dean, Mon. Not. R. Astr. Soc., 183, 569, 1978.
2. A. Sandage, G.A. Tammann, Astrophys. J., 167, 293, 1971.
3. Г.С. Царевский, И.П. Якимович (Лусева), ИЗ, 17, 120, 1970.
4. S. Van den Bergh, IAU Colloq. No.37, p.13, 1977.

5. *J.H. Berthelot*, *IJZ* 22 No. 4, 505, 1987.
6. *W.L. Martin, P.R. Warren, M.W. Feast*, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 188, 139, 1979.
7. *W. Baade, H.H. Swope*, *Astron. J.*, 68, 435, 1963.
8. *J.A. Graham*, *Astrophys. J.*, 89, №9, 1332, 1984.
9. *Р.А. Варճանի, Մ.Օ. Закарян, Մ.Տ. Мироян*, *Сոյուժն. ԵԱՕ*, 52, 127, 1980.
10. *R.v.d.R. Wooley et al*, *R. Obs. Bull.*, No. 58 1962.
11. *S.C.B. Guseoigne*, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 146, 1, 1969.
12. *Р.А. Варճանի, Ա.Յ. Որճյան*, *Աստրոֆիզիկա*, 34, 199, 1991.
13. *M.W. Feast*, *South African Observ. Circ.* 397, 1984.
14. *W.P. Gieren*, *Astrophys. J.*, 329, 790, 1988.
15. *J.A.R. Coldwell, I.M. Coulson*, *Astron. J.*, 93, 1090, 1987.

УДК: 52-423

## ИЗЛУЧЕНИЕ ГРАВИТАЦИОННЫХ ВОЛН В БСГГ

А.А. САЛРЯН

Поступила 27 апреля 1993

Принято к печати 10 мая 1993

Исследовано излучение гравитационных волн в биметрической скалярно-тензорной теории в случае медленных движений и слабых полей. Для решений с переменным скалярным полем наряду с квадрупольной теория предсказывает также дипольное излучение. В случае двойной системы определены коэффициенты Петерса-Метьюза и дипольного излучения.

В качестве новой альтернативы общей теории относительности (ОТО) в работах [1-3] предложена биметрическая скалярно-тензорная теория гравитации (БСГГ). В постньютоновском приближении эти теории совпадают [4] и поэтому постньютоновские гравитационные тесты не могут привести к однозначному выбору в пользу одной из них. Отсюда следует важность рассмотрения в рамках БСГГ тех явлений, в которых разница предсказаний теорий может стать наблюдаемой. Одной из таких явлений может оказаться гравитационное излучение.

Ранее было показано [4], что в БСГГ связанные со слабой волной возмущения метрики и скалярного поля распространяются со скоростью света (космологическую функцию связи полагаем равной нулю). Теория принадлежит к классу  $N_2$  по, предложенной в [5], классификационной схеме  $E(2)$ . Ниже мы рассмотрим излучение гравитационных волн медленно движущимися источниками, в частности, мультипольность такого излучения. Важность последнего обусловлена тем, что информацию о мультипольности излучения можно получить, анализируя изменение периода орбитального движения двойной системы, обусловленное потерей энергии системой в результате гравитационного излучения [6].

Прежде чем перейти к конкретным вычислениям сделаем следующее замечание. Уравнения БСГГ могут иметь два различных класса решений: с постоянным и переменным скалярным полем [7,8].

Поскольку для первой группы решений предсказания теории совпадают с результатами ОТО, ниже мы рассмотрим второй класс решений, когда БСТГ и ОТО существенно различны друг от друга.

Уравнения, описывающие гравитационное поле в БСТГ, имеют вид [2]

$$\varphi R_{ik} + \varphi_{,n} \bar{\Gamma}_{ik}^n - \varphi_{,i} \bar{\Gamma}_{kn}^n - \zeta(\varphi) \varphi_{,i} \varphi_{,k} / \varphi = T'_{ik} - T g_{ik} / 2, \quad (1a)$$

$$2\zeta \varphi_{,n}^n + (\zeta' - \zeta/\varphi) \varphi^n \varphi_{,n} + \varphi \Lambda_g = 0, \quad (1b)$$

где

$$\Lambda_g = g^{ik} (\bar{\Gamma}_{m}^i \bar{\Gamma}_{kl}^m - \bar{\Gamma}_{ik}^i \bar{\Gamma}_{ln}^n), \quad \bar{\Gamma}_{ik}^i = \Gamma_{ik}^i - \check{\Gamma}_{ik}^i, \quad (2)$$

$\Gamma_{ik}^i$  и  $\check{\Gamma}_{ik}^i$  - символы Кристоффеля для метрик  $g_{ik}$  и  $\gamma_{ik}$  соответственно, а круглые скобки в индексном выражении означают симметризацию по индексам  $i$  и  $k$ . Как и в любой метрической теории уравнения негравитационной материи здесь те же, что и в ОТО.

Рассмотрим слабую гравитационную волну в рамках БСТГ. В квазиэвклидовой системе координат с

$$\check{\gamma}_{ik} = \text{diag}(c_0, c_1, c_1, c_1)$$

( $c_0$  и  $c_1$  космологические коэффициенты связи, определяемые из решения соответствующей космологической задачи [6]) поля, представим в виде

$$g_{ik} = g_{ik}^{(o)} + h_{ik}, \quad \varphi = \varphi_0(1 + \varphi_1), \quad g^{ik} = g^{(o)ik} - h^{ik}, \quad (3)$$

$$g_{ik}^{(o)} = \text{diag}(1, -1, -1, -1),$$

где  $h_{ik}$  и  $\varphi_1$  обусловленные волной малые поправки. Заметим, что уравнения (1a) для  $h_{ik}$  в линейном приближении совпадают с уравнениями Эйнштейна. Преобразованием координат  $x^i \rightarrow x^i + \eta^i$ ,  $\eta^i \sim h$  всегда можно добиться условия

$$\Psi_{,k}^{ik} \equiv (h^{ik} - g^{(o)ik} h / 2)_{,k} = 0, \quad h^{ik} = g^{(o)im} g^{(o)kn} h_{mn}, \quad h = g^{(o)ik} h_{ik}. \quad (4)$$

В новой системе координат

$$\gamma_{ik} = \gamma_{ik}^{(o)} - \gamma_{il}^{(o)} \eta_{,k}^l - \gamma_{kl}^{(o)} \eta_{,i}^l, \quad \check{\Gamma}_{kl}^i = -\eta_{,kl}^i \quad (5)$$

С учетом дополнительного условия (4) уравнения (1) можно представить в виде

$$\square \psi^{ik} = -2\tau^{ik} / \varphi_0, \quad \tau^{ik} = T^{ik} + t^{ik} \quad \square \varphi_1 = S, \quad (6)$$

где функции  $t^{jk}$  и  $S$  являются квадратичными и высших порядков функциями возмущений:

$$S = h^{mn} \varphi_{1,mn} + \frac{1}{2} \left( \varphi_0 \frac{\zeta_0}{\zeta_0} - 1 \right) \varphi_{1,n} \varphi_1^n + \frac{1}{2\zeta_0} \Lambda_g + O(h^3) \quad (7)$$

(выражение для  $t^{jk}$  нам не понадобится),

$$\zeta_0 = \zeta(\varphi_0), \quad \zeta_0' = d\zeta / d\varphi|_{\varphi=\varphi_0}.$$

Уравнения (6) представим в интегральном виде

$$\psi^{jk} = \frac{1}{2\pi\varphi_0} \int \frac{1}{R} \tau^{jk}(t-R, \bar{r}') d\bar{r}', \quad (8)$$

$$\varphi_1(t, \bar{r}') = -\frac{1}{4\pi} \int \frac{1}{R} S(t-R, \bar{r}') d\bar{r}', \quad R = |\bar{r} - \bar{r}'|$$

Для точек поля вдали от источника и в предположении малых скоростей  $\varphi_1$  в (8) можно разложить в ряд

$$\varphi_1(t, \bar{r}) = -\frac{1}{4\pi r} \sum_m \frac{1}{m!} \left( \frac{\partial}{\partial t} \right)^m \int S(t-r, \bar{r}') (\bar{n} \cdot \bar{r}')^m d\bar{r}', \quad \bar{n} = \bar{r}' / r \quad (9)$$

(аналогичное разложение имеет место для  $\psi^{jk}$ ). Исходя из  $\tau_{jk}^k = 0$ , с помощью аналогичных ОТО вычислений (см., например, [9]) можно показать, что с достаточной степенью точности

$$\psi^{\alpha\beta} = \frac{1}{4\pi\varphi_0 r} \left( \frac{\partial}{\partial t} \right)^2 \int \rho(t-r, \bar{r}') x'^\alpha x'^\beta d\bar{r}', \quad \alpha, \beta = 1-3, \quad (10)$$

где  $\rho$  - плотность массы излучающей материи. Для нахождения  $\varphi_1$  из (9) выполним постньютоновское разложение функции источника  $S$  в подынтегральном выражении. Воспользуемся полученными в [2] постньютоновскими выражениями в ближней зоне

$$h_{00} = -2U + O(4), \quad h_{\alpha\beta} = 2g_{\alpha\beta}^{(0)} U + O(4) \quad \varphi_1 = O(4),$$

где  $U$  - ньютоновский потенциал,  $O(n)$  - означает члены порядка  $v^n$ ,  $v$  - характерная скорости масс внутри источника, греческие индексы пробегает значения 1-3. Отсюда, с учетом (5), приходим к следующему выражению для функции источника

$$S = \frac{\Lambda_g}{2\zeta_0} + O(6) = -\frac{1}{\zeta_0} g^{\alpha\beta} U_{,\alpha} U_{,\beta} + \frac{1}{2\zeta_0} g^{\alpha\beta} \left( \eta_{\alpha\gamma}^m \eta_{\alpha\beta}^\gamma - \eta_{\alpha\beta}^m \eta_{\alpha\gamma}^\gamma \right) + O(6)$$

или с точностью до дивергенций, моменты которых пренебрежимо малы (см., например, [10])

$$S = \frac{4\pi G}{\zeta_0} \rho U + O(\epsilon),$$

$G = 1/8\pi\phi_0$  - ньютоновская гравитационная постоянная. Подставляя это выражение в правую часть (9), для возмущения скалярного поля в волновой зоне с достаточной степенью точности, находим

$$\varphi_1 = -\frac{G\Phi}{\zeta_0 r}, \quad \Phi = \int \rho U d\bar{r}' + \frac{\partial}{\partial t} \int \rho U (\bar{n}' \cdot \bar{r}') d\bar{r}'. \quad (11)$$

Для расчета интенсивности гравитационного излучения воспользуемся ковариантным дифференциальным законом сохранения [11]

$$\left[ (-g)(\gamma^{lm} + t_{LL}^{lm})\varphi_0 / \varphi \right]_{;l} = 0 \quad (12)$$

где  $t_{LL}^{lm}$  - обобщение псевдотензора Ландау-Лифшица ОТО (в ВСТГ оно является истинным тензором, его выражение приведено в [11]), вертикальная черточка означает ковариантную производную по метрике  $\gamma_{ik}$ . С помощью векторов Киллинга  $\xi_m$  фоновой метрики (12) можно записать в виде обычного закона сохранения

$$(\xi_m \Theta^{lm})_{;l} = 0, \quad \Theta^{lm} = \frac{-g\varphi_0}{\sqrt{-\gamma\varphi}} (\gamma^{lm} + t_{LL}^{lm}). \quad (13)$$

В соответствии с тем, что плоское пространство-время обладает десятью независимыми векторами Киллинга  $\xi_m^{(i)}$ ,  $i=0-9$ ; из (13) следует десять интегральных сохраняющихся величин энергии-импульса и моменты импульса

$$P^{(i)} = \int \xi_m^{(i)} \Theta^{lm} dV. \quad (14)$$

Например, для четырех-импульсов в системе координат (5) соответствующие векторы Киллинга равны  $\xi_m^{(i)} \approx \delta_m^i - \eta_m^i$ ,  $i=0-3$ . Для локализованного источника, интегрируя (13) по достаточно большому объему, получим

$$\frac{d}{dt} \int \xi_m \Theta^{lm} dV = - \oint \frac{-g\varphi_0}{\sqrt{-\gamma\varphi}} \xi_m t_{LL}^{lm} dS_\alpha, \quad (15)$$

где интегрирование в правой части проводится по двумерной поверхности, окружающей область интегрирования левой части. Поток

энергии гравитационного излучения через элементарную площадку  $dS_\alpha = -n_\alpha r^2 d\Omega$  определяется формулой

$$\frac{dI}{d\Omega} = -n_\alpha r^2 \frac{-g\varphi_0}{\sqrt{-\gamma\varphi}} i_{LL}^{\alpha\alpha}$$

На больших расстояниях от излучающей системы в достаточно малых областях волну можно считать плоской, для которой в ТГ - калибровке (отличны от нуля только  $h_{23}$  и  $h_{22} = -h_{33}$ ) после некоторых преобразований, находим

$$i_{LL}^{\alpha\alpha} = \varphi_0^{n\alpha} \left( \frac{1}{4} h_{,n}^{ik} h_{k,n} + \zeta_n \varphi_{1,0}^2 \right)$$

(заметьте, что в это выражение не входит  $\eta^i$ ) и поэтому

$$\frac{dI}{d\Omega} = \left( \frac{dI}{d\Omega} \right)_{\text{отт}} + \frac{G}{8\pi\zeta_0} \Phi_{,0}^2 \quad (16)$$

Первое слагаемое в правой части (16) представляет собой интенсивность излучения гравитационных волн в ОТО (см., например, [9]) и определяется квадрупольным моментом гравитирующей системы. Второе же слагаемое - описывает интенсивность скалярных волн. В частности, при  $\zeta_0 > 0$ , уносимая волной энергия всегда положительна. Полное излучение по всем направлениям

$$I = \frac{G}{45} D_{\alpha\beta}^2 + \frac{G}{8\pi\zeta_0} \int \Phi_{,0}^2 d\Omega, \quad (17)$$

$D_{\alpha\beta}$  - квадрупольный момент системы.

Приложим полученные результаты к системе тел, размеры которых малы по сравнению с расстояниями между ними, так что пренебрежимо малыми взаимодействиями между ними можно пренебречь. Будем также предполагать, что каждое тело имеет статическую сферически-симметричную структуру в собственной покоящейся системе отсчета. Для данного элемента материи тела

$$\bar{v} = \bar{v}_\alpha, \quad \bar{r} = \bar{r}_\alpha + \bar{r},$$

где первое равенство отражает статичность структуры. В ньютоновском приближении (достаточно ограничиться этим приближением)

$$\bar{r} = m_\alpha^{-1} \int \rho \bar{r} d\bar{r}, \quad \bar{v}_\alpha = d\bar{r}_\alpha / dt, \quad m_\alpha = \int \rho d\bar{r}.$$

Ньютоновский потенциал определяется выражением

$$(\bar{r}, t) = \bar{U}_a + G \sum_{b \neq a} m_b |\bar{r} - \bar{r}_b|^{-1}$$

внутри тела а, и

$$(\bar{r}, t) = G \sum_b m_b |\bar{r} - \bar{r}_b|^{-1}$$

вне тела. Подставляя эти выражения в формулу (11) для  $\Phi$ , получим

$$\Phi = -2 \sum_a \Omega_a [1 + (n\bar{v}_a)] + G \sum_{a \neq b} \frac{m_a m_b}{r_{ab}} + A, r_{ab} = |\bar{r}_a - \bar{r}_b| \quad (18)$$

где

$$\Omega_a = -(G/2) \int_a \rho(\bar{r}) \rho(\bar{r}') |\bar{r} - \bar{r}'|^{-1} d\bar{r} d\bar{r}'$$

- гравитационная энергия связи тела а, слагаемое  $A$  содержит малые члены порядка  $(Gmlr)^{3/2}$ ,  $(Gmlr) \cdot (Gmld)$  и выше ( $r$  - расстояние между телами,  $d$  - радиус тела,  $d \ll r$ ). Обсуждение вклада этих членов в гравитационное излучение можно найти в [6]. Подставляя (18) во второе слагаемое формулы (17), для потери энергии, вследствие излучения скалярных волн, получим следующее выражение

$$I_s = \frac{G^3}{2\zeta_0} \left\{ \frac{4}{3} \left( \sum_{a \neq b} \Omega_a m_b \frac{\bar{r}_{ab}}{r_{ab}^3} \right)^2 + \left[ \sum_{a \neq b} \frac{m_a m_b}{r_{ab}^3} \bar{v}_{ab} \cdot r_{ab} \right]^2 \right\}, \bar{v}_{ab} = \bar{v}_a - \bar{v}_b \quad (19)$$

В случае двойной системы, вводя координаты центра масс и координаты относительного движения

$$m\bar{R} = m_1 \bar{r}_1 + m_2 \bar{r}_2, \bar{r} = \bar{r}_2 - \bar{r}_1, m = m_1 + m_2$$

из (19), находим

$$I_s = \frac{2G^3 m^2 M^2}{\zeta_0 r^4} \left( v_r^2 + \frac{1}{3} \Gamma^2 \right) M = \frac{m_1 m_2}{m_1 + m_2}, v_r = \dot{r}, \Gamma = \Omega_1 / m_1 - \Omega_2 / m_2.$$

Объединение этой формулы с результатами О'То для скорости потери орбитальной энергии приводит к следующей формуле полных потерь энергии

$$I = \frac{G^3 m^2 M^2}{r^4} \left\{ \frac{8}{15} \left[ 12v^2 - \left( 11 - \frac{15}{4\zeta_0} \right) v_r^2 \right] + \frac{2}{3\zeta_0} \Gamma^2 \right\} \quad (20)$$

Сравнивая с общей формулой в метрических теориях [6], для параметров  $k_1$  и  $k_2$  - Петерса-Мэтьюза и  $k_D$  - дипольного излучения, получим следующие значения

$$k_1=12, k_2=11 - 15/4\zeta_0, k_D=2/\zeta_0$$

Отметим, что отношение дипольной части излучения к квадрупольной в формуле (20) порядка  $(Gm/d) \cdot r/d$ .

Отметим, что основным моментом проведенного выше анализа было использование приближения слабых полей и малых скоростей, как внутри тел, так и в пространстве между ними. Это делает неприменимым полученные выше результаты к системам типа двойных пульсаров, в которых имеются нейтронные звезды с релятивистским внутренним строением. Специально для таких систем в рамках метрических теорий гравитации разработан формализм, обобщающий подход Эйнштейна-Инфельда-Хофмана (ЭИХ), называемый модифицированным ЭИХ формализмом [6]. Его применение к БСТГ будет рассмотрено в следующих наших работах. Это позволит сравнить предсказания теории с наблюдательными данными двойного пульсара PSR 1913+16.

Автор выражает искреннюю благодарность Л.Ш. Григоряну за интерес к работе и ценные обсуждения.

Ереванский государственный  
университет

## RADIATION OF GRAVITATIONAL WAVES IN BSTT

A.A. SAHARIAN

The radiation of gravitational waves in the bimetric scalar-tensor theory of gravitation is investigated in slow-motion and weak-field limit. For solutions with the variable scalar field the theory predicts a dipole gravitational radiation as well as a quadrupole radiation. In the case of a binary system the coefficients of Peters-Mathews and the coefficient of dipole radiation are determined.

### ЛИТЕРАТУРА

1. Л.Ш. Григорян, А.А. Саарян, Материалы VII Всесоюзной конференции "Современные теоретические и экспериментальные проблемы теории относительности" (18-20) октября 1988 г.), стр. 307, Ереван, 1988.
2. Л.Ш. Григорян, А.А. Саарян, Астрофизика, 31, 359, 1989.

3. *L.Sh. Grigorian, A.A. Saharian, Astrophys. Space Sci., 167, 271, 1990.*
4. *А.А. Сааряи, Л.Ш. Григорян, Астрофизика, 32, 491, 1990.*
5. *D.M. Eardley et al., Phys. Rev. Lett., 30, 884, 1973.*
6. *К. Уикл, Теория и эксперимент в гравитационной физике, Энергоатомиздат, М., 1985.*
7. *А.А. Сааряи, Л.Ш. Григорян, Труды IV семинара "Гравитационная энергия и гравитационные волны" с. 193, Дубна, 1992.*
8. *А.А. Сааряи, Астрофизика, 36, 245, 1993.*
9. *Л.Д. Лацлау, Е.М. Лифшиц, Теория поля, Наука, М., 1973.*
10. *R. Epstein, R. V. Wagoner, Astrophys. J., 197, 717, 1975.*
11. *А.А. Сааряи, Л.Ш. Григорян, Астрофизика, 33, 107, 1990.*

УДК:524.33

КРАТКИЕ СООБЩЕНИЯ

## ПЕРВЫЙ БЮРАКАНСКИЙ СПЕКТРАЛЬНЫЙ ОБЗОР НЕБА. ЗВЕЗДЫ ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ. IV. ПОЛЮСА $+61^{\circ} \leq \delta \leq +65^{\circ}$ .

Продолжаются исследования фотонегативов Первого Бюраканского спектрального обзора неба (FBS) с целью выявления новых слабых M и углеродных звезд на высоких галактических широтах. Подробности о FBS - обзоре и о критериях выделения звезд спектральных классов M и C на пластинках FBS - обзора приведены в предыдущих наших работах этой серии [1-3].

В настоящей работе приводится наш четвертый список слабых M и C звезд в полосе  $+61^{\circ} \leq \delta \leq +65^{\circ}$  и  $5^{\text{h}}40^{\text{m}} \leq \alpha \leq 18^{\text{h}}30^{\text{m}}$ . В результате просмотра фотонегативов указанной полосы, охватывающей область 368 кв. градусов, выявлены 28 красных звезд, из которых с известными объектами [4-14] отождествлены 8 объектов (5 M звезд 2 C звезды и одна S звезда - S UMa). В табл. 1 приводится список 20 звезд, которые найдены впервые (2 C звезды, 17 M звезд и одна звезда, спектральный тип которой, предположительно, находится между M и C). 9 M звезд из 20 объектов идентифицированы с точечными источниками инфракрасного излучения из IRAS обзора [14].

В табл. 1 последовательно приведены:

1 - порядковый номер, 2 - обозначение FBS, 3 и 4 - экваториальные координаты для эпохи 1950.0 года (ошибки определения координат составляют  $\pm 2^{\text{s}}$  по  $\alpha$  и  $\pm 0'.1$  по  $\delta$ ), 5 - спектральный тип (M или C), 6 - звездные величины в красном цвете, основанные на измерениях диаметров изображений звезд на Паломарских I - карт и калиброванные согласно работе [15], 7 - IRAS - номера вышеуказанных 9 идентифицированных источников из

каталога [14] (координаты этих звезд заимствованы из того же каталога инфракрасных источников [14]).

Таблица 1

N	Название FBS	Координаты		Спек. тип	R-ве- личина	IRAS - номер по [14]
		$\alpha_{1950}$	$\delta_{1950}$			
1	2	3	4	5	6	7
1	0549 + 619	05 <sup>h</sup> 49 <sup>m</sup> 45 <sup>s</sup> .0	+ 61°58'53"	M	14 <sup>m</sup> .0	
2	0638 + 610	06 <sup>h</sup> 38 <sup>m</sup> 52 <sup>s</sup> .0	+ 61°05'02"	(M-C)?	-	
3	0643 + 649	06 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup> 24 <sup>s</sup> .0	+ 64°59'52"	M	11 <sup>m</sup> .4	06433 + 6459
4	0643 + 645	06 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup> 33 <sup>s</sup> .0	+ 64°33'06"	M	13 <sup>m</sup> .2	
5	0644 + 616	06 <sup>h</sup> 44 <sup>m</sup> 37 <sup>s</sup> .0	+ 61°36'44"	C	11 <sup>m</sup> .5	
6	0739 + 625	07 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup> 33 <sup>s</sup> .1	+ 62°31'10"	M	11 <sup>m</sup> .3	07395 + 6231
7	0825 + 626	08 <sup>h</sup> 25 <sup>m</sup> 53 <sup>s</sup> .0	+ 62°37'45"	M	12 <sup>m</sup> .1	08258 + 6237
8	0903 + 629	09 <sup>h</sup> 03 <sup>m</sup> 35 <sup>s</sup> .0	+ 62°59'30"	M	13 <sup>m</sup> .0	
9	1141 + 617	11 <sup>h</sup> 41 <sup>m</sup> 40 <sup>s</sup> .0	+ 61°47'34"	M	13 <sup>m</sup> .3	
10	1242 + 634	12 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 44 <sup>s</sup> .0	+ 63°25'15"	M	12 <sup>m</sup> .9	
11	1416 + 640	14 <sup>h</sup> 16 <sup>m</sup> 53 <sup>s</sup> .0	+ 64°02'58"	C	12 <sup>m</sup> .9	
12	1518 + 626	15 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup> 08 <sup>s</sup> .1	+ 62°41'41"	M	11 <sup>m</sup> .8	15181 + 6241
13	1614 + 620	16 <sup>h</sup> 14 <sup>m</sup> 56 <sup>s</sup> .0	+ 62°02'41"	M	13 <sup>m</sup> .0	
14	1621 + 625	16 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup> 07 <sup>s</sup> .0	+ 62°32'22"	M	14 <sup>m</sup> .2	
15	1635 + 646	16 <sup>h</sup> 35 <sup>m</sup> 58 <sup>s</sup> .5	+ 64°39'35"	M	12 <sup>m</sup> .7	16359 + 6439
16	1642 + 630	16 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 05 <sup>s</sup> .5	+ 63°02'37"	M	11 <sup>m</sup> .2	16420 + 6302
17	1651 + 623	16 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 24 <sup>s</sup> .7	+ 62°19'54"	M	10 <sup>m</sup> .6	16514 + 6219
18	1652 + 631	16 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup> 20 <sup>s</sup> .0	+ 63°09'24"	M	13 <sup>m</sup> .5	
19	1724 + 644	17 <sup>h</sup> 24 <sup>m</sup> 56 <sup>s</sup> .6	+ 64°28'44"	M	12 <sup>m</sup> .8	17249 + 6428
20	1727 + 642	17 <sup>h</sup> 27 <sup>m</sup> 49 <sup>s</sup> .2	+ 64°16'26"	M	10 <sup>m</sup> .8	17278 + 6416

Примечание к объектам табл. 1

а) Звезда FBS 0638 + 610, спектральный тип которой подозревается между M и C, имеет очень короткий спектр на пластинке обзора. Красная часть спектра этой звезды очень интенсивная. На Паломарской I-карте еще виден туманнообразный объект. Возможно связана с туманностью. Объект, возможно, является переменным.

б) Новые углеродные звезды FBS 0644 + 616 и FBS 1416 + 640 являются звездами R - подкласса.

4 декабря 1992

Бюракешская астрофизическая  
обсерватория

Г.В. АБРАМЯЦ,  
К.С. ГИГОЯЦ

*THE FIRST BYURAKAN SPECTRAL SKY SURVEY. LATE-TYPE STARS. IV. ZONE  $+61^{\circ} \leq \delta \leq +65^{\circ}$ .* On the first Byurakan spectral survey plates the fourth list of M and carbon stars is presented. The list contains data for 20 new stars.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Г.В. Абрамян, К.С. Гинян, *Астрофизика*, 31, 601, 1989.
2. Г.В. Абрамян, К.С. Гинян, *Астрофизика*, 32, 501, 1990.
3. Г.В. Абрамян, К.С. Гинян, *Астрофизика*, 33, 317, 1990.
4. И.И. Халупов и др., *Общий каталог переменных звезд*, т. I-II, Наука, М., 1985.
5. И.И. Халупов и др., *Общий каталог переменных звезд*, т. III, Наука, М., 1987.
6. Б.В. Кукаркин и др., *Новый каталог звезд, заподозренных в переменности* Блеска, Наука, М., 1982.
7. O.J. Lee, G.D. Gore, T.J. Bartlet, *Ann. Dearborn Observ.*, 5, Part 1B, 1944.
8. G. Neugebauer, R.B. Leighton, *Two-Micron Sky Survey, A Preliminary Catalog* (Washington: NASA Spec. Publ., No 3047), 1969.
9. C.B. Stephenson, *Astrophys. J.*, 300, 779, 1986.
10. C.B. Stephenson, *Astrophys. J.*, 301, 927, 1986.
11. C.B. Stephenson, *Publ. Warner and Swasey Observ.*, 1, No 2, 1989.
12. D.Y. Gezury, M. Schmitz, J.M. Mend, *Catalog of Infrared Observations*, (NASA Reference Publ., No 1196), Part I-II, 1987.
13. F.M. Olton, E. Raimond, *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.*, 65, 607, 1986.
14. И.И. Ауманн et al., *Infrared Astronomical Satellite (IRAS). Catalogs and Atlases. The Point Source Catalog (NASA-RI-1190)*, V. 2, 1988.
15. I.R. King, M.I. Ruff, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 89, 120, 1977.

УДК 524.7-42

## ВЗАИМОДЕЙСТВУЮЩИЕ ГАЛАКТИКИ: НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЕ И ТЕОРЕТИЧЕСКИЕ АСПЕКТЫ

В. П. РЕННЕТНИКОВ, П. Я. СОТНИКОВА

Поступила 12 октября 1992

Обзор состоит из следующих частей: 1. Введение. 2. Общая характеристика взаимодействующих галактик. 2.1. Признаки взаимодействия. 2.2. Распространенность взаимодействующих систем. 3. Интегральные характеристики взаимодействующих галактик. 3.2. Оптические, радио- и ИК- светимость, отношение масса - светимость. 3.3. Показатели цвета. 3.4. Глобальная фотометрическая структура. 3.5. Эмиссионные спектры. 3.6. Кинематика взаимодействующих галактик. 4. Звездообразование во взаимодействующих галактиках (наблюдения). 5. Наблюдательные свидетельства связи эффектов взаимодействия с активностью ядер галактик. 5.1. Сейфертовские галактики. 5.2. Квазары. 6. Моделирование процессов взаимодействия галактик. 6.1. Влияние приливов на структуру дисковых галактик. 6.2. Динамическое трение и слияние галактик. 6.3. Моделирование взаимодействия наблюдаемых систем. 7. Отклик газовой составляющей на приливное воздействие. 7.1. Выпылки звездообразования. 7.2. Ядерная активность. 7.3. О прохождении холодного газа в эллиптических галактиках. 8. Заключение.

1. *Введение.* За последние два десятилетия представления о галактиках как об "островных вселенных", медленно эволюционирующих практически в полной изоляции, существенно изменились. Гравитационное взаимодействие между галактиками, как оказалось, является одним из основных факторов их эволюции, способным изменять такие фундаментальные характеристики галактик, как морфологический тип, светимость, размер и распределение массы. С взаимодействием между галактиками оказались связаны также и два наиболее интригующих (и поэтому наиболее интенсивно изучаемых) процесса - звездообразование, а также активность ядер галактик.

В настоящем обзоре авторы стремились кратко суммировать основные наблюдательные и теоретические результаты, полученные за последние годы для взаимодействующих галактик (ВГ). Конечно, в рамках одной статьи невозможно охватить все вопросы, связанные с таким бурно развивающимся направлением, и поэтому многие проблемы обсуждены лишь кратко или вообще не рассмотрены. Для более детального ознакомления с интересующими вопросами авторы рекомендуют читателям обзоры [1-5].

## 2. Общая характеристика ВГ:

2.1. *Признаки взаимодействия.* Точного определения, по которому галактики относят к взаимодействующим, нет. В течение длительного времени в качестве основного критерия рассматривалось наличие разного рода морфологических неспециальностей. Например, В. А. Воронцов-Вельяминов давал следующие определения: "взаимодействующие галактики - это такие системы, где видны или подозреваются две или более галактики с искажениями формы, с хвостами, перемычками, в общем тумане, с перекосом пылевого слоя, или расположенные в виде цепочки" [6]. За прошедшие 20 лет число признаков взаимодействия значительно возросло. Совокупность этих признаков можно условно разбить на две группы: 1) признаки взаимодействия, происходящего в настоящее время, и 2) признаки взаимодействия, происходящего в относительно недавнем прошлом ( $\sim 10^9$  лет назад).

К первой группе признаков, свидетельствующих о гравитационном взаимодействии нескольких галактик, помимо близости их лучевых скоростей и пространственных положений, относятся:

1) *Асимметрия распределения поверхностной яркости.* У спиральных галактик в составе взаимодействующих систем часто встречаются хвосты, перемычки, асимметрично усиленные спиральные ветви, искривленные плоскости диска, клочковатые оболочки. У эллиптических галактик - систематический поворот больших осей изюфот с удалением от ядра, их неконцептичность и искажение формы, наличие слабых хвостов, аморфных оболочек [7, 8]. (Примеры таких систем показаны на рис. 1).

2) *Неспециальность поля скоростей.* У спиральных галактик - некруговые движения газа (звезд) как в околоядерной области, так и

на периферии галактик [9, 10], повышенная центральная дисперсия скоростей звезд на единицу светимости галактики [11], наличие вращающихся под произвольным углом к плоскости галактики подсистем газа (примеры таких объектов приведены в [9, 12-14]). У эллиптических галактик - "U-образные" кривые вращения, рост дисперсии скоростей звезд к периферии галактик [15, 16].

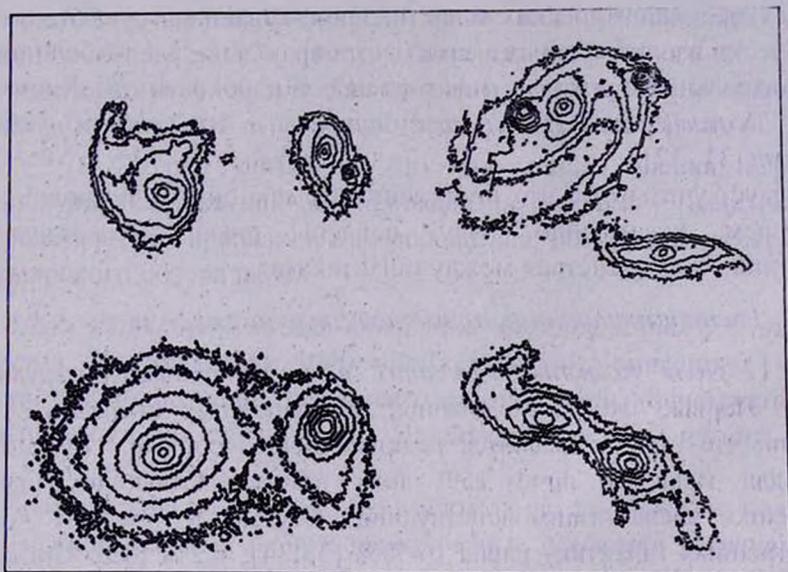


Рис. 1. Изофоты двойных взаимодействующих систем в цветной полосе R, полученные одним из авторов по наблюдениям на БГА (внешняя изофота соответствует поверхностной яркости  $23^{m,5}/\square''$ , шаг изофот  $0.1^{m,75}$ ). В верхней части рисунка приведены изофоты систем Agr 273 и VV 527 (слева направо), в нижней - Agr 238 и NGC 1587/88.

3) *Необычные спектральные характеристики* - например, пекулярные показатели цвета, свидетельствующие о вспышках звездообразования.

Одиночные объекты также часто демонстрируют признаки недавнего взаимодействия или слияния с другой галактикой. К таким объектам относятся: *слившиеся галактики* - одиночные объекты с пекулярной морфологией, представляющие собой результат слияния двух галактик, чьи индивидуальные остатки в виде приливных хвостов,

ряби и т. д. еще доступны наблюдениям [17]; *галактики с двойными и кратными ядрами* [18]; *эллиптические галактики с пылевыми полосами и эмиссионными линиями, с оболочечными структурами и рябью* [19-24]; *галактики с полярными кольцами*, у которых в плоскости, близкой к меридиональной, вращается кольцо или диск, состоящий из газа, пыли и звезд [27]; *галактики с "двойным спином"*, демонстрирующие несоответствие кинематических осей звездной и газовой составляющих или, в случае эллиптических галактик, показывающие существование динамически изолированных ядер с осями вращения, расположенными под произвольными углами к экваториальной плоскости галактики [19, 28-30]; *"X-галактики"*, *галактики с "яшико-" и "арахисо-"образными балджами* [31, 32].

Следует учитывать, что приведенный выше список не полон, и в дальнейшем, несомненно, будут найдены новые наблюдательные проявления взаимодействия между галактиками.

## 2.2. Распространенность взаимодействующих систем.

### 2.2.1. Доля галактик, входящих в состав взаимодействующих систем.

Первые же исследования, посвященные статистике ВГ', показали, что они не являются редкими исключениями. По данным MCG для галактик ярче  $15^m$  доля взаимодействующих систем (отношение числа взаимодействующих систем к полному числу рассмотренных галактик) равна (6-7)% [33,34], 6.2% [35]. Согласно [33] относительное число галактик с морфологическими признаками взаимодействия достигает 8%. Несколько меньшая доля ВГ' - 3% - была найдена для южного полушария [36].

Основная часть известных ВГ' входит в состав двойных систем. Так, среди 487 пар с  $f=M/L < 100 f_{\odot}$  из каталога двойных галактик [37,38] морфологические признаки взаимодействия видны примерно у 60%. Если учесть, что в состав пар входит (10-12)% галактик поля, то, следовательно, в состав взаимодействующих двойных систем входит (6-7)% галактик. В [40] на основе изучения выборки слабых спиральных галактик найдено близкое значение -  $(6 \pm 3)\%$ , однако приведенная в этой же работе статистика встречаемости взаимодействующих пар в каталоге Шейши-Эйме дает значение  $(14 \pm 2)\%$ .

Часто встречаются ВГ' и в компактных группах. Около трети чисел компактных групп галактик имеют морфологические признаки

взаимодействия [41,42], около двух третей - кинематические [9]. Следовательно, примерно 0.5% галактик являются взаимодействующими в составе компактных групп.

В скоплениях галактик доля взаимодействующих систем сильно варьируется, однако в среднем остается близка к найденной для всех галактик в целом [33].

Обобщая приведенные выше данные разных авторов, можно сделать вывод, что в настоящую эпоху в сопоставимом объеме пространства (5-10)% всех галактик находятся в составе взаимодействующих систем. (В прошлом частота взаимодействий и слияний могла быть выше: согласно [43] она растет с  $z$  как  $(1+z)^{4\pm 2.5}$ ). Следует учитывать, что приведенная оценка, вероятно, является нижней, так как она основана на наличии у галактик лишь морфологических признаков взаимодействия, обнаружимых на картах Паломарского обзора неба.

**2.2.2. Рапределенность признаков взаимодействия у одиночных объектов.** Из примерно 5000 ярких галактик, описанных в New General Catalogue, лишь несколько десятков идентифицируются как вероятные остатки слияний [17]. Наиболее изученные из них - NGC 1326, NGC 5128, NGC 7252.

Краткие ядра по данным [18] имеют около 1% галактик поля.

Согласно [24,44], ряби и дугообразные оболочки встречаются у (10-50)% галактик типа E и S0. По крайней мере у (40-50)% E и S0 галактик имеются эмиссионные линии [45,46], у (15-24)% - радиоизлучение в линиях III [47,48], не менее, чем у 40% есть пыль [49]. Не менее, чем у трети эллиптических галактик в ядерных областях выделяются фотометрические изолированные подструктуры [26].

Примерно 5% галактик типа S0 имеют полярные кольца [27].

Около трети эллиптических галактик могут иметь кинематические свидетельства слияний в виде вращающихся под произвольным углом к плоскости галактик ядер [29,30].

(20-25)% спиральных и S0 галактик имеют ящикообразные башджи [50,51].

Следовательно, более 20% одиночных галактик хранят следы произошедших в течение нескольких последних миллиардов лет взаимодействий и слияний с другими галактиками. Этот вывод

находится в согласии и с результатами численного моделирования: например, в [52] получено, что вне скопления и богатых групп (20-50)% галактик могут являться остатками слияний.

### 3. Интегральные характеристики ВГ.

#### 3.1. Морфология ВГ.

3.1.1. *Морфологические типы.* Детальное исследование морфологического состава взаимодействующих систем не проводилось. С одной стороны, это связано со статистической неполнотой выборок ВГ и с отсутствием годных для классификации снимков большинства из них, с другой - со сложностью морфологической классификации объектов, имеющих некуляристую структуру. Наиболее полный материал имеется для двойных систем и для компактных групп (помним, что в их составе находится большая часть известных ВГ).

В табл. 1 представлено процентное содержание галактик разных морфологических типов для 286 взаимодействующих пар согласно [38], а также для галактик поля по [53].

Таблица 1

Морф. тип	ВГ	Галактики поля
E	21	8
S0	5	12
Sa	20	9
Sb	22	22
Sc	22	29
Sm/I	10	20

Как следует из данных этой таблицы, среди взаимодействующих пар чаще, чем среди одиночных галактик, встречаются эллиптические галактики и реже - галактики поздних типов. Спиральные галактики ранних подтипов (Sa-Sb), а также галактики с барами в составе двойных систем встречаются в 2 раза чаще, чем среди галактик поля [54,55]. Еще одна особенность морфологического состава двойных взаимодействующих систем - корреляция типов галактик, то есть значимый избыток случаев с одинаковыми морфологическими типами компонентов пар [38].

Основные особенности морфологического состава компактных групп сходны с установленными для взаимодействующих пар. Согласно [42,56], доля E и S0 галактик (~40%) в группах выше, чем среди галактик поля, и, как показано в [56], в группах также обнаруживается корреляция типов - галактики предпочитают объединяться в группы с галактиками близких морфологических типов.

3.1.2. *Морфология взаимодействия.* В [37] предложена простая морфологическая классификация типов взаимодействия галактик в парах (она подходит и для систем большей кратности). К типу L отнесены системы, члены которых имеют линейные приливные структуры - хвосты (l), перемычки (b) или их сочетание (bl) (по данным [36,38] такие структуры наблюдаются у примерно (1-2)% галактик поля). К типу A отнесены галактики, погруженные в общую оболочку - аморфную и симметричную (am) или неправильную ключковатую (sh). Тип D обозначает искажение спиральной структуры или формы одного (1) или обоих компонентов (2). В табл. 2 приведено распределение по морфологическим типам членов двойных взаимодействующих систем, имеющих различные типы взаимодействия [38]. Как видно из этой таблицы, распределение галактик по видам взаимодействия неравномерно: линейные структуры, искажения формы и ключковатые несимметричные оболочки характерны для спиральных галактик, аморфные симметричные "атмосферы" обычно наблюдается вокруг эллиптических галактик.

Таблица 2

Морф. тип	Тип взаимодействия						
	L(b)	L(l)	L(bl)	A(sh)	A(am)	D(2)	D(1)
E	10	10	10	23	91	2	13
S0	5	5	5	7	5	1	7
Sa	16	31	24	23	2	10	28
Sb	31	27	21	18	0	28	25
Sc	27	17	33	16	2	38	22
Sm/I	11	10	7	13	0	21	5

3.2. *Оптические, радио- и ИК- светимости, отношение масса - светимость.*

3.2.1. *Светимость В1*: Согласно [38,39,57,58] члены двойных систем имеют в полосе В по сравнению с одиночными галактиками избыток светимости примерно на  $0.^m5 - 1.^m0$ , причем он характерен для компонентов пар всех типов - SS, SE и EE [39]. Избыток абсолютно более ярких галактик среди членов двойных систем наглядно виден на рис. 2, где показаны функции оптической светимости галактик поля по [59,60] (непрерывные линии) и двойных галактик (квадраты - [39], треугольники - [57], кресты - [61]). (Отметим, что при  $M_B < -22^m.5$  функции светимости галактик поля, двойных систем и сейфертовских галактик сближаются. Это означает, что среди наиболее ярких галактик значительную долю должны составлять активные галактики с физическими спутниками).

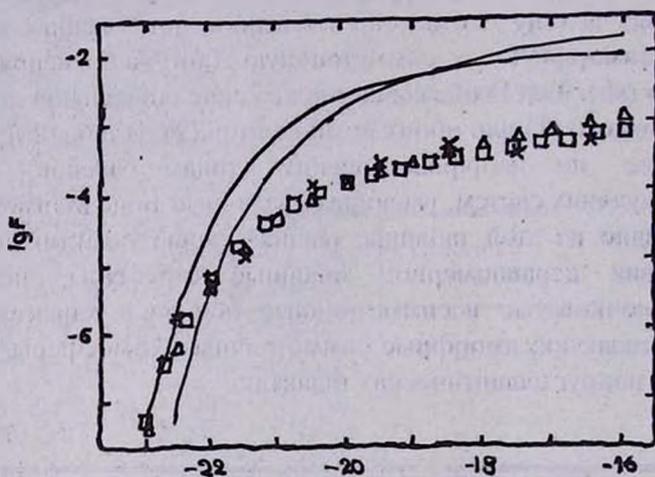


Рис. 2. Оптические функции светимости галактик поля и членов двойных систем ( $H_0 = 75$  км/с/Мпк). Функции светимости из работ [57, 61] перенормированы в соответствии с [39].

Повышенная доля галактик с радионизлучением среди членов кратных систем была впервые отмечена в [62]. Дальнейшие исследования (см. [63-66] и ссылки там же) показали, что в парах галактик и во взаимодействующих системах радионеточки

встречаются чаще и характеризуются в среднем в 2 раза более высокой светимостью. Избыток радионизлучения наиболее сильно выражен в ядерных областях BI' [66], но, по-видимому характерен и для дисков [65].

Одним из наиболее замечательных открытий, сделанных со спутника IRAS, явилось обнаружение нового класса галактик, светимости которых в инфракрасном диапазоне оказались сравнимыми с болометрическими светимостями квазаров. У настолько ярких в ИК-диапазоне галактик был найден значительный избыток близких спутников [67,68]. Дальнейшие исследования подтвердили существование избытка излучения у BI' в ИК- и далеком ИК- (FIR) диапазонах [69-73,40]. По-видимому, не менее половины всех галактик с  $L_{FIR} > 10^{11} L_{\odot}$  входят в состав взаимодействующих систем [39, 40, 74].

Детальному исследованию FIR-излучения галактик в парах посвящены работы [39] и [58]. В [39,58] показано, что избыток FIR-излучения (примерно в три раза) характерен для спиральных галактик в составе как SS, так и SI пар. Величина избытка зависит от наличия признаков взаимодействия в паре и от расстояния между компонентами: спиральные галактики во взаимодействующих парах, а также в составе наиболее тесных пар имеют в среднем большие FIR-светимости по сравнению с одиночными галактиками и с галактиками в широких парах без признаков взаимодействия [39,58,75].

3.2.2. *Отношение масса-светимость.* В [76] опубликована сводка индивидуальных отношений массы к светимости ( $f = M/L_B$ ) для 209 компонентов пар. Около половины галактик из этого списка входят в состав пар с признаками взаимодействия. Медианные значения  $f$  для BI' разных типов по данным [76] равны: E - 8.5, S0 - 7.4, Sa - 8.9, Sb - 5.0, Sc - 4.5 и Sm - 6.4. Эти оценки близки к средним значениям  $f$  для нормальных галактик тех же морфологических типов. В [9] определены величины  $f$  для 20 спиральных галактик в составе компактных групп и сделан вывод, что они (их средние значения - 6.2 (Sa), 6.6 (Sb), 2.1 (Sc)) несколько меньше (на 30 %), чем у нормальных спиральных галактик поля. Для членов ряда тесных взаимодействующих систем оценки  $f$  приведены в [77] (и ссылки там же).

Отношение орбитальной массы к светимости для двойных галактик с признаками взаимодействия зависит от типа взаимодействия. Согласно [38], средние отношения орбитальной массы к светимости равны:  $L(b) - 8.5$ ,  $L(l) - 4.4$ ,  $L(bl) - 2.4$ ,  $L(sh) - 6.7$ ,  $L(am) - 9.1$ ,  $D(2) - 5.4$ ,  $D(1) - 12.0$ . Как отмечено в [38], в одних случаях причиной такой зависимости является различие морфологического состава пар с разными признаками взаимодействия (см. табл. 2), в других (например,  $L(b)-L(l)-L(bl)$ ) она может отражать пребывание членов пары в разных фазах движения по некруговой орбите.

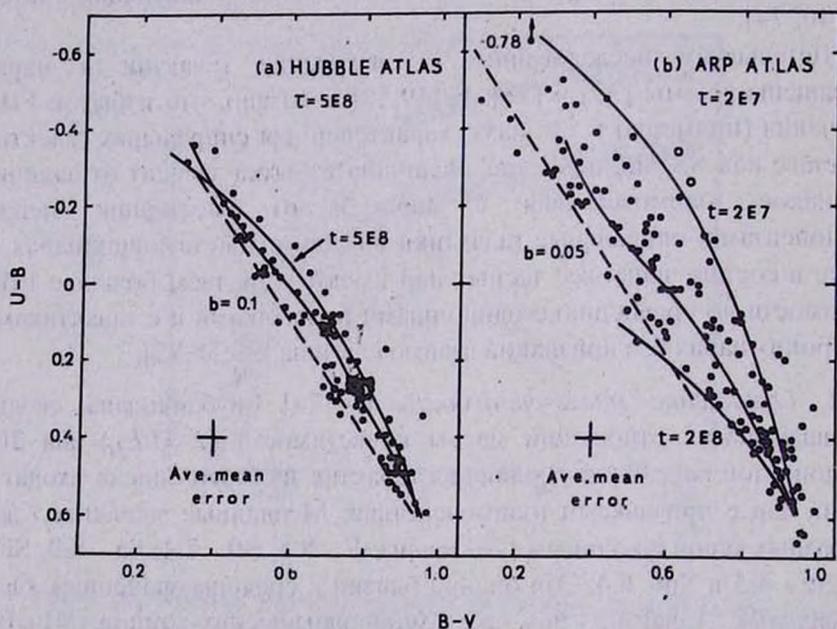


Рис. 3. Распределение показателей цвета нормальных галактик (а) и некулириных (б), среди которых преобладают члены взаимодействующих систем, согласно [81] (точки). Линиями показаны положения галактик на двухцветном диаграмме через различные промежутки времени ( $t$  - продолжительность вспышки,  $b$  - доля звезд, образовавшихся за время вспышки).

3.3. *Показатели цвета.* Результаты широкополосных фотоэлектрических наблюдений большого количества взаимодействующих систем опубликованы в [78-80].

Показатели цвета  $B-I'$  были впервые подробно рассмотрены Ларсоном и Типели в [81], где показано, что цвета членов взаимодействующих систем располагаются на диаграмме  $U - B - B - V$  со значительно большей дисперсией, чем цвета одиночных галактик - рис. 3. Члены двойных систем с признаками взаимодействия демонстрируют сильную корреляцию показателей цвета (эффект Холмберга), не сводимую к корреляции морфологических типов [82,83]. Этот эффект наблюдается в парах всех типов - SS, SI и EI. Различие в цвете у компонентов пар уменьшается при переходе от широких пар к тесным и при уменьшении разности лучевых скоростей [83]. Галактики ранних типов E и S0 в смешанных парах, а также спиральные галактики в SS парах являются несколько более голубыми по сравнению с одиночными галактиками тех же типов [78,83,84].

Первое систематическое исследование цветовых характеристик приливных структур было выполнено в [85]. В этой работе показано, что приливные структуры имеют в среднем более голубой цвет, чем сами галактики. Голубой цвет и ключковатая структура приливных особенностей свидетельствует об идущем в них звездообразовании [85].

3.4. *Глобальная фотометрическая структура.* До середины восьмидесятых годов исследования фотометрической структуры  $B-I'$  носили эпизодический характер. Применение ПЗС-матриц привело в последние годы к быстрому росту данных о распределении поверхностной яркости и показателей цвета для этих объектов [7,74,85-88].

В [7] на основе ПЗС-фотометрии 9 пар эллиптических галактик с признаками взаимодействия сделано заключение, что главные (более яркие) компоненты пар имеют более проуженные профили яркости по сравнению с изолированными E галактиками, а спутники - усеченные.

В [89,86] исследовано распределение поверхностной яркости у нескольких слившихся галактик и показано, что, несмотря на некулярную структуру этих объектов, их усредненные

фотометрические профили хорошо описываются законом Вокулера ( $I(r) \sim r^{-1/2}$ ).

В [90] рассмотрены глобальные фотометрические характеристики эллиптических галактик и балджей S0 галактик и показано, что при данной эффективной поверхностной яркости  $\mu_e$  эффективные радиусы  $R_e$  тесных ВГ примерно на 30 % меньше радиусов одиночных галактик.

**3.5. Эмиссионные спектры.** Результаты спектральных наблюдений ВГ приведены в [91-96]. Согласно данным этих работ, среди членов взаимодействующих систем наблюдается избыток объектов с сильными эмиссионными линиями. Так, среди наблюдавшихся в [96] ВГ около 25% имеют  $W_\lambda(\Pi_\alpha + \text{NII}) > 60 \text{ \AA}$ , в то время как среди галактик поля такие объекты крайне редки. Медианное значение нормированной на площадь диска светимости в линии  $\Pi_\alpha$  для выборки галактик с сильными морфологическими признаками взаимодействия в 2.5 раза превышает соответствующее значение для изолированных спиральных галактик [95]. Распределение  $\Pi_\alpha$ -излучения по дискам галактик показывает преимущественную концентрацию к ядерной области [94,95]. Согласно [92,96,97], вероятно, существует зависимость между эмиссионными свойствами галактик в двойных системах и интегральными характеристиками пар - проекцией линейного расстояния и разностью лучевых скоростей. Компоненты взаимодействующих пар обнаруживают корреляцию спектральных типов [38] и эквивалентных ширины эмиссии  $\Pi_\alpha + \text{NII}$  [96].

**3.6. Кинематика ВГ.** В последние годы был накоплен значительный материал по внутренней кинематике ВГ (см. например, [9,10,14,15,77,98] и ссылки там же).

Характерной чертой спиральных галактик в составе взаимодействующих систем является наличие у газа значительных отклонений от круговых скоростей в околоядерных областях и на периферии галактик. По-видимому, около 40% членов двойных систем [99] и две трети членов компактных групп [9] имеют некулировые кривые вращения. В [9] отмечены несколько более низкие значения максимальной скорости вращения для спиральных галактик в компактных группах по сравнению с галактиками поля тех же морфологических типов.

У эллиптических галактик во взаимодействующих системах часто встречаются аномальные "U-образные" кривые вращения и растущая к периферии дисперсия скоростей звезд [15,16].

В [11] рассмотрена зависимость Фабера - Джексона между светимостью и дисперсией скоростей звезд для E и S0 галактик в двойных системах и показано, что она отличается от зависимости для галактик поля: члены двойных систем обладают в среднем более высокой центральной дисперсией скоростей звезд на единицу светимости галактики. В [100] рассмотрена аналогичная зависимость для остатков недавнего слияния двух галактик и найдено, что она совпадает с соотношением  $L - \sigma$  для нормальных эллиптических галактик.

4. *Звездообразование во взаимодействующих галактиках (наблюдения).* Наиболее часто в качестве индикаторов звездообразования исследуются следующие характеристики галактик [101]: оптические показатели цвета, эмиссионные спектры, ИК и радиоизлучение. Ниже мы кратко рассмотрим, к каким результатам привело использование этих индикаторов при исследовании звездообразования во взаимодействующих галактиках.

4.1. *Оптические показатели цвета.* Оптические показатели цвета чувствительны к вкладу в излучение достаточно старого звездного населения с возрастом  $\sim 10^9$  лет и поэтому они слабо коррелируют с текущим темпом звездообразования. Однако именно оптические цвета дали первое указание на аномальный характер звездообразования во взаимодействующих галактиках. В [81] было показано, что ВГ характеризуются значительно большим, чем одиночные галактики, разбросом показателей цвета  $U - B$  и  $B - V$  на двухцветной диаграмме. Этот разброс можно объяснить, если предположить, что многие из галактик претерпевают вспышки звездообразования длительностью не менее  $2 \cdot 10^7$  лет, в ходе которых значительная часть газа галактик преобразуется в звезды (см. рис. 3).

4.2. *Эмиссионные спектры.* Наиболее надежными индикаторами звездообразования считаются светимости галактик в рекомбинационных линиях водорода (например, в линии  $H_{\alpha}$ ),

поскольку они обусловлены вкладом короткоживущих, массивных ( $>M_{\odot}$ ) звезд.

$\Pi_{\alpha}$ -обзоры двойных и взаимодействующих галактик были выполнены в работах [91,94-96]. Во всех работах, несмотря на различные использованные выборки, были найдены свидетельства аномально высокого темпа звездообразования во взаимодействующих галактиках. Скорость звездообразования (SFR) демонстрирует избыток, варьирующийся от примерно 30% для полных выборок двойных галактик до фактора порядка 2.5 для выборок галактик с сильными морфологическими признаками взаимодействия. Объекты с очень высокими значениями SFR редки даже в выборках сильно взаимодействующих галактик. Изучение распределения  $\Pi_{\alpha}$ -излучения по дискам галактик выявило тенденцию к концентрации областей звездообразования вблизи ядер галактик [94,95].

**4.3. Инфракрасное излучение.** ИК-излучение галактик исследовано, преимущественно, в двух диапазонах: в 10  $\mu m$  окне и в далекой ИК-области (FIR) - в диапазоне телескопа IRAS. В работах [70,71] было показано, что члены двойных систем и ВГ имеют по сравнению с одиночными галактиками систематически более высокие светимости в диапазоне 10 - 20  $\mu m$ . Авторы [71] интерпретировали этот избыток как излучение пыли, нагреваемой образующимися молодыми звездами.

FIR-обзоры двойных и взаимодействующих галактик в зависимости от используемых при формировании выборки критериев можно условно разбить на две группы. В первой из них исследуются выборки ВГ с сильными морфологическими признаками взаимодействия [58,69,72,73], во второй сравниваются полные выборки двойных галактик, отобранных без учета их морфологии, и изолированных галактик [96,102]. В работах, где использовались полные выборки двойных галактик, было показано, что члены двойных систем демонстрируют по сравнению с изолированными галактиками умеренный (20-60)% избыток FIR-светимости (и, соответственно, такой же избыток SFR). Также было найдено, что в таких выборках крайне редки объекты с очень высокой FIR-светимостью. Сильно взаимодействующие системы показывают существенно больший избыток FIR-излучения (на фактор 2-3) и заметно большую долю

объектов с экстремально высокой светимостью. Самые высокие значения FIR-светимости (и, соответственно, SFR) встречаются только среди наиболее сильно взаимодействующих или среди сливающихся галактик.

Авторы [103,104], не используя наблюдаемую интенсивность CO как меру содержания молекулярного водорода, пишут, что среднее значение отношения  $L_{\text{ИК}}/M(\text{H}_2)$  для ВГ выше, чем для изолированных галактик. В [105] для выборки изолированных пар спиральных галактик найдена корреляция между  $L_{\text{ИК}}/M(\text{H}_2)$  и величиной проекции взаимного расстояния ( $X$ ), а также разности лучевых скоростей  $\Delta v$  членов пар: отношение  $L_{\text{ИК}}/M(\text{H}_2)$  увеличивается с уменьшением  $X$  и  $\Delta v$ . Если ИК-светимость галактики принять за меру звездообразовательной активности, то, как подчеркивается в [106], это означает, что вспышки звездообразования во взаимодействующих системах связаны с увеличением скорости рождения звезд на единицу массы, а не с простым увеличением количества газа в данном объеме (например, за счет притока газа в центральные области). В [107] было показано, что, хотя отношение ИК-светимости к массе молекулярного водорода систематически выше у галактик, испытывающих более сильное приливное возмущение, у сливающихся галактик это отношение меньше, чем у просто взаимодействующих.

**4.4. Непрерывное радионизлучение.** Исследование непрерывного радионизлучения двойных и взаимодействующих галактик привело к результатам, близким к найденным по их эмиссионным спектрам и ИК-излучению. Как было отмечено ранее (см. раздел 3.2.1.), среди членов двойных и взаимодействующих галактик чаще, чем среди одиночных объектов, встречаются галактики с радионизлучением и они характеризуются, в среднем, большей светимостью. Избыток радионизлучения наиболее сильно выражен в ядерных областях, но, вероятно, характерен и для дисков галактик. Спектральный индекс и поверхностная яркость в радиодиапазоне свидетельствуют о петешовом происхождении излучения (возможно, в результате вспышек сверхновых). В некоторых случаях радионизлучение удалось прямо связать с областями звездообразования. В нескольких близких галактиках были найдены компактные радионеточки, идентифицированные с остатками сверхновых [108,109]. По всей

видимости, поверхностная яркость галактик в сантиметровом диапазоне (по крайней мере, самые высокие значения поверхностной яркости) отражает темп всплеск сверхновых и, следовательно, SFR в соответствующем диапазоне звездных масс.

Приведенные выше соображения о природе избытка радионизлучения во взаимодействующих галактиках были подтверждены прямым сравнением частоты встречаемости сверхновых во взаимодействующих и изолированных галактиках [110]. Оказалось, что во взаимодействующих галактиках сверхновые обоих типов наблюдаются примерно в два раза чаще, чем в изолированных.

5. *Наблюдательные свидетельства связи эффектов взаимодействия с активностью ядер галактик.* Проблема связи между гравитационным взаимодействием и ядерной активностью галактик является одной из важнейших в современной внегалактической астрономии (см., например, обзоры [111,3,112]). В настоящем обзоре мы ограничимся обсуждением зависимости между взаимодействием и "классическими" проявлениями активности - феноменом сейфертовских галактик (SyG) и квазаров (QSO).

5.1. *Сейфертовские галактики.* Работы, посвященные исследованию связи сейфертовской активности с гравитационным взаимодействием с соседней галактикой, можно разбить на две группы: в первой изучается оптическая морфология и ближайшее окружение SyG, во второй сравнивается встречаемость сейфертовских ядер в выборках взаимодействующих и относительно изолированных галактик.

5.1.1. *Морфология и окружение SyG.* В большинстве работ, посвященных изучению структуры SyG, отмечена повышенная доля галактик с некуляриной морфологией [113-115,111]. Доля морфологически некуляриных SyG, по-видимому, увеличивается с ростом среднего  $z$  исследованной выборки:  $>10\%$  [114],  $30\%$  [115] и  $\sim 40\%$  [114]. Как отмечено в [3], это может означать, что связь между сейфертовской активностью и взаимодействием более сильно выражена для ярких SyG. В [111] получено, что среди SyG ранних типов доля объектов со следами возмущения выше, чем среди галактик поздних типов.

Первое систематическое рассмотрение окружения SyG было выполнено в работе [116]. На основе выборки из 161 галактики в [116] было показано, что сейфертовские галактики второго типа Sy2 почти в два раза чаще входят в изолированные пары галактик, чем объекты первого типа.

В работе [117] определялась доля SyG, обладающих близкими спутниками сравнимого размера. По выборке из 103 SyG в [117] было найдено, что 15% сейфертовских галактик имеют спутники с проекцией расстояния до главной галактики меньше трех ее диаметров, в то время как в контрольной выборке таких галактик оказалось лишь 3%. В [118] анализ работы [117] был пересмотрен и сделан вывод, что не менее 75% SyG имеют физические спутники в пределах нескольких сот килопарсек. Авторы [118] заключают, что приливное возмущение является основным механизмом сейфертовской активности.

С целью поиска возможной связи между приливым возмущением и характеристиками активности ядер в [119] была рассмотрена выборка из 194 SyG и показано, что, в среднем, нет статистически значимого различия между SyG со спутниками и без них. Лишь для SyG второго типа было найдено, что Sy2, имеющие спутники, показывают избытки (примерно в 5 раз) ИК и радионизлучения по сравнению с изолированными галактиками. Авторы интерпретировали эти избытки как следствие усиления процесса звездообразования, индуцированного приливым воздействием.

Пространственное окружение для 51 SyG сравнивается с окружением для 51 галактики контрольной выборки в [120]. В этой работе найдено, что 71% SyG имеют видимый спутник в пределах 10 диаметров главной галактики, в контрольной выборке таких объектов оказалось только 26%. Однако, поскольку в [120] не учтен вклад фоновых галактик, истинная доля галактик с физическими спутниками должна быть меньше в обеих выборках. В [120], так же, как и в [116], найдено, что Sy2 чаще, чем Sy1, обладают близкими спутниками.

В [121] для 53 SyG и 30 галактик контрольной выборки произведено сравнение средних плотностей галактик в пределах круга радиусом 1 Мпк и не обнаружено повышенной плотности ярких ( $M_r < -18^m$ ) галактик в окрестностях SyG. Однако включение в

рассмотрение слабых галактик все же приводит к появлению у SyG избытка спутников по сравнению с галактиками контрольной выборки.

Расхождение результатов работ [119,120] и [121] связано, по-видимому, с небольшим объемом исследованных выборок SyG и, возможно, с небольшой величиной самого эффекта преобладания физических спутников у SyG по сравнению с галактиками поля.

*5.1.2. Сейфертовские галактики во взаимодействующих системах.* Изучению встречаемости SyG среди взаимодействующих систем посвящены работы [92-94].

В [92] на основе сравнения относительной доли SyG в контрольной выборке нормальных спиральных галактик, в полной выборке физических пар и в выборке сильно взаимодействующих галактик показано, что в двойных системах наблюдается небольшой (на уровне  $\sim 2\sigma$ ) избыток SyG по сравнению с контрольной выборкой. Среди же сильно взаимодействующих галактик доли SyG примерно в 2 раза меньше, чем в контрольной выборке.

Противоположный результат был получен в [93]: согласно данным этой работы среди сильно взаимодействующих галактик наблюдается статистически значимый избыток SyG. Однако среди наиболее сильно взаимодействующих и поэтому морфологически наиболее некузирных систем, существует дефицит SyG (следует отметить, что в [93] не учтено, как это было сделано в [92], различие средних абсолютных светимостей галактик в контрольной выборке ВГ). В [94] также найден значимый дефицит SyG среди взаимодействующих систем.

Для согласования результатов работ [92-94], как подчеркивается в [3], можно предположить, что вероятность обнаружения сейфертовских ядер во взаимодействующих системах является, возможно, сложной функцией параметров взаимодействия и самих галактик. Возможно, также, что объем выборок из примерно 100 галактик недостаточен для однозначного решения вопроса о связи взаимодействия и сейфертовской активности.

*5.2. Квазары.* Рассмотрим результаты изучения окружения и морфологии близких ( $z < 0.5$ ) квазаров. Согласно [122,123], у квазаров с сильным радиоизлучением имеется в 4 - 5 раз больше близких ( $< 100$  кпк) спутников, чем у нормальных галактик. У радиослабых квазаров количество близких спутников примерно в

два раза превышает число спутников у галактик контрольной выборки. Значимость результатов работ [122,123], однако, не вполне ясна, поскольку эти результаты могут быть искажены так называемой зависимостью "морфология - плотность", согласно которой в областях высокой пространственной плотности галактик повышена доля галактик ранних типов. Поэтому для корректного сравнения встречаемости спутников у QSO и нормальных галактик требуется знание природы родительских галактик квазаров (например, если родительские галактики представляют собой гигантские эллиптические галактики, то в качестве контрольной выборки надо также рассматривать гигантские эллиптические галактики).

По данным [122] QSO преимущественно находятся в тесных группах галактик, что подтверждается относительно малым разбросом лучевых скоростей квазаров и спутников [124]. С ростом  $z$  ситуация, возможно, меняется и при  $z > 0.5$  QSO часто наблюдаются в богатых скоплениях [125]. Анализ красных смещений галактик, видимых в окрестностях QSO, показал, что большинство близких ( $< 100$  кпк) галактик являются физическими спутниками квазаров [124,126].

В обзорах, посвященных изучению морфологии родительских галактик квазаров, показано, что среди QSO доли галактик, описываемых как "возмущенные" или "взаимодействующие", очень велика: 30-40% [127], 35-55% [128]. В выборках QSO с сильным радиолучением таких галактик еще больше: ~50% [127], 77% [128], 70% [129], >68% [130]. (Следует учитывать, что результаты этих работ не с чем сравнивать, поскольку практически не изучена встречаемость морфологических некувырностей у нормальных галактик при тех же  $z$ ).

Таким образом, современные данные приводят к выводу о существовании значимой связи между гравитационным взаимодействием и наиболее сильными проявлениями ядерной активности (QSO). Связь умеренно активных ядер (сейфертовских) со взаимодействием, по-видимому, значительно слабее: взаимодействие между галактиками является, возможно, существенным, но не основным механизмом, приводящим к активности таких ядер.

6. *Моделирование процессов взаимодействия галактик.* Многие морфологические некувырности галактик, а также особенности физических явлений в них принято относить за счет эффектов

гравитационного взаимодействия галактик - вывод, который успешно подтверждается результатами теоретических исследований и численных экспериментов. Столкновения галактик друг с другом вызывают в первую очередь приливы, сопровождающиеся структурными изменениями, следы которых должны наблюдаться миллиарды лет спустя. В динамически связанных системах из-за приливного трения галактик могут постепенно сливаться, что приводит к изменению типа галактик. Наконец, тесная связь между взаимодействием и различными проявлениями активности галактик также подтверждается результатами численного моделирования.

При моделировании процесса столкновения галактик приходится преодолевать те же проблемы, какие возникают при построении нестационарных моделей одиночных галактик. Аналитические решения бесстолкновительного уравнения Больцмана и уравнения Пуассона, описывающие эволюцию динамических свойств гравитирующей системы звезд ( $N$ -тел), возможно лишь при многих упрощающих предположениях, например, в линейном приближении. Нелинейное моделирование стало возможным благодаря широкому использованию в теоретических исследованиях современных быстродействующих компьютеров. В настоящее время ни один серьезный астрономический журнал не обходится без статьи, сообщающей о каких-либо результатах численного решения задачи  $N$ -тел. И хотя такой подход не может полностью заменить аналитические исследования, он существенным образом, помогает приблизиться к пониманию природы различных структурных особенностей галактик, а также некоторых физических явлений, таких, как, например, вспышки звездообразования.

Прекрасный обзор численных методов, применяемых при решении гравитационной задачи  $N$ -тел, начиная от так называемого полуограниченного подхода (галактика моделируется системой пробных частиц, движущихся в заданном потенциале) до наиболее мощного алгоритма "иерархического дерева" (включающего газодинамику с учетом тепловых процессов), дан Селвудом [131]. Эти методы в совокупности с мощностью современных вычислительных машин позволяют моделировать взаимодействие галактик, имитируя их  $N$ -телами, где  $N=10^4-10^5$ . Эволюцию таких систем можно проследить

на временной шкале в несколько миллиардов лет, игнорируя при этом эффекты нарпной релаксации, возникающие из-за недоучета реального числа звезд.

### 6.1. *Влияние приливов на структуру дисковых галактик.*

6.1.1. *Образование хвостов и перемычек.* Общепринятой причиной прорехождения сложной морфологии некоторых некуляриных галактик считается приливное возмущение со стороны близких соседей. Для проверки этого предположения было выполнено большое количество численных экспериментов, в которых моделировалось взаимодействие плоского диска, состоящего из пробных частиц, находящихся в гравитационном поле точечной массы, с пролетающей мимо него другой точечной массой (например, [132,133]). В результате расчетов получились удивительно похожие на образования, наблюдаемые у многих ВГ. Частицы, вырываемые из диска под действием приливов, часто образовывали мосты в направлении возмущающего тела и хвосты в противоположном направлении.

Наиболее нечерпывающим исследованием, использующим модель пробных частиц, до сих пор остается работа А. и Дж. Тумре [132]. Она выделяется из ряда аналогичных всесторонним изучением зависимости процесса образования приливных структур от параметров столкновения галактик. Было показано, что образования типа перемычек хорошо воспроизводятся при взаимодействии с маломассенной галактикой, а такие морфологические особенности, как хвосты, более отчетливо проявляются при столкновениях диска с галактикой сравнимой массы. Найдена сильная зависимость структурных изменений в диске от ориентации момента его осевого вращения по отношению к орбитальной. В том случае, когда моменты антипараллельны, эффекты взаимодействия не столь значительны, как при параллельной ориентации. Это объясняется тем, что для частиц, вращающихся в направлении, противоположном движению возмущающего тела, действие возмущения продолжается меньшее время. Вратья Тумре также построили модели четырех известных взаимодействующих систем: *Агп 295*, *NGC 4676* ("мышки"), *NGC 4038/4039* ("аггешны") и *NGC 5194/5195* (*М 51*). Для систем *М 51* и *NGC 4038/4039* удалось хорошо воспроизвести не только некуляриную форму объектов, но и

поле скоростей в них. Численные эксперименты по методике, аналогичной [132], были многократно повторены и дали совпадающие результаты (см., например, [133, 134]).

Значительный прогресс в изучении взаимодействия дисковых систем связан с использованием моделей галактик с корректно рассчитываемыми самосогласованными потенциалами [135-137]. Существенным продвижением в численных экспериментах по столкновению дисковых галактик является исследование Барнеа [138]. Барнеа, используя алгоритм "иерархического дерева", первым построил модели  $N^2$ , в которых все динамические компоненты, участвующие во взаимодействии (барджи, диски и массивные "темные" гало), описываются как трехмерные системы  $N$ -тел ( $N \sim 10^4$  на каждую галактику). При этом никаких ограничений на геометрию системы или пространственное распределение масс галактик не вводилось. Такой подход дает возможность создавать модели сталкивающихся галактик, близкие к реальным, и ответить на многие вопросы, неразрешенные в предшествующих исследованиях. Были повторены расчеты [132], моделировавшую систему NGC 4038/4039. Подтвердился вывод, сделанный в [132], что учет динамического трения и самогравитации исправит неправдоподобно большое расстояние между галактиками, получающееся в модели невзаимодействующих частей.

Расчеты столкновений галактик, не связанные с конкретными наблюдаемыми системами, помогли положительно ответить и на такой вопрос: может ли динамическое трение привести к слиянию галактик, состоящих из диска и гало, с образованием "двуххвостого" объекта типа NGC 7252. Учет "темного" гало, которое увеличивает эффективную скорость слияния галактик, оказался решающим фактором при образовании тонких динамически молодых хвостов и тесно взаимодействующих и в сливающихся галактиках. Что касается роли самогравитации, то она, в частности, проявляется в том, что при обратных прохождении галактик образуются гораздо более четкие хвосты, чем в экспериментах, проведенных в [132] (см. также [55]).

6.1.2. *Возбуждение спиральных волн плотности.* Природа спиральных ветвей галактик является одной из до конца не решенных и

потому притягивающих особенное внимание исследователей задач внегалактической астрономии. Существует множество обстоятельных обзоров наблюдательных данных и теоретических работ, посвященных указанной проблеме [139-144].

В наблюдательном плане спиральный узор в галактиках проявляется различным образом. В [145] дана следующая морфологическая классификация спиральных галактик: галактики с крупномасштабными (двухрукавными) спиральными ветвями (7-9%), с многорукавным, а также ветвящимся рисунком (37-60%) и, наконец, галактики с перегулярной мелкомасштабной структурой, часто объясняемой в рамках модели стохастического звездообразования (31-56%). Среди галактик типа SA и SB встречаемость соответствующих структур такова: (8-18)%, (54-63)%, (22-38)%. Интересно отметить, что наибольшие усилия потрачены теоретиками для объяснения наименее распространенной, но самой впечатляющей картины правильных двухрукавных спиралей, рассматриваемых обычно как квазистационарные волны плотности (моды).

Критическое осмысление работ, рассматривающих спиральные волны как моды собственных колебаний диска и объясняющих природу крупномасштабных рукавов в рамках гипотезы о квазистационарной спиральной структуре (QSSS-см. ссылки в [143] и [144]), привело с одной стороны к пониманию необходимости учета нелинейных эффектов, особенно в газовой составляющей галактик (ссылки в [142]), с другой же - открыло новое направление исследований, в которых спиральные волны плотности являются короткоживущими образованиями и требуют каких-либо источников для своего поддержания.

Тумре [146], показавший, что вследствие достаточно большой групповой скорости волновой пакет должен сползнуть в область ILR (коротковолновая мода) за время порядка  $10^9$  лет, предложил три возможных механизма возбуждения и поддержания волны: а) локальные неустойчивости; б) крупномасштабные несимметричные возмущения - бары; в) приливное воздействие со стороны других галактик [140]. Отметим, что численные эксперименты с одиночными дисками, стабилизированными массивным гало относительно роста возмущений, соответствующих крупномасштабной бар-моды, не воспроизводят спиральный узор, предсказываемый гипотезой QSSS.

Чуть ли не единственный случай правильной двухрукавной спиральной волны, существовавшей на протяжении многих оборотов диска, отмечен в [147] и связан с наличием  $Q$ -барьера ( $Q$  параметр Турме;  $Q = \sigma_v k / \pi (\Sigma \Omega)$  где  $\sigma_v$  - дисперсия скоростей облаков,  $k$  - энциклическая частота,  $\Sigma$  - поверхностная плотность звезд) в центральных областях, присутствием значительного количества холодного газа (не менее 50% от массы диска) и, в конечном счете, с условием квазистационарной эволюции межзвездной среды. Спиральная структура в одиночных галактиках без баров, вероятно, может возбуждаться какими-либо неустойчивостями, такими, как, например, неустойчивость Кельвина-Гельмгольца (ссылки в [142]) или неустойчивость, связанная с "выемками" в функции распределения звезд по угловым моментам [148].

Аналитические исследования в линейном приближении [149] показали, что спутник на круговой орбите, вращающийся в том же направлении, что и диск, может поддерживать в нем крупномасштабную двухрукавную спиральную структуру. Турме [140], не используя модель дифференциально вращающегося диска, продемонстрировал, как за счет внезапного малого внешнего возмущения (порядка 1% от галактоцентрической силы) в диске генерируется короткоживущий спиральный волновой узор, не связанный с начальными флуктуациями, усиливаемыми за счет так называемого механизма "swing-amplification" (из-за наличия ILR). Газодинамические расчеты [150-152], а также численные двумерные эксперименты в рамках задачи  $N$ -тел с прямыми пролетами маломассивного спутника ( $N = 60\ 000$  [153],  $N = 30\ 000$ -150 000 [154]) подтвердили такую возможность. Решающими факторами при возбуждении двухрукавной спиральной волны плотности оказались самогравитация звездного диска и присутствие холодного компонента - газовых облаков, в котором волновой узор проявляется гораздо четче. Гидродинамические расчеты отклика газа на прохождение спутника [150-152], не принимающие во внимание самосогласованный потенциал, создаваемый звездами, давали амплитуду волны в газовом диске на уровне  $< 20\%$  от невозмущенной плотности.

Спиральные волны, возбуждаемые в газовом компоненте дисковой галактики [153,154], существовали на протяжении

нескольких оборотов диска, пока разогрев облаков не замыкает волновой узор. Интересным результатом экспериментов [153] является эволюция угла закрутки спирали, имитирующая эволюцию галактики в направлении от более позднего Хаббловского типа к более раннему. Это подтверждает вывод [155] о том, что величина угла закрутки не является устойчивой характеристикой Хаббловского типа галактики.

Столкновения с галактикой, вращающейся в сторону, противоположную вращению диска, могут вызывать образование закручивающейся двухрукавной спирали и отстающей однорукавной. Образование последней связано с единственно возможным в этом случае резонансом Линдблада [156]. Спиральный узор получается при взаимодействии спутника на орбите тех звезд, которые прецессируют с той же угловой скоростью, с какой движется спутник [157]. В отличие от случая отстающей двухрукавной спирали самогравитация звездного диска не играет большой роли в формировании однорукавного раскручивающегося узора. Практически тот же результат получается для диска, состоящего из не взаимодействующих между собой частиц [158,157]. Помимо аналитического исследования в [157] приведены результаты моделирования двумерной задачи  $M=60\,000$ -тел. Погружением диска в массивное жесткое гало подавляется рост отстающей двухрукавной спирали, в результате чего в диске формируется однорукавная лидирующая волна. Наличием у галактик невидимых гало больших масс можно, по-видимому, объяснить крайне редкую встречаемость раскручивающихся спиралей (см. список [159]).

В [160] отмечается, что спиральная волна в диске, не связанная с приливным возбуждением, взаимодействует со спутником нелинейным образом, что может приводить к временному увеличению или уменьшению ее амплитуды.

Отметим, наконец, что данные наблюдений говорят о значимой корреляции между наличием у галактики регулярной спиральной структуры и ее принадлежностью двойной или кратной системе [161,162]. И хотя существует определенный скептицизм в отношении универсальности механизма возбуждения крупномасштабного спирального узора действием спутника [141], статистические аргументы [154] в пользу частой встречаемости у таких галактик близких маломасштабных спутников, еще способных согласно

расчетам генерировать правильный спиральный узор, кажутся убедительными.

6.1.3. *Бароподобная неустойчивость.* Одним из наиболее ярких проявлений несесимметричной неустойчивости звездного диска является образование перемычки или бара. Строгий критерий развития бар-моды в диске пока не сформулирован. Существует эмпирическое соотношение между кинетической энергией вращения и гравитационной энергией, дающее условие (по-видимому, достаточное) устойчивости относительно образования бара в диске:  $T_{\text{вращ}}/|W| \leq 0.14$  [163]. Для холодного диска, уравновешенного вращением, это отношение равно 0.5, для теплых дисков, устойчивых относительно мелкомасштабных осесимметричных возмущений [164],  $T_{\text{вращ}}/|W| = 0.35$ , и согласно численным экспериментам такие диски деформируются за один - два оборота, образуя крупномасштабную медленно вращающуюся внутри диска перемычку (см., например, [165],[166]). Динамическая эволюция такого бара, выражающаяся в его существенном утолщении и последующем образовании арахисоподобной структуры, происходит на временной шкале  $>5$  оборотов диска [166,167]. Условие  $T_{\text{вращ}}/|W| \leq 0.14$  обычно связывается с существованием сферически-симметричного невращающегося "горячего" гало с массой, не меньше массы, заключенной в диске [163]. Достаточно большая дисперсия скоростей звезд в центральных областях диска также является эффективным фактором, препятствующим развитию крупномасштабной бар-моды [168].

Бароподобная неустойчивость паряду с приливными возмущениями обычно обсуждается в связи с проблемой генерации спиральных волн плотности, а также физикой вспышек звездообразования. Влияние же близких пролетов на образование и эволюцию самих перемычек только в последнее время стало предметом детальных численных исследований [55,169].

В [55] приведены результаты двумерных расчетов столкновения точечной массы (прямое движение) с дисковой галактикой ( $N=2 \cdot 10^4$ ), стабилизированной массивным жестким гало ( $M_{\text{гало}} = 4M_{\text{диска}}$ ) относительно роста крупномасштабной бар-моды. Через промежуток времени порядка одного оборота внешнего края диска, после прохождения снопиком периферии, в диске развивалась

индуцированная бароподобная неустойчивость, названная в [170] "повой" и связанная с выстраиванием осей "радиальных" орбит [169]. Достаточно близкое прохождение галактики-спутника, обеспечивая критическую массу звезд с такими орбитами, является необходимым условием возбуждения "повой" бар-моды [170].

В отличие от стандартной бар-моды, развивающейся в изолированном диске в области вплоть до коротационного радиуса, в экспериментах [55] медленно вращающийся бар образуется в области твердотельного вращения (наиболее благоприятной для развития бароподобной неустойчивости указанного типа [171]), между двумя внутренними резонансами Липдблада. Параметры образующегося бара (его протяженность и скорость вращения) сильно зависят от структуры галактики. Для моделей с менее массивными или же более концентрированными к центру гало бароподобная неустойчивость развивается быстрее, и скорость образующегося бара оказывается большей. В этой связи, как отмечается в [55], интересно было бы связать характеристики перемычек Хаббловскими типами и (или) классами светимости галактик. Более массивный спутник, ускоряя развитие бар-моды, практически не влияет на скорость вращения бара, которая определяется динамической шкалой времени в области его образования. Таким образом, приливное возмущение является, по-видимому, лишь спусковым механизмом роста индуцированной бар-моды. Бар в экспериментах [55] не является постоянной структурой в диске. Он может временно исчезать, а затем снова возникать, но с уже меньшей амплитудой. В промежутке между появлениями бара галактика имеет аморфную структуру, напоминающую галактику типа NGC 3448 [172].

В [169] рассматривал диск, изначально неустойчивый относительно роста возмущений, соответствующих крупномасштабной бар-моды. В этой работе на основе двумерных численных экспериментов ( $N = 35\ 900$ ) показано, что близкие прямые пролеты галактик в несколько раз ускоряют образование крупномасштабного бара. Формирование перемычки в случае изолированных и взаимодействующих галактик происходит по-разному. Прохождение спутника индуцирует во внешних частях диска отлетающие спирали, а волновой пакет, двигаясь к центру, возбуждает во внутренних областях бар-моду. В изолированном случае бар-мода развивается и

самоусиливается во внутренних областях внутри коротационного радиуса.

Трехмерные расчеты ( $N = 17\ 821$ ) [169] показали, что в случае прямых пролетов взаимодействие может временно изменить амплитуду уже существующего бара, а также его скорости вращения. Если вблизи периферии спутник опережает бар, то вращающий момент, создаваемый приливной силой, положителен, и скорость вращения бара увеличивается, а его амплитуда уменьшается. Противоположная картина наблюдается в случае, когда спутник догоняет бар. При этом, поскольку несимметричная часть звездного потенциала меняется незначительно, приливное взаимодействие может изменять положение в диске резонансов Лиддблада. Прохождение спутника в плоскости, перпендикулярной плоскости вращения диска, сказывается в основном на вертикальной структуре диска. Происходит его утолщение, особенно сильно заметное во внешних областях.

Приведенные результаты численных исследований [55,169] предсказывают повышенную встречаемость галактик с перемычками среди взаимодействующих систем по сравнению с галактиками поля. Это предсказание находится в хорошем согласии с наблюдениями: доля галактик SB ранних типов среди галактик поля - 32%, а среди двойных - 50% [54] (см. также исследование [55] встречаемости бароподобных галактик в Атласе некулярных галактик Арпа).

6.2. *Динамическое трение и слияние галактик.* Структурные изменения в галактиках при их взаимодействии сопровождаются потерей части орбитальной энергии вследствие приливного трения. Этот процесс является более общим случаем процесса динамического трения, впервые описанного Чандрасекаром [173] и заключающегося в уменьшении скорости движения пробной частицы, гравитационно взаимодействующей с частями поля. Как следствие - может происходить слияние галактик. В случае взаимодействия маломасштабного спутника с массивной галактикой спутник постепенно погружается в галактику. Задача о поглощении спутников важна, например, для понимания структуры и эволюции центральных эллиптических галактик скопления - cD-галактик (см., например, обзор [174]).

Почти десятилетний спор о том, является ли отклик массивной сферической галактики на погружение в нее небольшого спутника локальным (в этом случае принимаем приближенный подход Чандрасекара) и необходимо ли учитывать самосогласованный потенциал основной галактики, до сих пор не разрешен. В теоретическом исследовании [175], подкрепленном численным моделированием [176] (там же см. ссылки на результаты предшествующих численных экспериментов), показано, что формула Чандрасекара применима для описания торможения спутника лишь при больших расстояниях спутника от центра, либо в том случае, когда распределение вещества в основной галактике является самоподобным. Более точный учет самогравитации массивной галактики (принимая во внимание подвижность ее центра) приводит к увеличению времени погружения спутника в 2-3 раза по сравнению с тем, которое получается в задачах с несамосогласованным потенциалом, и составляет несколько миллиардов лет. Это является следствием существенно меньшей абсолютной величины вращающего момента (знак момента при этом отрицательный), создаваемого дипольной частью самосогласованного потенциала. Время погружения может быть еще больше, если галактика взаимодействует одновременно с несколькими спутниками. Заметим, однако, что появившееся совсем недавно численное исследование рассматриваемой задачи [177], в котором принимается во внимание самосогласованный потенциал основной галактики, а также деформация спутника и, следовательно, его способность поглощать часть орбитальной энергии, приводит к противоположному результату: уменьшению в несколько раз времени погружения по сравнению со случаем жесткого потенциала спутника. Указанные разногласия, по-видимому, будут разрешены в последующих исследованиях.

6.2.1. *Системы оболочек у эллиптических галактик.* Одним из наблюдательных свидетельств того, что слияния между галактиками не слишком редки, является существование систем оболочек, состоящих из звезд вокруг эллиптических галактик, обнаруживаемых примерно в 10% случаев (см. раздел 2.2.2.). Первым, кто связал эти два явления, был Швейцер [178]. Его предположение было подтверждено численными расчетами радиального проникновения маломассивного

дискового спутника в массивную эллиптическую галактику [179], хорошо описывающими на качественном уровне, как процесс "фазового закручивания" создает из обломков разрушающегося спутника такие симметричные структуры, какие наблюдаются у галактики NGC 1344 или, скажем, у NGC 3923 (см. рис. 4). Отметим, что галактика NGC 3923 является, пожалуй, наиболее впечатляющим примером галактики с оболочной структурой. Она имеет около 25 правильных концентрических оболочек, простирающихся на расстояние от 3 до 100 кпк. Правда, приведенный пример не является типичным, и обычно системы оболочек у эллиптических галактик имеют не столь правильные очертания (см. каталог [22]).

В [180] на основе моделирования взаимодействия двух галактик в широком диапазоне значений параметров столкновения и характеристик спутника (ограниченная задача трех тел) при учете динамического трения найдено условие образования оболочек вокруг массивной эллиптической галактики. Оно состоит в малости отношения фазового объема спутника к фазовому объему массивной галактики: спутник должен быть очень компактным или состоящие его звезды должны иметь небольшую дисперсию скоростей. В [179] и других аналогичных работах было высказано предположение, что по форме и кинематике оболочек можно определить потенциал эллиптических галактик (аналогично тому, как это делается для спиралей по кривым вращения). Однако, как показано в [180], геометрия оболочек зависит не только от формы потенциала основной галактики, но и в сильной степени определяется параметрами столкновения галактик, а также детальной структурой спутника, и разделить различные факторы, вносящие вклад в наблюдаемую морфологию не представляется возможным. Исключением является галактика NGC 3923, высокоупорядоченную морфологию которой трудно объяснить иначе как результатом радиального столкновения сферически-симметричных галактик [180, 181].

Главное ограничение большинства расчетов, аналогичных [180], состоит в том, что они не могли описать разрушение спутника массивной галактикой динамически согласованным образом.

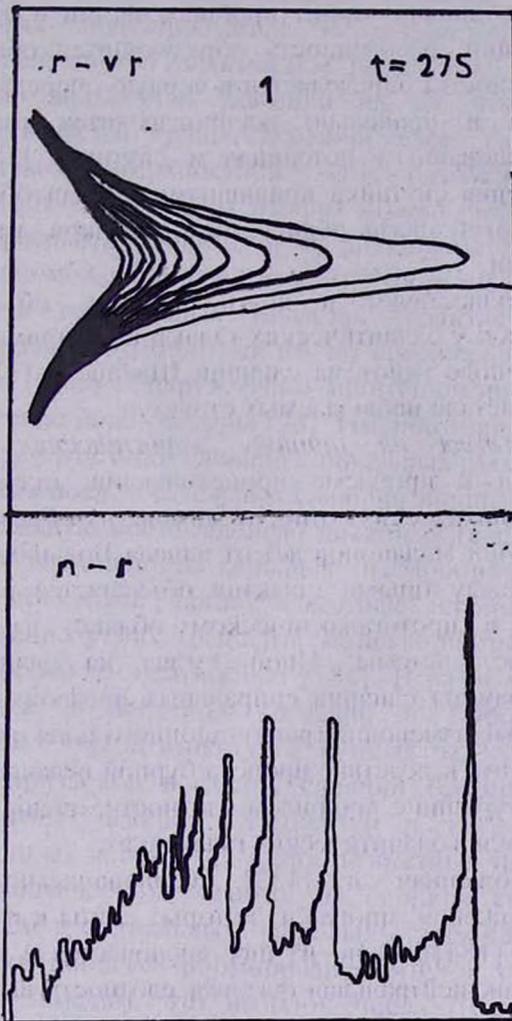


Рис. 4. Вверху - распределение звезд спутника в фазовом пространстве  $r-vr$ , где  $r$  - расстояние от центра основной галактики, а  $vr$  - радиальная скорость звезд; внизу - населенность ( $n$ ) образующихся оболочек. Рисунок взят из работы [180].

Несмотря на то, что пространственное расположение оболочек легко понять путем простого анализа орбит пробных частиц в потенциале эллиптической галактики, населенность образующихся оболочек (а следовательно, и их яркость) определяется в первую очередь деталями разрушения спутника и правильно воспроизводится только при расчетах с самосогласованным потенциалом спутника [181]. Учет постепенного разрушения спутника приливными силами объясняет и большой разброс энергий связи обдираемых осколков, из которых формируются оболочки.

Отметим, что существуют и другие теории, объясняющие существование оболочек у эллиптических галактик (например, [182]), однако расчеты на основе гипотезы слияний Шнейцера [178] лучше других воспроизводят детали наблюдаемых структур.

**6.2.2. Новый взгляд на природу эллиптических галактик.** Традиционный подход к проблеме происхождения галактик (как спиральных, так и эллиптических) относит момент их образования ко времени несколько сотен миллионов лет от начала Большого Взрыва. При этом разница между типами галактик объясняется разницей в начальных условиях в протогалактическом облаке, из которого формируются звездные системы. Иной взгляд на эллиптические галактики как на продукты слияния спиральных предложен в [132]. Дело в том, что быстрые изменения гравитационного поля при слиянии галактик могут приводить вследствие процесса бурной релаксации [183] к равновесной конфигурации с профилем плотности, очень близким к тому, какой наблюдается в эллиптических галактиках.

Гипотеза, предложенная в [132], первоначально вызвала многочисленные возражения, многие из которых связаны к настоящему времени (ср. [174] и [184]). Одно из них заключается в том, что в большинстве E-галактик центральная фазовая плотность выше, чем у спиральных галактик и, следовательно, в процессе слияния спиральных галактик часть энергии должна диссипировать [185]. Как показано на основе численных экспериментов ([138], [186], там же ссылки на предшествующие работы), основную роль в процессе поглощения части орбитальной энергии (в противном случае слиявшийся остаток

имеет слишком низкую дисперсию скоростей) играет темное гало. Роль гало также важна и при поглощении части углового момента.

Формирование эллиптических галактик в результате слияний спиральных подтверждается и результатами фотометрического изучения слившихся галактик (см. раздел 3.4.). К настоящему времени накоплено множество указаний на то, что класс эллиптических галактик является крайне неоднородным. Так, например, согласно результатам поверхностной ПЗС-фотометрии E-галактики в зависимости от формы их изофот можно разделить на две группы: яшккообразными изофотами и дисковыми. При этом существует корреляция между формой изофот и формой профиля поверхностной яркости в центральных областях галактик [187]. Галактики с яшккообразными изофотами имеют протяженные профили яркости, у них также часто обнаруживают многочисленные фотометрические и динамические подструктуры [26]. Именно такие E-галактики являются кандидатами в остатки слияний спиральных галактик.

Модель последовательных слияний, привлекающая во внимание не только звездную составляющую дисковых галактик, но и газовую, а, значит, и возможность всплесков звездообразования при слияниях, хорошо объясняет такие известные свойства E-галактик, как существование у них градиента металличности и корреляции между металличностью и светимостью [184]. В рамках гипотезы о слияниях объясняется и найденная недавно в [188] корреляция между параметром "тонкой структуры" E-галактик, зависящим от наличия у галактик признаков недавних слияний (светящихся дуг, выбросов, яшккообразных изофот, X-структур и т.д.), и характеристиками абсорбционных линий в их ядрах. Известный факт, связанный с тем, что у эллиптических галактик на единицу светимости приходится больше, чем у спиральных, шаровых скоплений (ШС), объясняется, если учесть процесс формирования ШС в ходе слияния галактик [184,189]. Заметим, что избыток числа ШС у E-галактик можно получить и в сценарии захвата скоплений из пролетающих галактик [190].

6.3. *Моделирование взаимодействия наблюдаемых систем.* В отличие от двойных звезд, для которых знание параметров орбиты, получаемых из прямых наблюдений, дает ключ к определению их масс, аналогичная процедура "взвешивания" двойных галактик

применима лишь в статистическом смысле (при определенных предположениях о характере относительных орбит) [38]. Успехи в области численного моделирования взаимодействующих систем привели к новым методам определения масс галактик. Следы приливного возмущения, определяемые по детальной поверхностной фотометрии и спектроскопии, являются хорошими индикаторами динамических свойств галактик: масс, скоростей вращения, относительных орбит, продолжительности взаимодействия. Путем сравнения наблюдаемого искаженного приливами профиля яркости галактик и поля скоростей с результатами численных экспериментов по столкновению галактик можно моделировать напряженность гравитационного поля данной пары.

Наиболее детально этот подход в рамках ограниченной задачи трех тел разработан для динамически связанных пар эллиптических галактик [191, 192]. Он хорошо дополняет статистический метод [38] определения масс галактик в парах и приводит к аналогичным результатам относительно наличия скрытой массы. Так, например, для пары NGC 4672/4673 оценки отношения динамической массы галактик к суммарной светимости ( $M/L = 7.0$ ) не требуют присутствия значительного количества невидимого вещества [192]. К сожалению, нет оценки того, насколько могут измениться результаты применения описанной методики при использовании самогравитирующих моделей.

Что касается дисковых галактик, то учет несогласованности их потенциалов не влечет значительных изменений в параметры модельных систем, наилучшим образом описывающих данные наблюдений (ср. результаты [132] и [138] для системы NGC 4038/4039, а также [132] и [160, 193] для M 51). Существенное различие получалось только в продолжительности взаимодействия. В то же время численные эксперименты с самогравитирующими дисками позволяют проверить некоторые предположения, касающиеся структуры взаимодействующих компонентов, в частности относительно существования невидимых гало у спиральных галактик. Так, например, морфологические особенности спиральной галактики M 51 [193] и галактики, входящей в систему AM 2208-251 [194], удается воспроизвести лишь в предположении о наличии гало с массой, не меньшей, чем масса, заключенная в диске.

Область возможных орбит и масс компонентов при поиске наилучшего согласия компьютерных картинок с видимой спиральной структурой обычно сужается предварительным анализом наблюдательных данных. Однако, как отмечается в [160], задача может сильно ослабнеть, если галактика имела спиральную структуру до столкновения. В этом случае результат эффекта воздействия прилива на спиральный узор будет сильно зависеть от относительной скорости спутника и узора. Таким образом, результат определения параметров орбиты взаимодействующих дисковых галактик может стать неоднозначным. Тем не менее, весьма интересной представляется работа по составлению обзора двумерных численных моделей взаимодействия дисковых галактик с пролетающим по параболической орбите спутником [195]. В этой работе параметры столкновения, массы компонентов, а также величины отношения массы диска варьируются в широких пределах. Такой обзор может быть весьма полезным для нахождения различных корреляций между такими наблюдаемыми особенностями галактик, как ядерная активность или наличие вспышки звездообразования и ненаблюдаемыми динамическими свойствами систем, характеризующими каждое столкновение.

7. *Отклик газовой составляющей на приливное воздействие.* В последние несколько лет в области изучения сталкивающихся и сливающихся галактик наблюдается все нарастающий интерес к процессам, в которых участвуют не только звезды, но и газ. Известно, что в газовой составляющей спиральных и неправильных галактик содержится значительная доля массы (до 20%). Однако сложность описания явлений в газе, возникающих при сверхзвуковых скоростях, до последнего времени препятствовали появлению обстоятельных теоретических работ, в которых бы наряду со звездной динамикой учитывалась и газодинамика. Ясно, что газ и звезды по-разному реагируют на приливное воздействие. Наиболее наглядно это различие проявляется в структурных образованиях, возникающих при гравитационном взаимодействии галактик. Если же принять во внимание физические процессы, идущие в газе, то приливное возмущение может привести к интересным наблюдательным явлениям:

вспышкам звездообразования, а также, к возбужденно ядерной активности и даже феномену квазара (см. разделы 4 и 5).

### 7.1. Вспышки звездообразования.

7.1.1. *Наблюдательные ограничения теоретических моделей.* В некоторых галактиках наблюдаемая интенсивность звездообразования настолько велика, что не может поддерживаться за счет имеющегося в системе газа в течение хаббловского времени. В этом случае говорят о вспышке звездообразования. Термин "вспышка звездообразования" появился в начале 70-х годов [196]. В [196] была дана количественная интерпретация наблюдений голубых карликовых галактик из каталога Цвикки, из которой следовало, что распределение галактик по плоскости ( $U - B$ ,  $B - V$ ) можно объяснить, предполагая непостоянный характер процесса звездообразования с периодами резкого увеличения скорости рождения звезд в масштабах, сравнимых с размерами галактик.

Наблюдаемое число галактик со вспышками звездообразования невелико, но поскольку продолжительность таких вспышек составляет несколько десятков миллионов лет [197], то из этого следует, что большинство галактик за время своей эволюции могли пройти (причем не один раз) через стадию вспышечной активности [198,106]. Этот вывод для нашей Галактики подтверждается, например, анализом возраста звезд в окрестности Солнца [199]. Феномен периодического усиления звездообразовательной активности в галактиках является, возможно, общим свойством как "нормальных", так и взаимодействующих систем [106]. Подробный обзор и анализ свидетельств связи между вспышечной активностью галактик, проявляющейся в различных диапазонах длины волны, и приливными возмущениями дан в разделе 4.

Конкретные физические процессы, посредством которых приливы активизируют звездообразование, понятны до сих пор плохо. Приведем здесь те из наблюдаемых особенностей, касающиеся вспышек звездообразования, которые необходимо воспроизвести в теоретических моделях, чтобы выяснить, за счет чего эти особенности появляются.

1. Лишь для систем с ярко выраженными признаками взаимодействия среднее значение скорости звездообразования,

основанное на данных о светимостях галактик в линии  $\Pi_{\alpha}$  и ИК светимостях, существенно выше, чем для выборки изолированных галактик.

2. Галактики с экстремально высокими значениями светимости в линии  $\Pi_{\alpha}$  (см. [2]) имеются только среди ВГ. В целом же дисперсия величины, характеризующей темп образования звезд во взаимодействующих галактиках, велика. У многих ВГ нет признаков усиления звездообразования [96,69]. Более того, существование большого разброса в цветах  $B1'$  [81] свидетельствует о том, что в некоторых галактиках процессе образования звезд подавлен [197].

3. В большинстве случаев вспышки во взаимодействующих системах происходят в центральных областях галактик, но имеются случаи возбуждения высокой вспышечной активности во всем диске [70,94-96].

4. Вспышки звездообразования во взаимодействующих системах, по-видимому, связаны с ростом эффективности звездообразования, а не с простым увеличением количества газа в данном объеме (за счет, например, притока газа в центральные области) [106].

5. Продолжительность вспышки звездообразования, требуемой для объяснения большого разброса показателей цвета  $B1'$ , невелика и составляет примерно  $2 \cdot 10^7$  лет [81, 2]. Этот же вывод следует и из анализа светимостей в линии  $\Pi_{\alpha}$  для выборки взаимодействующих пар - продолжительность вспышки ( $0.3 - 5 \cdot 10^7$  лет [96] (см. также [197, 200] и ссылки в этих работах). Приведенные значения примерно на порядок меньше времени приливного возмущения галактик и их трудно совместить с долей  $B1'$ , находящейся в состоянии вспышечной активности, а также с голубыми цветами приливных структур в тесных парах галактик [85]. Возможно, что пик вспышечной активности во взаимодействующих системах запаздывает по отношению к моменту наибольшего сближения галактик [197, 106], а с другой стороны, возможно, что начальная функция масс звезд, не используемая при анализе показателей цвета  $B1'$ , имеет вид, отличный от стандартно принимаемого [2].

7.1.2. *Теоретические модели.* Интенсивность звездообразования в галактиках зависит от многих факторов, в первую очередь от плотности межзвездного газа и тех процессов, которые приводят к ее

увеличению. Назовем некоторые из них: сжатие газа в спиральных рукавах, а также ударными волнами; сжатие давлением межгалактической среды [201]; сжатие таранным давлением межгалактического газа, а также аккреция этого газа на галактики (ссылки в [200]); слияния и приливное взаимодействие галактик, приводящие к падению газа в центральные области [118,202-209]. Что касается механизма распространения ионизирующего процесса рождения звезд, происходящего в масштабах порядка размеров молекулярных облаков, на области, сравнимые по протяженности со всей галактикой, то его природа ясна не вполне.

Число теоретических исследований, в которых моделируются вспышки звездообразования во взаимодействующих галактиках, можно пересчитать по пальцам. Подход, используемый в таких работах, в большинстве случаев основан на детальном расчете движения большого числа пробных частиц, под которыми подразумеваются молекулярные облака, в гравитационном поле сталкивающихся галактик. Поскольку основная доля машинного времени тратится на самосогласованный расчет гравитационного потенциала, создаваемого звездами, вследствие этого обычно принимается достаточно простая модель эволюции системы облаков в результате их столкновений. Скорость звездообразования а priori связывается либо с частотой столкновений молекулярных облаков [158,206-209], либо с локальной плотностью межзвездного газа [210].

В пионерской работе [158] приводятся результаты двумерных расчетов сближения дисковой галактики с точечной массой. Дисковая галактика моделировалась системой пробных частиц (звезды и газ), вращающихся в жестком сферически-симметричном гало. Учитывалась диссипация энергии при парных столкновениях облаков. Значение частоты столкновений облаков использовалось для вычисления изменений темпа образования ОВ-звезд за время взаимодействия галактик и соответствующего изменения цетров дисковой галактики. Найдено, что при пролетах с прямыми движениями темп звездообразования начинает увеличиваться сразу после момента наибольшего сближения галактик, достигая максимального значения через несколько сотен миллионов лет (ср. с п. 5 раздела 7.1.1.). При достаточно тесном взаимодействии галактик

скорость звездообразования, прямо пропорциональная числу столкновений облаков, возрастала на порядок, а сам процесс рождения O3-звезд локализовался в месте повышенной плотности газа - кольце, образованном облаками. В случае столкновений с так называемыми обратными движениями вспышка звездообразования не происходила.

Олсон и Кван [206,207] использовали модель самогравитирующих звездных дисков для проведения трехмерных расчетов взаимодействия двух галактик. Было принято более сложное правило столкновения газовых облаков. Учитывались процессы слияния облаков, а также их фрагментации как при столкновениях с большими скоростями, так и вследствие гравитационной неустойчивости облаков больших масс, образовавшихся в результате слияний. Проведенные расчеты подтвердили сделанный в [158] вывод о том, что приливное возмущение приводит к увеличению частоты столкновений облаков. Варьирование параметров столкновений галактик в широком интервале значений позволило проследить зависимость роста темпа столкновений облаков от силы приливного возмущения. Оказалось, что чем сильнее взаимодействие, тем более сконцентрированной к центру оказывается область, где облака сталкиваются чаще. При малом возмущении возрастает число сталкивающихся облаков во внешних областях галактики без заметного изменения темпа столкновений облаков в центральной части (см. п. 3 раздела 7.1.1). Основным результатом проведенных численных экспериментов заключается в следующем. Взаимодействие, увеличивая частоту столкновений облаков (иногда на три порядка), усиливает процесс разрушения облаков по сравнению с процессом их слияния, и различие оказывается тем более, чем сильнее возмущение. Возрастание в несколько раз числа массивных гравитационно неустойчивых облаков происходило лишь в экспериментах со слияниями галактик. Было сделано предположение о том, что вспышка звездообразования в диске, если она происходит в момент наибольшего сближения галактик, связана с резким ростом числа облаков, разрушающихся в результате столкновений. На основе этого предположения рассчитывалась величина SFR. В случае сливающихся галактик происходила две вспышки: в момент сближения галактик и в момент

слияния. Получены значения ИК-светимости, отнесенной к единице массы газа, которые согласуются с данными наблюдений.

Эволюция системы газовых облаков при слияниях галактик рассмотрена также в [209]. Найдено, что при слиянии звездных дисков газовые облака обеих галактик образуют структуры типа ступеней, вращающиеся друг вокруг друга по вытянутым орбитам. Частота столкновений облаков периодически возрастает примерно на порядок, когда газовые ступени сближаются на минимальное расстояние. Так же, как и в [158], темп образования звезд в галактиках напрямую связывается с частотой столкновений облаков. Большой разброс наблюдаемой скорости звездообразования в системах, находящихся в процессе слияния, в [209] объясняется рекуррентной вспышечной активностью (с периодом порядка  $10^8$  лет).

В [210] моделировался процесс столкновения двух дисковых галактик в рамках модифицированной ограниченной задачи трех тел. Проведенное исследование примечательно детальным изучением зависимости степени возбуждения звездообразовательной активности от параметров столкновения (30 моделей). Считается, что скорость звездообразования связана с локальной плотностью газа по закону типа закона Шмидта [211]. Показано, что в большинстве рассчитанных случаев взаимодействие не приводит к заметному увеличению темпа звездообразования. Более того, при тесных сближениях галактик сильные возмущения в плоскости, перпендикулярной диску, приводят к его утолщению и уменьшению плотности газа. В этих случаях процесс звездообразования оказывается подавленным в течение нескольких сотен миллионов лет (см. п. 2 раздела 7.1.1).

Совершенно иной подход к исследованию механизма возбуждения вспышек звездообразования в галактиках принят в [197] и [200]. В одностороннем приближении, при котором не принимаются во внимание пространственные вариации плотности газа, с помощью системы гидродинамических уравнений рассмотрена эволюция системы газовых облаков. Учет возможных источников и стоков массы и энергии позволил найти нелинейный режим поведения газа типа предельного цикла. Выход на предельный цикл происходит в том случае, когда среднее время парных столкновений облаков становится меньше времени, которое необходимо для образования звезд в

массивных гравитационно неустойчивых облаках. Происходит повторяющееся вспыхивание звездообразовательной активности, сопровождаемое длительными (в несколько сотен миллионов лет) периодами с нормальным темпом звездообразования. Поскольку частота столкновений облаков зависит от плотности газа, то отсюда делается вывод о существовании порогового значения плотности, необходимой для возбуждения режима вспышечной активности. Такой же вывод сделан и в [212] на основе детального исследования связи между темпом звездообразования в 15 спиральных галактиках и величиной отношения наблюдаемой поверхностной плотности газа к значению критической плотности, при которой газовый диск становится гравитационно неустойчивым. Вблизи порогового значения плотности газа зависимость SFR от плотности газа становится сильно нелинейной и не описывается законом Шмидта ( $\sim \rho_{\text{газ}}^n$ ) с показателем  $n = 1-2$ . В дифференциально-вращающихся дисках значение пороговой плотности газа быстро возрастает к центру [212], и вспышка звездообразования может быть особенно сильной вблизи ядра. С этой точки зрения интересны механизмы, за счет которых в центральных областях ВГ достигается большая концентрация газа [202-209].

Звездообразование в галактиках при условии возрастающей со временем плотности газа в рамках подхода, развитого в [197], рассмотрено в [200]. В предлагаемой модели вспышечной активности в галактиках разрешается противоречие между продолжительностью стадии активного звездообразования и временем приливного взаимодействия (см. п. 5 раздела 7.1.1). Действительно, если скорость образования звезд в галактиках зависит от плотности газа линейно (или почти линейно), то характерное время вспышечной активности должно быть того же порядка, что и время нарастания плотности. Во всех численных экспериментах по столкновению галактик, в которых темп звездообразования связывался с плотностью газа (или частотой столкновения облаков), характерное время процесса интенсивного звездообразования оказывалось сравнимым с временем приливного взаимодействия ( $5 \cdot 10^8$  лет) [158, 208, 206, 207]. В [197] и [200] вспышка рассматривается как нелинейный отклик системы газовых облаков на возмущение плотности, и ее продолжительность определяется только

характерным временем парного столкновения облаков ( $10^7$ - $10^8$  лет). Показано, что в случае возрастающей плотности необходимо учитывать дополнительный источник энергии, связанный с притоком газа [200]. За счет этой энергии увеличивается дисперсия скоростей газовых облаков, что ведет к их разрушению и уменьшению скорости звездообразования на время действия источника газа ("инкубационный период") -  $10^8$  -  $10^9$  лет (результат, противоположный, полученному в [206] и [207]). После "отключения" источника (например, после пролета спутника), приход системы газовых облаков в новое равновесное состояние сопровождается вспышкой звездообразования, вызванной резким увеличением числа массивных гравитационно неустойчивых облаков вследствие слияния более мелких. Причиной несоответствия результатов, полученных в [206] и [207], с тем, что перечисленными является, возможно, то, что в [206] и [207] не принималось во внимание диссипация энергии облаков при их столкновениях. Очевидно, что в этом случае процессе слияния облаков будет затруднен. С другой стороны, в [206] приводятся аргументы в пользу того, что описание системы облаков уравнениями движения жидкости [197], при котором средняя масса облака диктует темп звездообразования для всей системы, а средняя дисперсия скоростей определяет, какой процесс доминирует при столкновениях (слияния или разрушения), не является адекватным для систем облаков с широким спектром масс и относительных скоростей столкновения. Таким образом, физика явления вспышки звездообразования во взаимодействующих системах до сих пор остается не вполне выясненной.

7.1.3. *Звездообразование в приливных структурах.* В [213] не использовалось небесно-механическое приближение для расчета траекторий большого числа пробных частиц ( $N=10^4$ ) в гравитационном поле сталкивающихся масс со сглаженными потенциалами. Это позволило детально проследить изменение концентрации частиц в образующихся приливных хвостах и перемычках. Расчеты помогли выявить те области (каустики), в которых пересекаются и заворачиваются орбиты пробных частиц. Предполагается, что в этих местах происходит сильное сжатие вещества, которое распространяется в виде волны по направлению к

внешним областям приливных хвостов. Спустя время порядка  $8 \cdot 10^7$  лет после момента наибольшего сближения галактик плотность частиц в приливных хвостах, оставаясь до этого примерно постоянной, возрастала в 3-6 раз. Сам диск также сжимается, и образующиеся в нем звезды могут в дальнейшем перемещаться в область приливного хвоста. Предполагалось, что изменения плотности связаны со скоростью звездообразования по закону Шмидта. Проведенный анализ эволюции фотометрических свойств приливных деталей, аналогичный [81], показал, что увеличение плотности за счет приливного взаимодействия оказывается достаточным для объяснения голубых хвостов В1 вследствие вспышки звездообразования [85].

**7.2. Ядерная активность.** Активность в центральных областях галактик, отличная от вспышек звездообразования, обычно связывается с аккрецией вещества на центральный компактный объект, в частности на сверхмассивную черную дыру [214, 215]. Для описания явления ядерной активности используют модели одного из двух классов. К первому относятся модели с локальными источниками ядерного "топлива", в качестве которых рассматриваются плотные звездные скопления (трудности, связанные с поддержанием активности за счет такого источника, подробно обсуждаются в [216]). Во втором классе моделей наблюдаемый уровень ядерной активности обеспечивается межзвездным газом, приходящим из внешних областей дисковой галактики. В этом случае достаточно большая масса газа ( $10^8 - 10^{10} M_{\odot}$ ) должна быть доставлена в область, где образуется аккреционный диск, размером 0.1 - 1 пк за время существования источника активности. Показано, что вязкость в холодном газе вокруг черной дыры не приводит к необходимому темпу переноса вещества на расстояниях, больше нескольких парсек от центра [217]. Учет облачной структуры газа приводит к аналогичному результату.

Сейфертовские галактики и квазары часто имеют близких соседей или же демонстрируют признаки слияния (см. раздел 5). Эти факты указывают на то, что механизм потери газом углового момента и последующей доставки газа из диска в ядро может быть связан с приливным взаимодействием. Численные эксперименты по столкновению галактик могли ответить на вопрос, как информация о галактике, пролетающей на расстоянии в десятки килопарсек,

передается в центральные области ( $< 1$  кпк). Основным фактором, способствующим падению вещества к центру, является самогравитация звездного диска [140,202,118,208]. Если принимается во внимание только действие приливов, то для сколь-нибудь значительных возмущений в газовом диске на масштабах порядка 1 кпк минимальное расстояние сближения галактик должно быть сравнимо с размером возмущаемой области [151]. Учет самогравитации в звездном диске, взаимодействующем с галактикой, пролетающей на расстоянии  $\sim 20$  кпк, приводит к глобальной гравитационной неустойчивости диска, вызывающей падение вещества в центральные области [202,118].

В [218] в качестве механизма доставки в центр галактики "топлива" для черной дыры рассматриваются воздействие несимметричного гравитационного потенциала (бара) на диссипативную систему газовых облаков. Значительный поток газа в центральные области наблюдается только в случае медленно вращающегося бара (или в случае существования внутреннего резонанса Лиддблада, приводящего к образованию самоподдерживающегося потока).

Численные эксперименты показали также, что крупномасштабное бароподобное искажение потенциала звездного диска может вызываться приливными возмущениями [202,118,55,208,205,169]. Газовые облака в таком потенциале внутри коротационного радиуса, обычно расположенного на периферии галактики, эффективно тормозятся, теряя угловой момент, и падают к центру. Газ, рассматриваемый как непрерывная сжимаемая среда, реагирует на бароподобное возмущение потенциала образованием двух крупномасштабных ударных волн, способствующих потере углового момента и формированию потока к центру галактики (например, [219]), в некоторых случаях порождающего периодическое поведение [220]. Трехмерные самоогласованные расчеты слияния галактик с маломассивным спутником [204] показали, что при погружении спутника с прямым движением действие приливных сил приводит к сжатию газа в центральных областях настолько, что в нем образуется ударная волна. Учет выветривания и самогравитации приводит к

фрагментации газовой среды, а динамическое трение способствует падению фрагментов в область размером  $\sim 400$  пк за время  $4 \cdot 10^7$  лет.

Крупномасштабный бар, связанный с быстрым вращением звездного диска [163], способствует лишь собиранию газа в области  $\leq 1$  кпк и вряд ли обеспечивает подпитку газом самого ядра, ввиду слабости возмущений потенциала в околоядерной области [207,170]. Если же существует внутренний резонанс Линдблада, то вблизи него газ соберется в кольцо [221], что в дальнейшем может привести к вспышке звездообразования, а не к возбуждению активности ядра (см. [216]). Достаточно близкие пролеты, ускоряя развитие бар-моды в неустойчивом диске, могут временно уменьшить амплитуду бароподобного возмущения [169], и тем самым свести на нет роль бара в формировании газового потока к центру. Этот эффект, возможно, проявляется в меньшей встречаемости SyG среди тесно взаимодействующих систем по сравнению с галактиками поля [92,94].

В [216] предложен двухстадийный механизм возбуждения ядерной активности. За счет крупномасштабного звездного бара в центре галактики образуется газовый диск. Если доля газовой составляющей в галактике велика ( $>10\%$ ), то масса газа, собираемая в центральном диске, оказывается достаточной, чтобы уже в нем возникла бароподобная неустойчивость. Это способствует дальнейшему падению газа до расстояний  $\sim 10$  пк, на которых перенос углового момента начинает контролироваться действием турбулентной вязкости [222].

Согласно [208] фактором, направляющим газ в центральные области, является динамическое действие звездного бара, формирующегося в диске вследствие близкого пролета спутника [55]. Присутствие массивного гало заведомо подавляет стандартную крупномасштабную бар-моду, и в центральных областях системы развивалась неустойчивость относительно "новой" бар-моды [170]. Медленно вращающийся бар в экспериментах [208] (в некоторых случаях долгоживущий) образуется внутри области, радиус которой соответствует ILR. Этот бар способствует формированию газовых облаков к центру галактики. К такому типу баров могут принадлежать мини-бары, введенные в работе [223]. Найдено, что эффективность процесса аккреции сильно зависит от структуры галактики до стол-

кношения: пространственного распределения газа и формы кривой вращения. Приток газа к центру снижается, если внутренние области диска были бедны газом. Бар, образующийся в звездном диске с менее протяженной областью твердотельного вращения, вызывает более слабый радиальный поток газовых облаков. Центральные бары, в звездных дисках, направляющие газ к центру, образуются и при слиянии галактик равных масс с массивными гало [205].

Оссимметричные возмущения в центральном газовом диске также могут приводить к потере газом углового момента. В [203] рассмотрен маргинально устойчивый толстый диск из газовых облаков ( $Q \sim 1 - 2$ ). Считалась, что облака остаются на круговых орбитах внутри области 1-2 кпк, а возмущения из-за приливов, проникая в эту область, приводят к возмущениям плотности газа. Вследствие увеличения частоты столкновений облаков и выветчивания в ударных волнах происходит быстрое уменьшение дисперсии скоростей облаков.

Параметр  $Q$  становится меньше единицы и диск выходит из устойчивого состояния. Предполагается, что гравитационная неустойчивость способствует возбуждению волн плотности различной длины, которые могут эффективно переносить угловой момент. Однако, для обеспечения необходимой скорости переноса вещества необходимо, чтобы масса газового диска составляла не менее 10% полной гравитирующей массы в центральной области.

*7.3. О происхождении холодного газа в эллиптических галактиках.* Воздействие приливов на поведение газа в спиральных галактиках проявляется двояким образом. В первом случае, рассмотренном выше, несимметричные возмущения гравитационного потенциала со стороны спутника или пролетающей галактики приводит к изменению орбит газовых облаков и увеличению частоты их столкновений, что, в конечном счете, усиливает процесс звездообразования в спиральных галактиках. Кроме того, неупругие столкновения облаков и их взаимодействие с баром вызывают потерю момента вращения газовых облаков, облегчая падение газа в центральную область галактики и, тем самым, обеспечивая подпитку источника активности ядра.

Возможен и другой эффект в поведении газа, связанный с динамическим взаимодействием галактик: образование газовых потоков от одной галактики к другой. В случае близких пролетов

галактик этот эффект в силу кратковременности приливного воздействия не должен быть значительным. Иная ситуация возникает в двойных системах, где постоянное возмущение, испытываемое галактикой от близкого соседа, может приводить к формированию стационарного газового потока от одного компонента системы к другому [224,225]. Следствием такого процесса является обогащение газом одной из галактик пары за счет другой. Наиболее "чистым" случаем с точки зрения указанного эффекта являются эллиптические галактики, имеющие в качестве соседа систему, богатую газом - спиральную галактику.

В настоящее время вывод о том, что общее количество нейтрального водорода в галактиках зависит от морфологического типа галактик и что эллиптические галактики в целом бедны газом, в значительной степени пересмотрен. Обнаружены E-галактики со значительным содержанием III ( $M(\text{III})=10^7 - 10^9 M_{\odot}$ ). Данные наблюдений нейтрального водорода в эллиптических галактиках, имеющиеся к 1985 г., приведены в [47]. Выборка [47] включает 152 галактики ранних типов. Излучение в линии  $\lambda$  21 см зарегистрировано в 19 галактиках, уверенно относимых к типу E. К настоящему времени нейтральный водород обнаружен примерно в 30 эллиптических галактиках [47,226]. О присутствии большого количества ( $10^7 - 10^8 M_{\odot}$ ) газа в центральных областях E-галактик говорят и данные об ИК-излучении на волне  $\lambda$  100 мкм, идущем, по-видимому, от межзвездной пыли [227].

Наличие больших масс нейтрального водорода в галактиках ранних типов связывают с различными факторами, в частности, с охлаждением горячего газа, образующего короны вокруг эллиптических галактик [228]. В то же время имеется ряд серьезных свидетельств, основанных на пространственном распределении газа и его кинематических характеристиках, в пользу внешнего происхождения нейтрального водорода в эллиптических галактиках (см. ссылки в [47] и [225]).

Галактики ранних типов с повышенным содержанием нейтрального водорода часто являются членами пар или кратных систем, включающих спиральные галактики, богатые газом [224]. Например, 15 объектов среди 19 E-галактик с зарегистрированным

излучением на волне  $\lambda$  21 см из списка [47] в каталоге UGC отмечены как члены пар или группы. Эллиптические галактики, у которых обнаружено ИК-излучение пыли, во многих случаях имеют "ящикообразные" изофоты [21]. Это свидетельствует о том, что такие галактики являются либо продуктами слияния, либо испытывают приливное возмущение [187,26].

Подводя итог, можно сказать, что, по-видимому, холодный газ в галактиках ранних типов в разных случаях имеет различное происхождение и что один из возможных путей поступления нейтрального водорода в рассматриваемые системы - перетекание газа от соседних галактик за счет приливного взаимодействия.

В [229] предпринята попытка моделирования процесса формирования газового потока под действием постоянной возмущающей силы в двойной системе типа S-E. Расчеты проводились в рамках ограниченной задачи трех тел. Найденны условия, при которых формируется квазистационарный поток газовых облаков от спиральной галактики к эллиптической. В [229] отмечается, что число эллиптических галактик с эмиссионными спектрами в парах типа S-E возрастает почти в два раза при переходе от пар без признаков взаимодействия - 12% к взаимодействующим системам - 24%, а именно в таких парах имеются условия для перетекания газа [229]. Общее количество холодного газа, которое поступает в E-галактику за время эволюции двойной системы ( $\sim 10^9$  лет), может достигать  $10^8 - 10^9 M_{\odot}$ . Интересно отметить, что газовые облака в эллиптической галактике образуют диск большой протяженности.

В разделе 3.3 отмечалось, что в двойных системах смешанного типа наблюдается корреляция между цветом одного компонента и цветом другого [83]: более голубые эллиптические галактики образуют пару с более голубой спиральной галактикой. Эта связь качественно объясняется тем, что в более голубых спиральных галактиках имеется большее количество газа, и, следовательно, большая его масса может поступить в эллиптическую галактику, обеспечивая в ней условия для звездообразования и более голубой цвет [224].

В [58] проанализированы результаты встречаемости пар галактик с FIR-излучением и показано, что гипотеза о возбуждении активности в ИК-диапазоне в E-галактиках, входящих в смешанные пары, за счет

газа, который может поставляться спиральной галактикой, не подтверждается. Более тонкий анализ, однако, показывает, что полученный результат, строго говоря, справедлив лишь для систем без заметных признаков взаимодействия. Для взаимодействующих пар рассуждения, аналогичные приведенным в [58] и приписывающие весь избыток излучения только спиральной галактике S-E паре, дают ожидаемую долю ИК-источников в чисто спиральных системах - 90%, что выше обнаруженной - 82%. По-видимому, это означает, что почти весь избыток излучения во взаимодействующих S-E парах приписывать только спиральному компоненту. Для выяснения вопроса о влиянии процесса перетекания газа на свойства эллиптических галактик в смешанных парах необходимы дальнейшие наблюдения этих объектов.

8. *Заключение.* Изучение взаимодействующих галактик является в настоящее время одним из наиболее интересно развивающихся направлений внегалактической астрономии. За последние двадцать лет сделаны важные выводы о существенной роли столкновений и слияния галактик в формировании различных структурных и кинематических особенностей звездных систем. Гравитационное взаимодействие может быть важным этапом в жизни большинства нормальных галактик, и во многих случаях именно приливными эффектами, по-видимому, определяются такие явления, как вспышки звездообразования, а также активность ядер галактик. Ожидается, что дальнейший прогресс в этой области будет связан с накоплением и анализом данных о детальной структуре большого числа членов взаимодействующих систем, а также с построением более реалистичных моделей галактик, принимающих во внимание газодинамические эффекты.

Астрономический институт  
Санкт-Петербургского университета  
Специальная  
астрофизическая обсерватория РАН

## INTERACTING GALAXIES: OBSERVATIONAL AND THEORETICAL ASPECTS

V.P. RESHETNIKOV, N.YA. SOTNIKOVA

The review includes the following parts. 1. Introduction. 2. General description of interacting galaxies. 2.1. Signs of interaction. 2.2. Prevalence of interacting galaxies. 3. Global parameters of interacting galaxies. 3.1. Morphology of interacting galaxies. 3.2. Optical, radio- and IR - luminosities, mass to luminosity ratio. 3.3. Color indices. 3.4. Global photometrical structure. 3.5. Emission spectra. 3.6. Kinematics of interacting galaxies. 4. Star-formation in interacting galaxies (observations). 5. Observational evidences of the connection between the interactions and the nuclear activity of galaxies. 5.1. Seyfert galaxies. 5.2. Quasars. 6. Simulations of galaxy interactions. 6.1. The tides and the structure of disk galaxies. 6.2. Dynamical friction and merging. 6.3. Modeling of observational systems. 7. Gas response to the tides. 7.1. Star-formation bursts. 7.2. Nuclear activity. 7.3. On the origin of cold gas in ellipticals. 8. Conclusion.

## ЛИТЕРАТУРА

1. *F. Schweizer*, in "Dynamics and Interactions of Galaxies", ed. R. Wielen, Springer-Verlag, Heidelberg, 1990, p. 60.
2. *R. Kennicutt*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 269.
3. *T. Heckman*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 359.
4. *B. Whitmore*, STScI Prepr., No 410, 1990.
5. *W.C. Keel*, in "Dynamics of Galaxies and Their Molecular Cloud Distributions", eds. F. Combes and F. Casoli, Netherlands, 1991, p. 243.
6. *Б.А. Воронцов-Вельяминов*, Вневлактическая астрономия. Наука, М., 1982, стр. 376.
7. *R. Madaesky*, Astrophys. Space Sci., 156, 223, 1989.
8. *Ph. Prugniel, E. Davoust*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 65.
9. *V.C. Rubin, D.A. Hunter, W.K. Ford*, Astrophys. J. Suppl. Ser., 76, 153, 1991.
10. *V.P. Reshetnikov*, Astrophys. Space Sci., 191, 49, 1992.
11. *В.В. Демин*, Астрон. циркуляр, N1448, 3, 1986.
12. *F. Bertola, D. Bettoni*, Astrophys. J., 329, 102, 1988.
13. *В.П. Решетников, О.К. Сильченко*, Астрофизика, 33, 157, 1990.

14. *S. Consideri, E. Davoust*, *Astron. Astrophys.*, 252, 56, 1991.
15. *K.D. Borne, J.G. Hoessel*, *Astrophys. J.*, 330, 51, 1988.
16. *R. Madejsky, R. Bender, C. Mollenhoff*, *Astron. Astrophys.*, 242, 58, 1991.
17. *F. Schweizer*, in "Internal Kinematics and Dynamics of Galaxies", ed. I. Athanassoula, Reidel, 1983, p. 319.
18. *А.Р. Петрусян, К.А. Саякян, Э.Е. Хачикян*, *Астрофизика*, 14, 69, 1978.
19. *F. Bertola, L.M. Buson, W.W. Zeilinger*, *Nature*, 335, 705, 1988.
20. *K. Ebner, S. Djorgovski, M. Davis*, *Astron. J.*, 95, 422, 1988.
21. *D.A. Forbes*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 249, 779, 1991.
22. *D.F. Malin, D. Carter*, *Astrophys. J.*, 274, 534, 1983.
23. *D. Carter, J.L. Prieur, A. Wilkinson, W.B. Sparks, D.F. Malin*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 235, 813, 1988.
24. *P. Seitzer, F. Schweizer*, in "Dynamics and Interactions of Galaxies", ed. T. Wielen, Springer-Verlag, 1990, p. 270.
25. *M. Balcells*, *Astrophys. J. Lett.*, 249, L9, 1991.
26. *J.-L. Nieto, R. Bender, J. Arnaud, P. Surma*, *Astron. Astrophys.*, 244, L25, 1991.
27. *B.C. Whitmore, R.A. Lucas, D.B. McElroy, T.Y. Steiman-Cameron, P.B. Sackett, R.P. Olling*, *Astron. J.*, 100, 1489, 1990.
28. *D. Bettoni, G. Galletta, T. Oosterloo*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 248, 544, 1991.
29. *R. Jędrzejewski, P.L. Schechter*, *Astrophys. J. Lett.*, 330, L87, 1988.
30. *R. Bender*, *Astron. Astrophys.*, 202, L5, 1988.
31. *B.C. Whitmore, M. Bell*, *Astrophys. J.*, 324, 741, 1988.
32. *M. Shaw, R.-J. Dettmar, A. Barterdress*, *Astron. Astrophys.*, 240, 36, 1990.
33. *А.В. Зисон*, *Астрофизика*, 4, 427, 1968.
34. *Н.Д. Караченен*, *Астрофизика*, 4, 433, 1968.
35. *В.А. Досталь*, *Астрон. ж.*, 56, 247, 1979.
36. *И. Арп, В.Е. Мадорэ*, *Quart. J. Roy. Astron. Soc.*, 18, 234, 1977.
37. *Н.Д. Караченен*, *Сообщ. Сочет. астрофиз. общ. АН СССР*, 7, 3, 1972.
38. *Н.Д. Караченен*, *Двойные галактики*, Наука, М., 1987.
39. *S. Xu, J.M. Sulentic*, *Astrophys. J.*, 374, 407, 1991.
40. *A. Lawrence, M. Rowan-Robinson, K. Leech, D.H. P. Jones, J.V. Wall*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 240, 329, 1989.
41. *P. Hickson*, in "Paired and Interacting Galaxies", *Proc. IAU Coll. N 124*, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 77.
42. *A.N. Tikhonov*, in "Paired and Interacting Galaxies", *Proc. IAU Coll. N 124*, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 105.
43. *S.E. Zepf, D.C. Koo*, *Astrophys. J.* 337, 34, 1989.
44. *F. Schweizer, P. Seitzer*, *Astrophys. J.*, 328, 88, 1988.
45. *N. Caldwell*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 96, 287, 1984.
46. *M.M. Phillips, C.R. Jenkins, M.A. Dopita, E.M. Sadler, L. Binette*, *Astron. J.*, 91, 1062, 1986.
47. *G.R. Knapp, E.L. Turner, P.E. Cunniffé*, *Astron. J.*, 90, 454, 1985.
48. *M. Wardle, G.R. Knapp*, *Astron. J.*, 91, 23, 1986.

49. *W.W. Zeilinger, F. Bertola, G. Galletta*, in "Dusty objects in the Universe", eds. E. Bussololetti, A.A. Vittone; Kluwer Academic Publ., 1990, p. 227.
50. *R. Dettmar*, in "The World of Galaxies", eds. H.G. Corwin, L. Bottinelli, Springer, New York, 1989, p. 229.
51. *M.A. Shaw*, in "The World of Galaxies", eds. H.G. Corwin, L. Bottinelli, Springer, New York, 1989, p. 235.
52. *J.C. Charlton, E.E. Sulpeter*, *Astrophys. J.*, 375, 517, 1991.
53. *G.R. Gisler*, *Astron. J.*, 85, 623, 1980.
54. *D.M. Elmegreen, B.G. Elmegreen, A.D. Bellin*, *Astrophys. J.*, 364, 415, 1990.
55. *M. Noguchi*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 228, 635, 1987.
56. *P. Hickson, E. Kindl, J.P. Huchra*, *Astrophys. J.*, 331, 64, 1988.
57. *S.D.M. White, F. Valdes*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 190, 55, 1980.
58. *J.W. Sulentic*, *Astron. J.*, 98, 2066, 1989.
59. *M. Davis, J. Huchra*, *Astrophys. J.*, 254, 437, 1982.
60. *G. Efsthathiou, R.S. Ellis, B.A. Peterson*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 232, 431, 1988.
61. *М.А. Аракелян*, *Астрофизика*, 19, 673, 1983.
62. *H. Tovmassian*, *Australian J. Phys.*, 29, 231, 1968.
63. *J.T. Stocke*, *Astron. J.*, 83, 348, 1978.
64. *J.T. Stocke, W.G. Till, M.A. Kalkan-Kassim*, *Astron. J.*, 83, 322, 1978.
65. *J.J. Condon, M.A. Condon, G. Gisler, J.J. Puschell*, *Astrophys. J.*, 252, 102, 1982.
66. *E. Hummel, J.M. van der Hulst, R.C. Kennicutt, W.C. Keel*, *Astron. Astrophys.*, 236, 333, 1990.
67. *B.T. Soifer et al.*, *Astrophys. J. Lett.*, 278, L71, 1984.
68. *D.A. Allen, P.F. Roche, R.P. Norris*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 213, 67, 1985.
69. *R.D. Joseph, W.P.S. Meikle, N.A. Robertson, G.S. Wright*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 209, 111, 1984.
70. *C.J. Lonsdale, S.E. Persson, K. Matthews*, *Astrophys. J.*, 287, 95, 1984.
71. *R.M. Cutri, C.W. McAlary*, *Astrophys. J.*, 296, 90, 1985.
72. *C.M. Telesco, R.D. Wolstencroft, C. Done*, *Astrophys. J.*, 329, 174, 1988.
73. *H.A. Bushouse, S.A. Lamb, M.W. Werner*, *Astrophys. J.*, 335, 74, 1988.
74. *U. Klans, H. Elsasser*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 90, 33, 1991.
75. *B. Jones, W.A. Stein*, *Astron. J.*, 98, 1557, 1989.
76. *И.И. Карацещен*, *Астроф. ж.*, 62, 417, 1985.
77. *В.И. Архипова, А.В. Зисон, Р.Н. Покоян, О.К. Сильченко*, *Астроф. ж.*, 64, 1161, 1987.
78. *A. Ardeberg, N. Bergvall*, *Astron. Astrophys.*, 61, 493, 1977.
79. *В.И. Архипова, М.В. Савельева*, *Труды ГАИИИ*, 54, 33, 1984.
80. *L. Johansson, N. Bergvall*, *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.*, 86, 167, 1990.
81. *R.B. Larson, B.M. Tinsley*, *Astrophys. J.*, 219, 46, 1978.
82. *E. Holmberg*, *Medd. Lunds. Astron. Obs.* 136, 103, 1958.
83. *В.В. Демин, А.В. Зисон, Э.А. Дубай, А.И. Томон*, *Астроф. ж.*, 61, 625, 1984.
84. *N. Sharp, B. Jones*, *Nature*, 283, 275, 1980.
85. *J.M. Schombert, J.F. Wallin, C. Struck-Marcell*, *Astron. J.*, 99, 497, 1990.
86. *G.S. Wright, P.A. James, R.D. Joseph, I.S. McEwen*, *Nature*, 344, 417, 1990.

87. H.A. Bushouse, M.W. Werner, *Astrophys. J.*, 359, 72, 1990.
88. E.P. Smith, P. Hintzen, *Astron. J.*, 101, 410, 1991.
89. F. Schweizer, *Astrophys. J.*, 252, 455, 1982.
90. V.P. Reshetnikov, in "Galactic Bulges", IAU Symp. N 153 Abstracts, 1992.
91. В.А. Дюканин, *Астрофизика*, 18, 201, 1982.
92. W.C. Keel, R.C. Kennicutt, E. Hummel, J.M. van der Hulst, *Astron. J.*, 90, 708, 1985.
93. O. Duhari, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 57, 643, 1985.
94. H.A. Bushouse, *Astron. J.*, 91, 255, 1986.
95. H.A. Bushouse, *Astrophys. J.*, 320, 49, 1987.
96. R.C. Kennicutt, W.C. Keel, J.M. van der Hulst, E. Hummel, K.A. Roettinger, *Astron. J.*, 93, 1011, 1987.
97. W.G. Tilly, *Astrophys. J.*, 288, 65, 1985.
98. P. Amram, M. Marcelin, J. Boulesteix, E. Le Courer, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 81, 59, 1989.
99. W.C. Keel, *BAAAS*, 23, No 4, 1459, 1991.
100. G.Lake, A. Dressler, *Astrophys. J.*, 310, 605, 1986.
101. W.C. Keel, in "Dynamics of Galaxies and Their Molecular Cloud Distributions", eds. F. Combes and F. Casoli, Springer, 1991, p. 243.
102. M.P. Hynes, T. Herter, *Astron. J.*, 96, 504, 1988.
103. J.S. Young, F.P. Schloerb, J.D. Kenney, S.D. Lord, *Astrophys. J.*, 304, 443, 1986.
104. J.S. Young, J.D. Kenney, L. Tacconi, M.J. Claussen, Y.L. Hung, L. Tacconi-Garman, S. Xie, F.P. Schloerb, *Astrophys. J. Lett.*, 311, L17, 1986.
105. F. Combes, Ph. Prugniel, R. Rampuzzo, J.W. Sulentic, in "Galaxy environments and the large scale structure of the universe" eds. G. Giuricin, F. Mardirossian, M. Mezzetti, International Workshop Abstracts, SISSA, Trieste, 1991.
106. J.M. Scalo, *Publ. Astron. Inst. Czechosl. Acad. Sci.*, 69, 101, 1987.
107. P.M. Solomon, L.J. Sage, *Astrophys. J.*, 334, 613, 1988.
108. P.P. Kronberg, P. Biermann, F.R. Schwab, *Astrophys. J.*, 291, 693, 1985.
109. L. Noreau, P.P. Kronberg, *Astron. J.*, 93, 1045, 1987.
110. М.А. Смирнов, Д.Ю. Черток, *Письма в Астроф. ж.*, 7, 154, 1982.
111. K.J. Fricke, W. Kollatschny, in "Active Galactic Nuclei", eds. D.E. Osterbrock and J.S. Miller, Dordrecht, 1989, p. 425.
112. A. Stoetgen, in "Dynamics and Interactions of Galaxies", ed. R. Wielen, Springer-Verlag, 1990, p. 421.
113. T.F. Adams, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 33, 19, 1977.
114. P. Wehinger, S. Wyckoff, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 181, 211, 1977.
115. J.W. MueKenty, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 72, 231, 1990.
116. А.Р. Петрякин, *Астрофизика*, 18, 548, 1982.
117. O. Duhari, *Astron. J.*, 89, 966, 1984.
118. G.G. Byrd, G. Sundelius, M. Valtonen, *Astron. Astrophys.*, 171, 16, 1987.
119. O. Duhari, M. DeRobertis, *Astrophys. J.*, 331, 727, 1988.
120. J.W. MueKenty, *Astrophys. J.*, 343, 125, 1989.
121. T. Fuentes-Williams, J. Stoetze, *Astron. J.*, 96, 1235, 1988.
122. H. Yee, R. Green, *Astrophys. J.*, 280, 79, 1984.

123. *E. Smith, T. Heckman*, in "Dynamics and Interactions of Galaxies", ed. R. Wielen, Springer-Verlag, 1990, p. 464.
124. *T.M. Heckman, G.D. Bothun, B. Balick, E. Smith*, *Astron. J.*, 89, 958, 1984.
125. *H. Yee, R. Green*, *Astrophys. J.*, 319, 28, 1987.
126. *A. Stockton*, *Astrophys. J.*, 223, 747, 1978.
127. *J. Hutchings, D. Crampton, B. Campbell*, *Astrophys. J.*, 280, 41, 1984.
128. *E. Smith, T. Heckman, G. Bothun, W. Romanishin, B. Balick*, *Astrophys. J.*, 306, 64, 1986.
129. *J. Hutchings*, *Astrophys. J.*, 320, 522, 1987.
130. *J. Hutchings, T. Janson, S. Neff*, *Astrophys. J.*, 342, 660, 1989.
131. *J.A. Sellwood*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 25, 151, 1987.
132. *A. Toomre, J. Toomre*, *Astrophys. J.*, 178, 623, 1972.
133. *T.M. Енесу, N.N. Kozlov, R.A. Sunyaev*, *Astron. Astrophys.*, 22, 41, 1973.
134. *Л.А. Королюковская, Ю.И. Королюковский*, *Изв. САО*, 16, 116, 1982.
135. *O.E. Gerhard*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 197, 179, 1981.
136. *R. Ferozli, S.L. Shapiro*, *Astrophys. J.*, 243, 32, 1981.
137. *J. Negroponte, S.D.M. White*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 205, 1009, 1983.
138. *J. Barnes*, *Astrophys. J.*, 331, 699, 1988.
139. *A. Toomre*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 15, 437, 1977.
140. *A. Toomre*, in "The Structure and Evolution of Normal Galaxies", eds. M. Fall and D. Linden-Bell, Cambridge University Press, 1981, p. 111.
141. *E. Athanassouli*, *Physics Reports*, 114, 319, 1984.
142. *А.М. Фришман*, *Астроном. ж.*, 63, 884, 1986.
143. *G. Bertin, C.C. Lin, S.A. Lowe, R.P. Thurstans*, *Astrophys. J.*, 338, 78, 1989.
144. *Ю.И. Ефремов, В.Н. Корчугин, Л.С. Марончик, А.А. Сучков*, *Успехи физ. наук*, 157, 599, 1989.
145. *B. Elmegreen*, in "Galactic Models", *Ann. New York Acad. Sci.*, 596, 40, 1990.
146. *A. Toomre*, *Astrophys. J.*, 158, 899, 1969.
147. *M. Thomasson, B. Elmegreen, K.J. Donner, B. Sundelius*, *Astrophys. J. Lett.*, 356, 19, 1991.
148. *J.A. Sellwood, F.D. Kahn*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 250, 278, 1991.
149. *P. Goldreich, S.D. Tremaine*, *Astrophys. J.*, 233, 857, 1979.
150. *S.A. Sorensen*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 212, 723, 1985.
151. *V. Icke*, *Astron. Astrophys.*, 144, 115, 1985.
152. *В.Н. Корчугин, Е.А. Летуева, И.А. Прохоренко*, *Астроном. ж.*, 65, 868, 1988.
153. *B. Sundelius, M. Thomasson, M.J. Valtonen, G.G. Byrd*, *Astron. Astrophys.*, 174, 67, 1987.
154. *G.G. Byrd, S. Howard*, *Astron. J.*, 103, 1089, 1992.
155. *R.C. Kennicutt*, *Astron. J.*, 86, 1847, 1981.
156. *E. Athanassouli*, *Astron. Astrophys.*, 69, 395, 1978.
157. *M. Thomasson, K.J. Donner, B. Sundelius, G.G. Byrd, T.-Y. Hung, M.J. Valtonen*, *Astron. Astrophys.*, 211, 25, 1989.
158. *M. Noguchi, S. Ishibashi*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 219, 305, 1986.
159. *И.И. Паник*, *Письма в Астроном. ж.*, 11, 3, 1985.

160. *E. Athanassoula*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 505.
161. *J. Kormendy, C.N. Norman*, *Astrophys. J.*, 223, 539, 1979.
162. *D.M. Elmegreen, B.G. Elmegreen*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 201, 1021, 1982.
163. *J.P. Ostriker, P.J.E. Peebles*, *Astrophys. J.*, 186, 467, 1973.
164. *A. Toomre*, *Astrophys. J.*, 139, 1217, 1964.
165. *F. Hohl*, *Astron. J.*, 83, 768, 1978.
166. *F. Combes, R.H. Sanders*, *Astron. Astrophys.*, 96, 164, 1981.
167. *F. Combes, F. Debbasch, D. Friedli, D. Pfenniger*, *Astron. Astrophys.*, 233, 82, 1990.
168. *E. Athanassoula, J.A. Sellwood*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 221, 213, 1986.
169. *M. Gerin, F. Combes, E. Athanassoula*, *Astron. Astrophys.*, 230, 37, 1990.
170. *В.И. Павлушенко*, *Письма в Астроф. ж.*, 17, 887, 1991.
171. *D. Lynden-Bell*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 187, 101, 1979.
172. *M. Noguchi*, *Astron. Astrophys.*, 201, 37, 1988.
173. *S. Chandrasekhar*, *Astrophys. J.*, 97, 255, 1943.
174. *S. Tremaine*, in "The Structure and Evolution of Normal Galaxies", eds. M. Fall and D. Lynden-Bell, Cambridge University Press, 1981, p. 67.
175. *M. D. Weinberg*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 239, 549, 1989.
176. *L. Hernquist, M. D. Weinberg*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 238, 407, 1989.
177. *Ph. Prugniel, F. Combes*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 543.
178. *F. Schweizer*, *Astrophys. J.*, 237, 303, 1980.
179. *P.J. Quinn*, *Astrophys. J.*, 279, 596, 1984.
180. *L. Hernquist, P.J. Quinn*, *Astrophys. J.*, 331, 682, 1988.
181. *J. Heisler, S.D.M. White*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 243, 199, 1990.
182. *Б.Н. Гуртык, В.А. Кривош*, *Астрофизика*, 27, 571, 1987.
183. *D. Lynden-Bell*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 136, 101, 1967.
184. *R. Larson*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 102, 709, 1990.
185. *J. Kormendy*, *Astrophys. J. Lett.*, 342, L63, 1989.
186. *J. Barnes*, *Nature*, 344, 379, 1990.
187. *J.L. Nieto, R. Bender, P. Surma*, *Astron. Astrophys.*, 244, L37, 1991.
188. *F. Schweizer, P. Seitzer, S.M. Faber, D. Burstein, C.M.D. Ore, J.Y. Gonzalez*, *Astrophys. J. Lett.*, 364, L33, 1990.
189. *K.M. Ashman, S.E. Zepf*, *BAAS*, 23, No 2, 1991.
190. *В. Лейтон*, *Астроф. ж.*, 68, 244, 1991.
191. *K. Borne*, *Astrophys. J.*, 330, 38, 1988.
192. *K. Borne*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 537.
193. *S. Howard, G.G. Byrd*, *Astron. J.*, 99, 1798, 1990.
194. *G.G. Byrd, M. Klaric*, *Astron. J.*, 99, 1461, 1990.
195. *G.G. Byrd, W. Keel, S. Howard*, in "Paired and Interacting Galaxies", Proc. IAU Coll. N 124, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, NASA-CP 3098, 1990, p. 565.

196. *I. Searle, W.L.W. Sargent, W.G. Bagnuolo*, *Astrophys. J.*, 179, 427, 1973.
197. *C. Struck-Marcell, J. Scalo*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 64, 39, 1987.
198. *V. Balzano*, *Astrophys. J.*, 268, 602, 1983.
199. *D.C. Barry*, *Astrophys. J.*, 334, 436, 1988.
200. *E.C. Vazquez, J.M. Scalo*, *Astrophys. J.*, 343, 644, 1989.
201. *А.В. Засов*, *Письма в Астрофиз. ж.*, 13, 757, 1987.
202. *G.G. Byrd, M.J. Valtonen, B. Sundelius, L. Valtuoni*, *Astron. Astrophys.*, 166, 75, 1986.
203. *D.N. Lin, J.E. Pringle, M.J. Rees*, *Astrophys. J.*, 328, 103, 1988.
204. *L. Hernquist*, *Nature*, 340, 687, 1989.
205. *J. Barnes, L. Hernquist*, *Astrophys. J. Lett.*, 370, L65, 1991.
206. *K.M. Olson, J. Kwan*, *Astrophys. J.*, 349, 480, 1990.
207. *K.M. Olson, J. Kwan*, *Astrophys. J.*, 361, 426, 1990.
208. *M. Noguchi*, *Astron. Astrophys.*, 203, 259, 1988.
209. *M. Noguchi*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 251, 360, 1991.
210. *J.C. Mihos, D.O. Richstone, G.D. Bothum*, *Astrophys. J.*, 377, 72, 1991.
211. *K. Schmidt*, *Astrophys. J.*, 129, 243, 1959.
212. *R.C. Kennicutt*, *Astrophys. J.*, 344, 685, 1989.
213. *J.F. Wallin*, *Astron. J.*, 100, 1477, 1990.
214. *D. Lynden-Bell*, *Nature*, 223, 690, 1969.
215. *M.J. Rees*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 22, 471, 1984.
216. *I. Shlosman, M.C. Begelman, J. Frank*, *Nature*, 345, 679, 1990.
217. *I. Shlosman, M.C. Begelman*, *Astrophys. J.*, 341, 685, 1989.
218. *S.M. Simkin, H.J. Su, M.P. Schwarz*, *Astrophys. J.*, 237, 404, 1980.
219. *E. Athanassoula*, in "Plasma Astrophysics", *Proc. Joint Varenna-Abastumani Int. School and Workshop*, eds. T.D. Guyenne, and J.J. Hunt, *European Space Agency*, 1989, p. 341.
220. *В.И. Афанасьев, В.В. Лем, А.Г. Моржон*, *Препр. ВНИИУ*, 6, 1989.
221. *F. Combes*, in "Galactic and Extragalactic Star Formation, *Proc NATO Adv. Study Instit.*", eds. P.E. Pudritz, and M. Fish, *Dordrecht*, 1988, p. 475.
222. *N.J. Shakura, R.A. Sunyaev*, *Astron. Astrophys.*, 24, 337, 1973.
223. *В.И. Афанасьев, А.Н. Шаповалова*, *Астрофизика*, 17, 403, 1981.
224. *М.А. Смирнов, Б.В. Комберг*, *Астрофизика*, 16, 431, 1980.
225. *N. Yu. Sotnikova*, in "Paired and Interacting Galaxies", *Proc. IAU Coll. N 124*, eds. J.W. Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco, *NASA-CP 3098*, 1990, p. 717.
226. *M.S. Roberts, D.E. Hogg, J.N. Bregman, W.R. Forman, C. Jones*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 75, 751, 1991.
227. *M. Juri, D.-W. Kim, G.R. Knapp, P. Guhathakurta*, *Astrophys. J. Lett.*, 312, L11, 1987.
228. *J.N. Bregman, M.S. Roberts, R. Giovannelli*, in "Cooling Flows in Clusters and Galaxies", *Proc. NATO Adv. Res. Workshop, Cambridge*, 1988, p. 373.
229. *Н.Я. Сотникова*, *Астрофизика*, 28, 495, 1988.

## CONTENTS

UBV-Photometry of galaxies in groups and in surroundings. The Geller-Huckra group GH3	A.T.Kalloghlian, H.H.Nikoghossian	315
Photographic photometry of two small groups of galaxies	R.K.Shahbazian, P.Notni, F.W.Baier	333
Spectrophotometry of two Seyfert type galaxies	M.A.Kazarian	353
Spectral investigation of three galaxies with UV-excess	M.A.Kazarian, V.S.Tamazian	363
The radio luminosity of pulsars and the distribution of electron concentrations in the galaxy	R.R. Andreassian, D.G. Arshakian	375
The quantizing of the velocities of separation of the components of extended double radio sources	D.G. Arshakian, R.R. Andreassian	385
Flare activity of stars as a cluster membership criterion	L. V. Mirzoyan, V. V. Hambarian, A. L. Mirzoyan	395
Non-stable processes in the atmosphere of RW aurigae	N.L. Ivanova	409
Period-intrinsic colour dependence for classical cepheids	R.A. Vardanian, A.V. Poghossian	417
Radiation of gravitational waves in BSTT	A.A. Saharian	423
The first Byurakan spectral sky survey. Late-type stars. iv . zone $+61^{\circ} \leq \delta \leq +65^{\circ}$ .	H.V. Abrahamian, K.S. Gigoyan	431
Interacting galaxies: observational and theoretical aspects	V.P. Reshetnikow, N.Ya. Sotnikova	435

---

Сдано в набор 01.07.1994. Подписано к печати 05.07.1994.  
 Бумага №1, 60×84<sup>1</sup>/<sub>8</sub>. Печать офсетная. Усл. печ. лист. 14,3.  
 Учет.-издат. 11,3. Тираж 300. Заказ . Издат. 7827.

---

Адрес редакции: 375019, Ереван, пр. Маршала Баграмяна, 24, 1 эт., 14 к., тел. 52-70-03  
 Армавирская Районная типография