

ՀԱՅԿԱԿԱՆ ՍՍՐ ԳԻՏՈՒԹՅՈՒՆՆԵՐԻ ԱԿԱԴԵՄԻԱ
АКАДЕМИЯ НАУК АРМЯНСКОЙ ССР

ԲՅՈՒՐԱԿԱՆԻ ՍՍՂԱԴԻՏԱՐԱՆԻ ՀԱՂՈՐԳՈՒՄՆԵՐ
СООБЩЕНИЯ БЮРАКАНСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

XXV

Խմբագրական հանձնաժողով

Գ. Ա. ԳՈՒՐԶԱԴՅԱՆ (պատասխանատու խմբագիր),
Բ. Ն. ՄԱՐԳԱՐՅԱՆ, Է. Հ. ՄԻՐԶԱՐԵԿՅԱՆ

Редакционная коллегия

Г. А. ГУРЗАДЯН (ответственный редактор),
Б. Е. МАРКАРЯН, Э. Г. МИРЗАБЕКЯН

Իվերվուժ է ակադեմիկոս
ՎԻԿՏՈՐ ՀԱՄԱԶԱՍՊԻ ՀԱՄԲԱՐՁՈՒՄՅԱՆԻՆ,
ծննդյան 50-ամյակի առթիվ

Посвящается академику
ВИКТОРУ АМАЗАСПОВИЧУ АМБАРЦУМЯНУ,
к 50-летию со дня рождения

ВИКТОР АМАЗАСПОВИЧ АМБАРЦУМЯН

(К пятидесятилетию со дня рождения)

18 сентября 1958 г. исполняется пятьдесят лет крупнейшему астрофизику, основателю и руководителю Бюраканской обсерватории, академику В. А. Амбарцумяну.

В. А. Амбарцумян родился в г. Тбилиси, в семье широко эрудированного филолога-писателя и педагога А. А. Амбарцумяна, который, заметив незаурядные математические дарования сына, умело и заботливо направил его воспитание и образование, что в дальнейшем сыграло значительную роль в формировании научных интересов и таланта В. А. Амбарцумяна.

Среднее образование В. А. Амбарцумян получил в г. Тбилиси и продолжил свою учебу в Ленинградском государственном университете (ЛГУ), где и проявились его первые научные устремления. Будучи студентом университета, он опубликовал более десяти работ, затрагивающих широкий круг вопросов теоретической астрофизики и математики.

В 1928 г. блестяще окончив университет с квалификацией астронома, В. А. Амбарцумян поступил в аспирантуру при Пулковской обсерватории, где учился и работал под руководством знаменитого русского астрофизика, академика А. А. Белопольского. В период пребывания в Пулковской обсерватории В. А. Амбарцумян выполнил и опубликовал серию ценных работ, посвященных физике Солнца, звездных атмосфер и газовых туманностей и отдельным вопросам теоретической физики.

После окончания аспирантуры в 1931 г. В. А. Амбарцумян был приглашен на работу в ЛГУ, где до 1934 г. работал в качестве доцента, а с 1934 г., после присвое-

ния ему звания профессора, занимал должность заведующего созданной им кафедры астрофизики. Начиная с 1938 г., В. А. Амбарцумян одновременно выполнял обязанности директора астрономической обсерватории ЛГУ.

Научная деятельность В. А. Амбарцумяна в первые годы пребывания в ЛГУ ознаменовалась блестящими успехами в области исследования физики звезд и газовых туманностей. Амбарцумяну принадлежит математическая трактовка сложных физических процессов, связанных со свечением газовых туманностей, выявление большой роли давления L_a излучения в туманностях, решение проблемы накопления атомов в метастабильных состояниях, разработка метода определения электронной температуры туманностей и т. д. Разработанный им метод разделения полей L_a и L_c излучения позволил ему построить теорию лучистого равновесия планетарных туманностей, являющуюся основой для всех дальнейших исследований в этом направлении, среди которых особенно ценными являются исследования ученика В. А. Амбарцумяна, выдающегося астрофизика, члена-корреспондента АН СССР В. В. Соболева.

Наряду с этим В. А. Амбарцумяном были созданы методы определения масс туманностей и газовых оболочек, окружающих звезды. Эти методы в настоящее время находят самое широкое применение.

Указанные работы стимулировали дальнейшие широкие исследования физики звезд и туманностей как у нас — в Советском Союзе, так и за рубежом и явились значительным вкладом в формирование новой отрасли науки — теоретической астрофизики. В. А. Амбарцумян одним из первых в мире и первым в Советском Союзе составил курс теоретической астрофизики и ввел его в практику преподавания в ЛГУ. В. А. Амбарцумян поистине является главой советской школы астрофизиков-теоретиков, и все крупные специалисты в этой области в той или иной мере испытали на себе его благотворное влияние.

В дальнейшем круг интересов В. А. Амбарцумяна значительно расширился и наряду с вопросами астрофизики охватил вопросы звездной астрономии и космогонии. Так, например, в большей группе его работ рассматривается проблема развития звездных систем. В основе этих работ лежит идея наличия в реальных звездных системах наряду с регулярными силами нерегулярных сил, которые часто, как, например, в случае кратных звезд и звездных скоплений, играют решающую роль в процессе их развития. Для решения этой проблемы В. А. Амбарцумян разработал новые методы статистической механики звездных систем и успешно применил их к двойным звездам и звездным скоплениям. Эти методы изучения эволюции звездных систем в дальнейшем нашли широкое применение и развитие в работах целого ряда исследователей.

Следует отметить, что лекции и доклады по статистической механике звездных систем, прочитанные В. А. Амбарцумяном в тридцатых годах в Ленинградском университете и содержавшие систематическое изложение его идей, так и остались неопубликованными. Только часть полученных результатов была напечатана затем в виде очень сжатых статей.

Результаты вышеупомянутых исследований В. А. Амбарцумяна наряду с другими результатами, относящимися, главным образом, к нестационарным звездам, коренным образом изменили существовавшее до этого времени представление о возрасте Галактики и об эволюции входящих в нее систем. Им была опровергнута „долгая шкала“ времени, по которой возраст Галактики принимался порядка 10^{13} лет, тогда как согласно В. А. Амбарцумяну возраст Галактики порядка 10^{10} лет. Этот результат вызвал вначале упорные возражения со стороны многих астрономов. Однако короткая шкала была полностью подтверждена дальнейшими исследованиями.

Упомянутые выше астрофизические и звездно-динамические исследования принесли В. А. Амбарцумяну мировую известность и создали ему огромный научный ав-

торитет. В 1939 г. он был избран членом-корреспондентом Академии наук СССР.

В 1941 г. В. А. Амбарцумян был назначен проректором ЛГУ по научной части. Во время Великой Отечественной войны он был поставлен во главе филиала ЛГУ, эвакуированного в г. Елабугу, состоящего из научно-исследовательских лабораторий университета. Под его руководством сотрудники филиала выполнили много ценных научных работ оборонного и народнохозяйственного значения, нашедших широкое применение. Лично В. А. Амбарцумян за период 1941—1943 гг. выполнил крупное исследование по теории рассеяния света в мутной среде, имеющее важное значение для многих вопросов геофизики, физики и астрофизики. Эта давно известная в науке проблема обычно сводилась к интегральному уравнению, решение которого в очень громоздкой форме находилось путем последовательных приближений. В. А. Амбарцумян применил совершенно новый метод для решения этой проблемы. Приведя задачу рассеяния света к простым функциональным уравнениям, он получил изящное и точное ее решение. Эти уравнения вошли в науку под названием „функциональных уравнений Амбарцумяна“.

В 1943 г. В. А. Амбарцумян был приглашен в Армению в связи с избранием его действительным членом и вице-президентом только что организованной Академии наук Армянской ССР. Начиная с 1944 г., он одновременно исполнял обязанности директора Ереванской астрономической обсерватории и заведовал кафедрой астрофизики Ереванского государственного университета (ЕГУ). По инициативе В. А. Амбарцумяна в 1946 г. в Бюракане началось строительство астрофизической обсерватории.

За этот период В. А. Амбарцумян закончил большой цикл работ, посвященных проблеме строения Галактики, частично выполненных в период пребывания в Ленинграде.

После установления в 30-х годах существования темной поглощающей свет материи в межзвездном пространстве основная проблема современной астрономии —

строение Галактики — заметно осложнилась. Возникла необходимость исследования природы этой материи и разработки методов учета ее влияния на результаты, получаемые из наблюдений.

В. А. Амбарцумян, совместно с Ш. Г. Горделадзе, исследуя распределение горячих звезд и диффузных туманностей, выявил клочковатую структуру межзвездной темной материи и пришел к выводу, что межзвездное поглощение обуславливается совокупностью темных облаков. Это имело существенное значение для дальнейших исследований, посвященных строению Галактики. В частности, на основе клочковатой структуры темной материи В. А. Амбарцумяном была разработана математическая теория флуктуаций в распределении звезд, яркостей Млечного Пути и внегалактических туманностей, которая в дальнейшем нашла развитие в работах его учеников и ряда зарубежных ученых (Чандрасекар, Мюнч и др.). Этими исследованиями по существу было создано новое направление в исследовании строения Галактики.

К проблеме строения Галактики относится также ряд других ценных исследований В. А. Амбарцумяна, среди которых заслуживает особого внимания разработанная им теория определения распределения пространственных скоростей звезд по их лучевым скоростям.

Новым, наиболее значительным этапом в научной деятельности В. А. Амбарцумяна являются его исследования, посвященные проблеме происхождения и развития небесных тел — одной из наиболее интересных и вместе с тем наиболее сложных проблем естествознания.

Глубокий анализ и обобщение накопившегося наблюдательного материала позволили ему в 1947 г. открыть существование в составе Галактики нового типа звездных систем, названных им звездными ассоциациями. В. А. Амбарцумяном был установлен фундаментальный факт о продолжающемся процессе звездообразования на данном этапе развития Галактики. Этим было опровергнуто общепризнанное в то время на Западе представление об одновременном происхождении звезд Галактики.

Наряду с этим лишились смысла многие чисто умозрительные попытки разрешения проблемы эволюции звезд и звездных систем. Фактически впервые за всю историю астрономии исследование указанной проблемы приобрело материальную основу — стало возможным вести исследование эволюции звезд и звездных систем путем наблюдения и изучения звезд и звездных систем, находящихся на различных этапах своего развития.

Исключительно ценным выводом для космогонии звезд явилось установление группового характера возникновения звезд. В свете нового представления В. А. Амбарцумяна о происхождении звезд постепенно стала выявляться физическая сущность и космогоническая роль кратных звезд, звездных цепочек и скоплений, а также газовых туманностей. Проведенное под руководством В. А. Амбарцумяна в Бюраканской астрофизической обсерватории изучение звездных ассоциаций привело к целому ряду исключительно ценных выводов, касающихся эволюции звезд и звездных систем.

Открытие и первые выводы исследования звездных ассоциаций привлекли внимание астрономов всего мира и вызвали к жизни широкие исследования в этом направлении во многих астрономических учреждениях мира. Этим выдающимся открытием В. А. Амбарцумян фактически положил основу новому направлению в космогонии, которое, судя по полученным результатам проводимых исследований, оказалось весьма плодотворным.

Любопытно заметить, что теоретическое предсказание (в 1949 г.) В. А. Амбарцумяна о динамической неустойчивости звездных ассоциаций и об их расширении в дальнейшем нашло блестящее подтверждение в результате анализа звездных движений ряда объектов, проведенного в Лейдене и Бюракане. Этот факт свидетельствует о большой научной интуиции и глубине научного предвидения В. А. Амбарцумяна.

В настоящее время явление расширения звездных ассоциаций легло в основу широко применяемого метода оп-

ределения возраста ряда типов звездных систем и самих звезд.

Надо отметить, что теория звездных ассоциаций стимулировала всестороннее изучение физической природы входящих в их состав тел. Среди выполненных в этом направлении многочисленных исследований особое место занимают работы В. А. Амбарцумяна, посвященные явлению непрерывной эмиссии, т. е. избытку излучения в силовном спектре, наблюдаемому у звезд типа Т Тельца и UV Кита, а также в кометарных туманностях. На основании обобщения и анализа разрозненных данных В. А. Амбарцумян установил нетепловой характер непрерывной эмиссии. Последняя вызвала большой интерес как совершенно новое физическое явление, требующее проведения дальнейшего исследования для выявления его происхождения. В настоящее время проводится большая работа по изучению этого явления как в Бюраканской обсерватории, так и в ряде зарубежных обсерваторий (Лик, Токантцингла и другие).

В последние годы В. А. Амбарцумян начал заниматься исследованием галактик и состоящих из них систем. Его взгляды на происхождение и развитие галактик, опирающиеся на выводы, полученные им из анализа данных наблюдений, заслуживают особого внимания. Следует признать фундаментальным вывод В. А. Амбарцумяна о групповом характере возникновения галактик: галактики в основном возникают в виде кратных систем и скоплений, обладающих, во многих случаях, положительной энергией, т. е. являются распадающимися системами.

Большой интерес представляет данная В. А. Амбарцумяном интерпретация радиогалактик как результат процесса деления — возникновения галактик, в противовес гипотезе столкновения галактик. Обнаруженные им голубые внегалактические объекты, являющиеся фактически особого рода карликовыми галактиками, обогащают наши представления о природе галактик и, возможно, дадут много ценного для исследования эволюции

внегалактических объектов. В настоящее время В. А. Амбарцумян продолжает свои исследования в этом направлении и можно не сомневаться, что, как всегда, так и на сей раз, цикл его работ завершится разрешением ряда кардинальных вопросов этой проблемы.

Трудно в одной статье охватить, а тем более полностью охарактеризовать, многочисленные выдающиеся труды В. А. Амбарцумяна, отличающиеся оригинальностью и глубокой идейностью, в значительной степени стимулирующие развитие мировой науки. Мы хотели лишь вкратце отметить основные этапы его творческой деятельности, положившей начало ряду новых направлений в науке, которые продолжают весьма интенсивно развиваться.

Свою научную деятельность В. А. Амбарцумян с поразительной умелостью сочетает с педагогической, научно-организационной и общественной деятельностью. Свыше 25 лет он заведует кафедрой астрофизики, сначала в ЛГУ, а потом ЕГУ. За этот период он воспитал и вырастил много высококвалифицированных астрофизиков. Многие из его учеников, работающие ныне в различных городах Советского Союза (Москва, Ленинград, Киев, Баку, Тбилиси-Абастумани, Ереван-Бюракан и т. д.), удостоены ученых степеней кандидатов и докторов наук и стали уже известными учеными.

Особенно же велики заслуги В. А. Амбарцумяна в деле организации и руководства деятельностью возглавляемых им учреждений. Ярким примером этого может служить основанная им Бюраканская астрофизическая обсерватория, которая, благодаря энергичной деятельности и таланту В. А. Амбарцумяна, за исключительно короткий период времени вышла в ряд наиболее современных астрономических учреждений. В 1947 г. В. А. Амбарцумян был избран президентом Академии наук Армянской ССР. Находясь на этом ответственном посту, он все свои силы и знания отдает делу укрепления и расширения Академии и ее научных учреждений, делу процветания советской науки.

Последний период деятельности В. А. Амбарцумяна характеризуется еще большим ростом его научного авторитета и всеобщим признанием его научных трудов. В 1953 г. он избирается действительным членом АН СССР. Он становится почетным членом и членом-корреспондентом академий и научных обществ многих зарубежных стран (Австрия, Англия, Бельгия, Германия, США и т. д.). Он был вице-президентом Международного Астрономического Союза и неоднократно принимал участие в работах международных конгрессов, конференций и совещаний.

Многогранная научная деятельность В. А. Амбарцумяна сочетается с его большой общественной деятельностью. Он является депутатом Верховного Совета СССР и членом ЦК КП Армении, председателем Армянского общества по распространению научных и политических знаний.

Советское правительство высоко оценило научную и общественную деятельность В. А. Амбарцумяна, наградив его орденом Ленина, двумя орденами Трудового Красного Знамени и медалями. Его научные труды дважды были отмечены Сталинской премией.

В. А. Амбарцумян находится в полном расцвете своих творческих сил. Он сделает еще очень много для развития советской науки и для народа, достойным сыном которого он является.

В день пятидесятилетия Виктора Амазасповичи Амбарцумяна все его ученики и сотрудники желают ему доброго здоровья, многих лет жизни и дальнейших творческих успехов.

Б. Е. Маркарян

ДВОЙНАЯ ГАЛАКТИКА М 51

Двойная галактика М 51 представляет большой интерес благодаря особенностям строения составляющих ее галактик NGC 5194 и NGC 5195 и наблюдаемой между ними связи. Первая из этих галактик, являющаяся развитой спиральной системой, связана со второй, являющейся пекулярной эллиптической галактикой, посредством одного из своих спиральных рукавов (см. фото).

Эти галактики, расстояние между центрами которых не более 4', имеют мало отличающиеся друг от друга радиальные скорости (546 км/сек и 650 км/сек соответственно). Помимо этого, вокруг них в достаточно большой области не наблюдаются галактики, близкие к ним по яркости или по радиальной скорости.

Исходя из этого, М 51 с достаточным основанием можно считать физической двойной системой. Однако отсюда еще не следует, что наблюдаемая между ее компонентами связь посредством спирального рукава реальна. Вопрос этот имеет принципиальное значение и нуждается в освещении.

Настоящая статья посвящена результатам колориметрического исследования компонентов системы М 51 и вопросу о природе связи между ними.

§ 1. МЕТОДИКА НАБЛЮДЕНИЙ И ИЗМЕРЕНИЙ

Наблюдения М 51 велись на 21₀—21" телескопе системы Шмидта в фотографических и визуальных лучах соответственно на пластинках „Kodak OaO" и „OaE", последние —

через желтый светофильтр GG 11. Наряду с изучаемыми галактиками с одинаковыми экспозициями и в одинаковых условиях производилось фотографирование звезд NPS вне фокуса. С помощью последних строились характеристические кривые, позволявшие определять почернения и перейти к звездным величинам с квадратной секунды дуги для различных площадок галактик.

Изучаемые галактики обычно фотографировались на зенитных расстояниях, близких к зенитному расстоянию полюса, так что поправки за атмосферную экстинкцию не превосходили $0^m.06$.

Измерения почернений производились на объективном микрофотометре Цейсса, с употреблением диафрагмы, вырезающей на пластинках квадратные площадки со стороной, равной $17''$.

Из полученного ряда снимков для измерения были отобраны наиболее удачные — по два комплекта в фотографических и визуальных лучах, на которых измерения почернений производились сплошным образом, т. е. определялись оптические плотности всех площадок изучаемых галактик, образующихся при проведении линий вдоль α и δ через интервал $17''$. Это осуществлялось путем смещения столика микрофотометра посредством двух координатных движений, обеспечивающих точность смещения в пределах 4—5 микронов.

При измерениях почернений точно одинаковая установка пластинок на столике микрофотометра достигалась с помощью выбранных в качестве „реперов“ звезд вокруг измеряемых галактик.

Таким образом, на двух парах пластинок были определены яркости в фотографических и визуальных лучах около 800 площадок, сплошным образом покрывающих всю область изучаемой двойной галактики.

Определенные по разным пластинкам яркости соответствующих площадок находятся в исключительно хорошем согласии. Среднеквадратичное отклонение звездных величин соответствующих площадок как в фотографических, так и в визуальных лучах не более $\pm 0^m.04$, поэтому средне-



M 51 (NGC 5194-5).

квадратичную ошибку полученных показателей цвета можно принять равной $\pm 0^m.06$. Следует здесь отметить, что, помимо известных ошибок, присущих фотографическому методу, в этом случае появляются дополнительные ошибки в связи с тем, что нельзя добиться абсолютно одинаковой установки пластинок на столике микрофотометра. Однако пробные установки и измерения одних и тех же пластинок показали, что ошибки при исключительной тщательности установки настолько малы, что можно ими пренебречь.

Специальное изучение показало, что комбинация используемых камеры, светофильтра и пластинок дает визуальную систему, несколько смещенную в сторону красной части спектра по отношению к международной системе визуальных величин, а система фотографических величин достаточно близка к международной.

Переход от полученных нами показателей цвета к международной системе можно осуществить с помощью следующего уравнения:

$$C_{int} = 0.838 (C_i + 0.029).$$

Полученные по описанному методу фотографические яркости и цвета в нашей системе даны на приведенной здесь карте распределения яркости и цвета. Каждая пара чисел карты представляет собой фотографическую звездную величину с квадратной секунды и показатель цвета площадки, прямолинейные координаты центра которой по отношению к центру галактики NGC 5194 приведены сверху соответствующего столбика и слева соответствующей строки. Обведенные жирными линиями клетки соответствуют положению спроектировавшихся на эту область звезд нашей Галактики.

§ 2. ИНТЕГРАЛЬНАЯ ЯРКОСТЬ И ЦВЕТ ГАЛАКТИК И ИХ ЯДЕР

1. На основании данных карты распределения яркости и цвета путем фотометрического суммирования были определены интегральные яркости и цвета изучаемых галактик. При этом граница между галактиками была проведена по



строке, имеющей наименьшую интегральную яркость, но была введена поправка за яркость спирального рукава галактики NGC 5194, распространяющегося до центра галактики NGC 5195. Полученные значения указанных величин, наряду с данными других исследователей, приведены в табл. 1, в которой через d обозначен поперечник измеряемой области.

Таблица 1

Автор	Метод наблюдений	NGC 5194			NGC 5195		
		m_{pg}	Cl_{int}	d	m_{pg}	Cl_{int}	d
Стеббинс [1]	Фотоэлектр.	9.0	$+0.47$	$8'.6$	10.6	$+0.77$	$4'.1$
Петтит [2]	Фотоэлектр.	8.89	0.38	8.6	10.71	0.77	4.1
Холмберг [3]	Фотограф.	8.83	0.53	14×10	10.47	0.98	9×7
Маркарян	Фотограф.	9.09	0.39	8.6×6.7	10.75	0.75	4.1×5.2

Как видно из данных табл. 1, согласие наших данных с данными Стеббинса и Петтита в общем следует признать хорошим, а расхождение с данными Холмберга надо объяснить тем, что его измерения охватывают далекие периферийные области галактик, лежащие вне пределов измеряемых нами областей.

2. Расстояние до M 51, судя по радиальным скоростям составляющих ее галактик и по наблюдаемым размерам звездных ассоциаций в NGC 5194, должно быть не менее $2.5 \cdot 10^6$ парсек. При таком расстоянии и при учете поглощения в Галактике для абсолютных фотографических величин изучаемых галактик получаются следующие значения:

$$M_{pg}(\text{NGC } 5194) = -18^m.5,$$

$$M_{pg}(\text{NGC } 5195) = -16^m.9.$$

Первую из этих величин можно считать обычной для больших спиральных систем, какой в самом деле и является NGC 5194, а значение светимости спутника показывает, что он не является карликом, а скорее близок к эллиптическим галактикам-гигантам.

Обозначим отношения масса-светимость рассматриваемых

КАРТА
РАСПРЕДЕЛЕНИЯ ЯРКОСТИ И ЦВЕТА

x"	+201	187	170	153	136	119	102	85	68	51	34	+17	0	-17	34	51	68	85	102	119	136	153	170	187	-204
+391			23.65 (0.4)				23.60 0.80		23.7 0.8	23.9 0.8	23.9 1.0	23.58 0.9	23.9 0.8	23.9 (0.7)	23.7 0.5										
374			23.7 0.8	23.7 1.0	23.9 0.9	23.9	23.7 0.8	23.59 (0.8)	23.35 0.86	23.65 0.84	23.9 0.9	23.49 0.49	23.58 0.90	23.17 0.55	23.45 0.49	23.9 1.0	23.8								
357			23.58 0.87	23.52 1.04	23.62 0.5	23.8 (0.6)	23.8 0.6	23.61 0.9	23.32 0.85	23.35 0.97	23.7 1.0	22.58 0.74	23.45 0.74	23.49 0.73	21.25 0.59	23.35 0.74	23.8								
340			23.61 0.91	23.50 0.94	23.8 0.8	23.60 0.80	23.9 1.2	23.16 0.78	23.02 0.75	23.44 0.48	23.58 1.10	23.58 1.22	23.30 0.64	23.52 0.76	23.21 0.45	23.17 0.67	23.6 0.61								
323	23.9		23.7 1.0	23.7 0.9	23.59 0.97	23.49 0.83	23.21 0.50	22.88 0.88	22.87 0.77	23.28 0.85	23.43 0.98	23.30 0.85	23.38 0.95	23.26 0.92	23.26 0.74	23.32 1.10	23.45 0.74								
301	23.9		23.8 0.6	23.43 0.73	23.27 0.89	23.25 0.89	22.53 0.86	21.81 0.58	21.86 0.74	22.44 0.90	22.95 0.96	23.23 0.97	23.24 0.91	23.17 0.74	23.09 0.53	23.21 0.81	23.35 0.69	23.7 0.8	23.8 (0.6)						
289			23.7 0.9	23.42 0.95	23.17 0.97	22.71 0.50	22.12 0.96	21.06 0.62	20.81 0.66	21.30 0.74	22.02 0.81	22.59 0.84	22.97 0.89	22.99 0.54	23.10 0.85	23.10 0.75	23.26 0.83	23.6 0.8	23.46 0.70	23.6 1.0	23.7				
272	23.8 0.6		23.52 0.71	23.35 1.04	22.88 0.99	22.04 0.90	21.88 1.00	21.95 0.75	20.99 0.74	21.18 0.81	21.72 0.81	22.11 0.90	22.63 0.81	22.89 0.67	23.10 0.64	23.03 0.58	23.32 0.69	23.57 0.89	23.30 0.89	23.61 0.5					
255	23.59 (0.4)		23.36 0.68	23.13 0.91	22.46 0.96	22.11 1.02	22.41 1.27	21.35 1.18	19.83 1.20	20.82 0.86	21.72 0.86	22.05 0.89	22.50 1.01	22.97 0.91	23.19 0.69	23.22 0.72	23.37 0.53	23.42 0.42	23.55 (0.3)	23.65	23.9				
238	23.8 0.91		23.61 0.90	23.44 0.89	22.86 0.97	22.04 0.82	22.50 1.34	21.62 1.36	20.15 1.13	21.07 0.89	21.99 1.08	22.07 0.56	22.62 0.82	23.02 0.59	23.25 0.45	23.40 0.4	23.57 (0.4)	23.48 0.4	23.42 0.2	23.50					
221	23.7 (0.5)		23.60 0.26	23.26 0.61	22.81 1.01	22.67 0.95	22.76 1.31	22.30 1.42	20.97 0.87	21.42 0.87	21.68 0.80	22.05 0.78	22.50 0.50	22.97 0.80	23.20 0.67	23.38 0.63	23.51 0.60	23.56 0.6		23.7					
201	23.7 0.5		23.51 0.73	22.92 0.72	22.54 0.70	23.22 0.50	22.91 1.16	22.51 1.10	22.05 1.12	22.26 1.11	22.67 1.02	22.94 0.86	23.18 0.77	23.40 0.69	23.50 0.1	23.49 1.01	23.40 6.4								
187	23.9		23.43 0.39	22.97 0.77	22.92 0.71	23.26 0.81	23.26 0.74	23.11 0.78	23.23 1.02	23.34 1.03	23.08 0.92	23.57 0.65	23.6 0.4	23.6 0.1	23.7	23.9	23.9								
170	23.9		23.35 0.47	22.92 0.60	23.19 0.78	23.01 0.61	23.14 0.79	23.19 0.56	23.45 0.77	23.32 0.87	23.60 0.58	23.34 0.19	23.11 0.67	23.43 0.7	23.7	23.9									
153			23.30 0.62	22.71 0.59	22.56 0.51	22.98 0.78	22.92 0.52	22.97 0.81	23.05 0.60	22.85 0.66	22.84 0.74	22.85 0.71	22.55 0.45	22.91 0.70	23.23 0.67	23.53 0.77									
136	23.8		22.95 0.22	22.66 0.70	22.95 0.47	22.77 0.77	22.20 0.47	22.47 0.77	21.41 0.48	21.07 0.16	21.60 0.55	21.72 0.42	21.81 0.68	22.33 0.55	22.61 0.62	22.84 0.71	23.32 0.71	23.64							
119	23.63		22.67 0.51	22.75 0.60	23.22 1.07	22.62 0.77	22.11 0.32	21.05 0.11	21.05 0.24	21.42 0.49	21.82 0.67	22.11 0.79	22.05 0.64	22.10 0.62	21.43 0.18	21.62 0.44	21.99 0.40	22.67 0.23	23.35 0.51						
102	23.7		22.36 0.3	22.70 0.45	22.82 0.67	22.50 0.63	21.69 0.33	10.70 0.07	21.31 0.49	21.64 0.61	21.72 0.61	21.91 0.48	21.85 0.52	21.66 0.42	21.85 0.16	21.49 0.31	21.56 0.24	22.16 0.39	22.35 0.34	23.45					
85	23.53		22.44 0.43	22.42 0.73	22.05 0.48	21.72 0.56	21.69 0.61	10.81 0.21	21.73 0.78	22.01 0.77	22.11 0.67	22.19 0.70	22.27 0.79	22.03 0.62	21.97 0.53	22.22 0.65	22.24 0.59	22.54 0.64	22.15 0.38	22.58 0.41	23.65	23.9			
68	23.6		22.59 0.55	22.05 0.32	21.72 0.24	21.41 0.24	21.05 0.26	20.9 0.36	21.64 0.6	22.28 0.81	22.11 0.75	21.9 0.79	21.51 0.61	21.80 0.61	22.05 0.86	22.04 0.61	22.26 0.52	22.43 0.55	22.23 0.61	22.16 0.40	22.91 0.49	23.7			
51	23.62		22.76 0.53	22.19 0.30	21.47 0.23	21.60 0.44	21.56 0.52	21.53 0.65	21.83 1.01	22.28 0.89	21.32 0.48	21.40 0.61	21.43 0.68	21.51 0.70	21.78 0.81	21.30 0.46	21.79 0.65	22.18 0.54	22.58 0.59	22.42 0.41	22.42 0.33	23.32	23.9		
34	23.40 0.75		22.81 0.47	22.43 0.58	22.01 0.56	21.35 0.29	21.65 0.59	21.38 0.57	21.95 0.71	22.07 0.90	21.48 0.61	21.23 0.55	21.21 0.66	21.42 0.71	21.72 0.57	21.35 0.43	21.98 0.50	22.21 0.55	22.61 0.50	22.50 0.13	23.01 0.16	23.7 (0.6)			
+17	23.54		22.92 0.21	22.34 0.55	21.56 0.85	22.02 0.50	21.24 0.35	21.43 0.57	21.71 0.60	21.75 0.76	21.0 0.41	20.21 0.43	20.69 0.73	20.63 0.64	21.45 0.78	21.51 0.81	21.91 0.81	21.51 0.44	21.95 0.68						
0	23.8		23.20 0.52	22.42 0.46	22.12 0.55	22.37 0.57	21.0 0.4	21.4 0.48	21.83 0.79	21.65 0.72	20.48 0.29	19.93 0.71	18.62 0.60	19.95 0.59	21.07 0.64	21.82 0.75	21.76 0.70	21.45 0.54	21.34 0.39	22.03 0.44	22.59 0.64	22.52 0.42	23.40 0.3	23.9	
-17	23.7		23.21 0.21		22.06 0.44	22.40 0.59	21.81 0.43	20.82 0.23	21.28 0.31	21.64 0.77	21.05 0.58	20.39 0.59	19.81 0.68	20.56 0.55	21.32 0.66	21.56 0.41	21.26 0.56	21.36 0.40	21.88 0.36	22.21 0.41	22.21 0.36	22.40 0.25	23.02 0.01	23.8	
34	23.9		23.21 0.01	22.71 0.51	22.25 0.44	22.35 0.34	22.44 0.40	21.34 0.39	20.88 0.37	21.54 0.73	21.51 0.71	21.36 0.76	21.17 0.68	21.51 0.83	21.60 0.61	22.09 0.79	21.59 0.54	21.12 0.29	21.40 0.35	22.23 0.49	21.89 0.32	22.35 0.37	23.02 0.36	23.9	
51	23.58 0.5		23.42 (0.2)	22.74 0.39	22.35 0.47	22.53 0.37	22.70 0.40	22.45 0.71	21.14 0.42	20.92 0.42	21.73 0.72	21.75 0.91	21.77 0.86	21.51 0.69	21.67 0.60		21.02 0.52	21.12 0.30	21.54 0.35	22.15 0.67	22.31 0.51	22.10 0.12	22.78 0.21	23.40 0.21	
68			23.20 (0.0)	22.71 0.15	22.29 0.33	22.25 0.29	22.75 0.40	22.58 0.55	21.94 0.45	21.38 0.48	21.06 0.38	21.10 0.40	21.31 0.62	21.74 0.52	22.11 0.73	21.72 0.46	21.31 0.42	21.22 0.33	22.08 0.60	22.48 0.48	22.31 0.33	22.40 0.42	22.15 0.50	23.50 0.3	
85			23.08 -0.1	22.31 0.25	21.68 0.05	22.46 0.36	23.05 0.68	22.66 0.50	22.42 0.55	22.09 0.55	21.17 0.36	21.52 0.36	21.74 0.48	21.95 0.57	21.54 0.37	21.69 0.53	20.97 0.24	22.32 0.44	22.86 0.41	22.47 0.27	22.59 0.26	22.64 0.18	23.27 0	23.9	
102			23.65	22.77 0.14	21.76 0.07	21.84 0.25	22.75 0.56	22.52 0.39	22.52 0.19		22.01 0.37	21.66 0.28	21.50 0.20	21.37 0.20	21.74 0.37	21.42 0.20	21.09 0.22	22.58 0.38	22.90 0.45	22.58 0.23	22.49 0.27	22.55 -0.18	23.17 0.33		
119				23.25 0.0	22.30 0.25	21.41 0.18	2.31 0.38	22.36 0.43	22.23 0.30	22.07 0.34	22.02 0.41	22.02 0.45	21.79 0.43	22.14 0.63	21.55 0.42	21.35 0.25	21.65 0.25	22.41 0.10	22.68 0.12	22.59 0.37	22.39 0.38	22.40 0.32	23.14 -0.1		
136					23.17 0.0	22.46 0.38	22.32 0.21	22.42 0.39	22.60 0.68	22.74 0.58	22.32 0.60	22.27 0.60	21.87 0.41	21.60 0.40	21.72 0.37	21.95 0.41	21.95 0.35	22.33 0.24	22.60 0.29	22.64 0.39	22.79 0.29	23.40 0.2	23.36 0.2		
153					23.6	22.89 0.41	22.27 0.60	22.86 0.11	21.94 0.19	22.06 0.14	21.78 0.23	21.63 0.09	22.65 0.07	22.03 0.26	22.40 0.06	22.76 0.47		22.81 0.48	22.69 0.24	22.85 0.54		23.51			

мых галактик, выраженные в солнечных единицах, через k_1 и k_2 ; тогда для отношения масс этих галактик будем иметь:

$$\frac{M(\text{NGC } 5194)}{M(\text{NGC } 5195)} = 10^{0.64} \frac{k_1}{k_2}$$

Согласно Шварцшильду [4], можно принять $\frac{k_1}{k_2} = \frac{1}{25}$. При

этом значении $\frac{k_1}{k_2}$ масса NGC 5195 будет на полпорядка

больше массы NGC 5194. Правда, принятое для $\frac{k_1}{k_2}$ значение

нельзя считать твердо установленным, но это обстоятельство

не может существенно изменить полученный результат, так

как принятое для $\frac{k_1}{k_2}$ значение вряд ли можно увеличить бо-

лее чем в пять раз, при котором масса NGC 5195 получится

все же равной массе NGC 5194.

Таким образом, мы приходим к выводу, что галактика

NGC 5195, известная в литературе как спутник NGC 5194,

является гигантской галактикой, обладающей достаточно

большой светимостью и огромной массой — порядка масс

больших спиральных галактик.

3. Для определения яркостей и цветов ядер изучаемых

галактик были получены специальные снимки с малыми эк-

спозициями. Эти снимки измерялись круглыми диафрагмами,

вырезающими на пластинках площадки диаметром 18 и 9".

Первая из этих диафрагм по размеру совпадает с диафраг-

мой, употребленной Петтитом [2] при фотоэлектрических

измерениях ядер ряда галактик, в том числе NGC 5194 и

5195. Результаты наших измерений, наряду с данными Пет-

Таблица 2

Автор	Поперечник диафрагмы	NGC 5191		NGC 5195	
		m_{pg}	Cl_{int}	m_{pg}	Cl_{int}
Петтит [2]	18"	12.79 ^m	+0.47 ^m	12.51 ^m	+1.03 ^m
Маркарян	18	12.47	0.51	12.84	0.97
Маркарян	9	13.99	1.03	13.51	1.29

тре, равном 18", значительно ярче ядра NGC 5195. По данным же Петтита должна была наблюдаться обратная картина. Любопытно отметить, что при перестановке местами данных Петтитом значений яркостей ядер галактик NGC 5194 и NGC 5195 получается хорошее согласие с нашими данными. Это обстоятельство наводит на мысль, что при записи или обработке материалов у Петтита эти две галактики были, по всей вероятности, перепутаны между собой.

В третьей строке табл. 2 приведены звездные величины и показатели цвета ядер изучаемых галактик при диаметре диафрагмы, равном 9", освобожденные от влияния яркостей и цвета внешних накладывающихся на ядро слоев. Учет влияния последних велся путем вычитания из наблюдаемой яркости ядра яркости непосредственно окружающего его фона. В этом случае ядро NGC 5195 оказывается ярче ядра NGC 5194. Любопытно, что цвет ядра NGC 5194 при переходе от диафрагмы 18" к 9" претерпевает резкий скачок—от значения $+0^m.51$ к $+1^m.08$; это свидетельствует о том, что плоская составляющая в этой галактике, подобно галактике M 33, распространяется почти до ее центра. Данное заключение подтверждается непосредственными наблюдениями звездных ассоциаций с отрицательными показателями цвета на расстоянии всего 20" от центра галактики.

Обращают на себя внимание яркости ядер изучаемых галактик, в особенности же ядро галактики NGC 5195. Их фотоприграфические абсолютные величины при принятом выше для M 51 расстоянии имеют следующие значения:

$$M_{pg} (\text{ядро NGC 5194}) = -13^m.6,$$

$$M_{pg} (\text{ядро NGC 5195}) = -14^m.1.$$

Судя по полученным для ядер цветам, они должны, в основном, состоять из красных звезд.

Например, показатель цвета ядра NGC 5195 равняется $+1^m.3$. Такие показатели цвета имеют карлики спектрального типа М, а также гиганты поздних подразделений типа К и ранних подразделений типа М. Следовательно, это ядро должно состоять, в основном, из звезд указанных типов. Если допустить, что красные карлики обуславливают хотя бы десятую долю наблюдаемой светимости ядра, то число их получается порядка $10^9 - 10^{10}$, которое даст невероятно большую звездную плотность, в $10^4 - 10^6$ раза превосходящую плотность звезд в окрестности Солнца.

Это обстоятельство неминуемо приводит к выводу, что *светимость ядер в основном обуславливают красные гиганты.*

§ 3. РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ЯРКОСТИ И ЦВЕТА

По данным карты распределения яркости и цвета путем фотометрического суммирования были определены средние яркости и соответствующие им цвета в концентрических кольцах, расположенных вокруг центра галактики NGC 5194 с нарастающими каждый раз на $17''$ расстояниями.

В этих же кольцах по площадкам, расположенным в областях между спиральными рукавами, были определены средние яркости и цвета так называемого непрерывного фона галактики.

Полученные данные представлены на рис. 1 и 2, на которых по оси абсцисс отложены радиусы внешних окружностей колец, а по оси ординат в первом случае отложены средние фотографические величины с квадратной секунды, а во втором — показатели цвета.

На рис. 1 сплошная кривая дает распределение яркости в зависимости от расстояния до центра галактики для всей галактики, а прерывистая кривая — распределение яркости непрерывного фона галактики. Как видно из рисунка, интенсивное убывание яркости наблюдается до расстояния

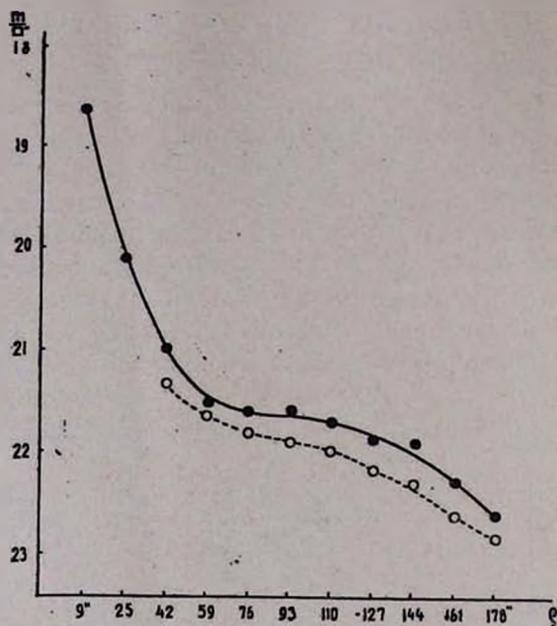


Рис. 1. Распределение яркости в NGC 5191. Сплошная линия для всей галактики, а прерывистая — для ее непрерывного фона.

одной минуты от центра галактики, а дальше, вплоть до краев галактики, яркость убывает весьма медленно. Что касается разницы между двумя кривыми, то ее обуславливают спиральные рукава.

На рис. 2 сплошная кривая представляет собой зависимость показателя цвета от расстояния до центра галактики для всей галактики, а прерывистая кривая дает ту же зависимость для непрерывного фона галактики. Из рисунка видно, что цвет в центральной области вокруг ядра галактики почти не меняется — на расстоянии одной минуты от центра происходит некоторое покраснение, после чего *галактика в целом довольно интенсивно синееет по мере удаления от центра.*

Расположение прерывистой кривой выше сплошной свидетельствует о том, что непрерывный фон для заданного расстояния от центра галактики краснее галактики в целом, но цвет его, вопреки распространенному мнению, *не остается*

ся постоянным — близким к цвету ядра, а довольно заметно синее по мере удаления от центра галактики. Такое же явление было обнаружено нами [5] в галактике М 101, в связи с чем было высказано мнение, что это явление,

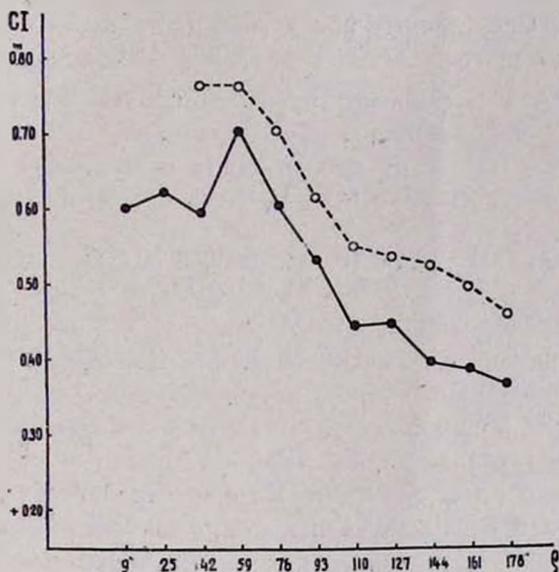


Рис. 2. Распределение цвета в NGC 5194. Сплошная линия для всей галактики, а прерывистая — для ее непрерывного фона.

которое сильнее выражено в галактиках с развитой спиральной структурой, в той или иной степени должно наблюдаться во всех спиральных галактиках, как результат смешивания с общим галактическим полем звезд распадающихся ассоциаций.

Что же касается цвета спиральных рукавов, то надо сказать, что наблюдаемый показатель цвета вдоль рукавов систематически, хотя и с небольшими колебаниями, убывает, т. е. рукава в общем синее при удалении от центра галактики. Однако следует принять во внимание, что наблюдаемый цвет рукавов не дает полного представления об их собственном цвете, так как он представляет собой общий цвет двух составляющих — самого рукава и накладывающе-

гося на него непрерывного фона галактики. Собственный цвет рукавов, получаемый из соответствующих яркостей, определяемых путем фотометрического вычитания из наблюдаемой интегральной яркости каждого упомянутого выше кольца в целом яркости его непрерывного фона, меняется незаметно. Собственные показатели цвета рукавов при переходе от одного кольца к другому меняются в пределах $\pm 0^m 13$, а суммарный показатель собственного цвета рукавов получается порядка нуля. Суммарная же собственная яркость спиральных рукавов в синих и желтых лучах составляет соответственно $\frac{1}{6}$ и $\frac{1}{8}$ часть общей яркости галактики.

§ 4. НАБЛЮДАЕМАЯ АСИММЕТРИЯ В РАСПРЕДЕЛЕНИИ ЯРКОСТИ И ЦВЕТА

На передержанных красных снимках галактика NGC 5195 имеет правильную эллиптическую форму, вытянутую по прямому восхождению. Однако на нормальных снимках, в особенности же в синих лучах, выявляются значительные структурные нерегулярности, вызванные темными включениями в главное тело этой галактики. На снимках бросается в глаза асимметрия в распределении яркости по отношению к малой оси галактики—западная ее половина тянется значительно дальше восточной половины и заметно ярче ее. Наши измерения полностью подтверждают сказанное и наряду с этим показывают, что юго-восточная половина значительно краснее северо-западной половины. Это значит, что асимметрия в распределении яркости сопровождается асимметрией в распределении цвета, откуда неминуемо вытекает их взаимная связь.

Изучение распределения яркости и цвета в галактике NGC 5194 показывает, что и в этом случае имеется асимметрия, которая, правда, не бросается в глаза на снимках, но довольно заметна по данным измерений. Эта галактика несколько вытянута по склонению; малая ось, по отношению которой наблюдается асимметрия, тянется почти по прямому восхождению.

На рис. 3 представлены зависимости показателя цвета от расстояния до центра галактики, для ее северной (сплош-

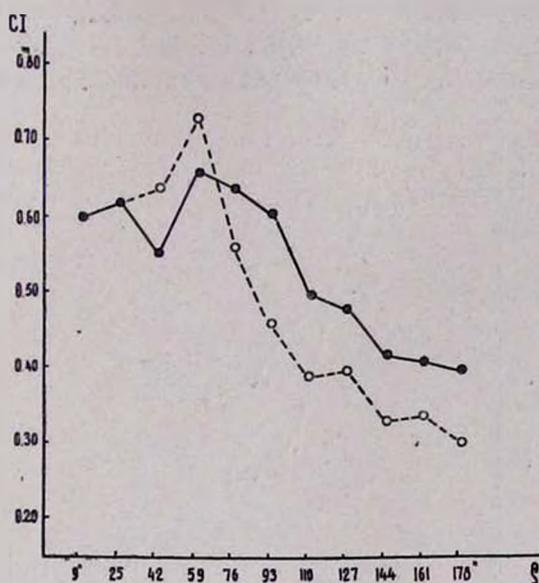


Рис. 3. Распределение цвета в северной (сплошные кружки) и южной (пустые кружки) половинах NGC 5194.

ные кружки) и южной (пустые кружки) половин в отдельности. Те же самые зависимости для непрерывного фона галактики представлены на рис. 4. Приведенные кривые показывают значительное расхождение в распределении цвета по отношению малой оси галактики: северная половина галактики заметно краснее южной половины.

Асимметрия становится более наглядной, когда мы сравниваем данные фотометрических разрезов, проведенных параллельно малой оси галактики, т. е. по прямому восхождению.

На рис. 5 приведены интегральные фотографические звездные величины (сплошная кривая) и соответствующие показатели цвета (прерывистая кривая) разрезов, расстояния которых от центра галактики NGC 5194 отложены по оси абсцисс в секундах дуги. По оси ординат с левой стороны отложены фотографические звездные величины, а с правой стороны — показатели цвета.

Сплошная кривая имеет два максимума, соответствующие положениям ядер галактик. Из рис. 5 сразу видно отсутствие симметрии в распределении как яркости, так и цвета.

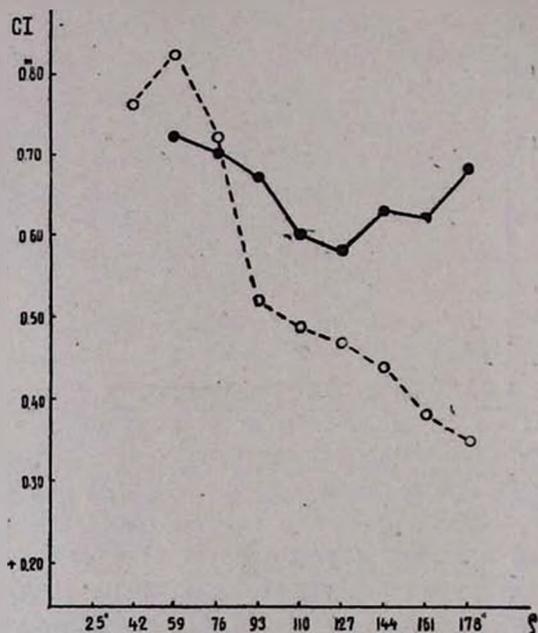


Рис. 4. Распределение цвета непрерывного фона NGC 5194 в северной (сплошные кружки) и южной (пустые кружки) половинах.

При симметричном распределении яркости левая половина кривой яркости NGC 5194, начиная с расстояния $120''$, и правая половина кривой яркости NGC 5194 с расстояния $190''$ должны были занимать положения, проведенные пунктиром. В результате сложения яркостей перекрывающихся частей галактик кривая распределения яркости в промежутке между галактиками должна была бы пройти по крестикам, положения которых определены путем фотометрического сложения яркостей, соответствующих пунктирным линиям. Это значит, что в промежутке между галактиками наблюдается большой дефицит яркости.

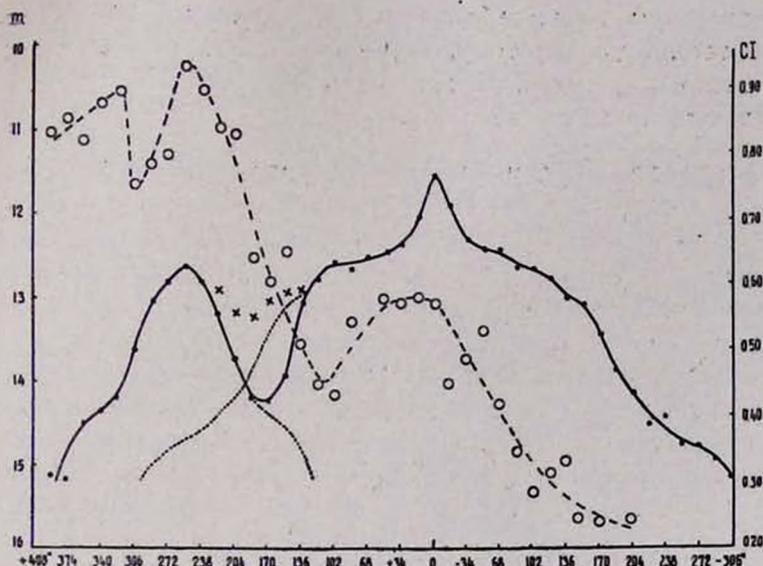


Рис. 5. Распределение яркости (сплошная кривая) и цвета (прерывистая кривая) по фотометрическим разрезам, проведенным вдоль координаты α в области М 51.

Наряду с этим показатели цвета в разрезах северной половины NGC 5194 больше, чем в соответствующих разрезах южной половины (прерывистая кривая, рис. 5). Объяснить это наложением на северную половину NGC 5194 периферийных частей галактики NGC 5195, обладающей красным цветом, невозможно, так как в промежутке между этими галактиками одновременно наблюдается дефицит яркости, который распространяется на значительную часть северной половины NGC 5194. Наложение здесь играет некоторую роль, в особенности в области NGC 5195, но наличие дефицита в яркости и одновременно наблюдаемое покраснение естественнее всего объяснить *действием темной материи*, отдельные уплотнения которой в виде туманностей хорошо выделяются на снимках, полученных в синих лучах.

Судя по данным карты распределения яркости и цвета, поглощение растет по мере продвижения от галактики NGC 5194 к NGC 5195, в области которой, включая и ее

центральную часть, наблюдаются значительные темные туманности. Судя по этому, светимость этой галактики, следовательно и ее масса, должны быть еще больше, чем их значения, приведенные в § 2.

§ 5. ПРИРОДА СВЯЗИ NGC 5195 СО СПИРАЛЬНЫМ РУКАВОМ NGC 5194

Как уже отмечалось, существование физической связи между галактиками NGC 5194 и NGC 5195 не вызывает сомнения. Здесь будет идти речь о природе наблюдаемой между ними связи посредством спирального рукава.

Ряд исследователей [6, 7] склонен признать эту связь реальной, исходя из наличия связи в виде тонких перемычек между компонентами ряда двойных и кратных галактик, обнаруженных в последние годы со стороны Цвикки, а также исходя из наличия двух-трех почти аналогичных с М 51 случаев двойных систем.

Специальный просмотр почти половины карт Паломарского атласа показывает, что действительно не так уж редко в двойных и кратных системах (в особенности среди слабых галактик) наблюдается связь между компонентами в виде слабых перемычек. Но такая связь, которая наблюдается в системе М 51, где один из компонентов связан с концом мощного спирального рукава другого компонента, обладающего нормальной спиральной структурой, *наблюдается очень редко*.

Из числа сравнительно ярких галактик нам известны лишь две системы, подобные М 51; это NGC 7752—53 и NGC 5278—79. При переходе к слабым галактикам число таких систем возрастает незаметно.

Поскольку связь, о которой идет речь, наблюдается достаточно редко, то нельзя априори признать ее реальной, так как возможность случайного проектирования одного из компонентов на рукав другого компонента или наоборот не исключена. Такого мнения относительно системы NGC 5194—95 придерживается Холмберг [8], исходя из того, что соединяющий спутник рукав несколько выходит за пределы его главного тела. Это, между прочим, подтверждается нашими колориметрическими измерениями и хорошо вид-

по на аналитических снимках Цвикки. Однако, разумеется, сказанное обстоятельство само по себе, не может опровергнуть возможность реального характера связи между рукавом и спутником.

Вопрос этот заслуживает более обстоятельного внимания, так как при реальной природе связи наблюдаемую картину можно рассматривать как определенную фазу в эволюции двойных систем.

Если плоскость симметрии главного компонента системы, с рукавом которого связан спутник, образует с небесной сферой малый угол, то, очевидно, связь будет реальной при условии в точности одинакового от нас расстояния компонентов системы. В противном случае связь будет нереальной — наблюдаемой в результате случайного проектирования спутника на рукав главного компонента или наоборот. Допустим, что спутник находится ближе к нам и вычислим вероятность случайного проектирования спутника на конец рукава главного компонента. Для этой цели на конце рукава выделим участок с поперечником ρ , равным ширине самого рукава. Обозначим его расстояние от центра галактики через R , а поперечник спутника через r . Положение этого участка будем считать фиксированным. Для того чтобы в проекции спутник и указанный участок имели по крайней мере одну общую точку, необходимо, чтобы выполнялись следующие два условия:

1. Проекция истинного радиуса-вектора спутника должна находиться в интервале $R - \frac{1}{2}(r + \rho)$ и $R + \frac{1}{2}(r + \rho)$, т. е. центр спутника должен проектироваться на кольцо, заключенное между окружностями с радиусами $R - \frac{1}{2}(r + \rho)$ и $R + \frac{1}{2}(r + \rho)$.

2. Центр спутника на указанном кольце должен попасть в окружность, описанную вокруг центра фиксированного участка рукава, с радиусом $S = \frac{1}{2}(r + \rho)$.

Если опишем вокруг центра главного компонента сферу с радиусом d , равным истинному расстоянию между центрами компонентов, то вероятность выполнения первого условия будет равна вероятности нахождения центра спутника на шаровом поясе, проекцией которого будет упомянутое выше кольцо.

Эта вероятность — P_1 определяется отношением поверхностей указанного шарового пояса и полусферы (рис. 6), т. е.

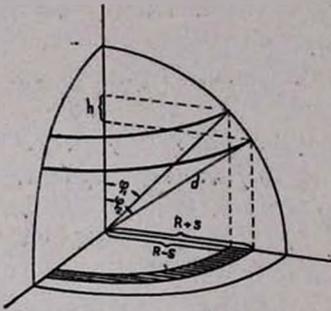


Рис. 6.

$$P_1 = \frac{2\pi dh}{2\pi d^2} = \frac{h}{d},$$

где через h обозначена высота шарового пояса.

Вероятность же выполнения второго условия равна отношению площадей указанных в условии круга и кольца при наличии одного спирального рукава у главного компонента системы.

Но поскольку спиральные галактики имеют обычно несколько рукавов, то, обозначая число их через n , для вероятности выполнения второго условия получим следующее выражение:

$$P_2 = \frac{n \pi S^2}{\pi [(R+d)^2 - (R-S)^2]} = \frac{nS}{4R}.$$

Очевидно, интересующая нас вероятность P случайного проектирования спутника на конец одного из спиральных рукавов главного компонента долучится умножением приведенных выше двух вероятностей P_1 и P_2 :

$$P = \frac{nhS}{4dR}.$$

Из рис. 6 видно, что

$$h = d (\cos \varphi_1 - \cos \varphi_2),$$

$$\cos \varphi_1 = \frac{1}{d} \sqrt{d^2 - (R-S)^2}.$$

$$\cos\varphi_2 = \frac{1}{d} \sqrt{d^2 - (R + S)^2}.$$

Поэтому для Р получим следующее окончательное выражение:

$$P = \frac{n S}{4dR} \left[\sqrt{d^2 - (R - S)^2} - \sqrt{d^2 - (R + S)^2} \right].$$

Входящие в эту формулу величины легко определяются из наблюдений, за исключением истинного расстояния между центрами компонентов системы — d, которое можно положить равным λR, и, давая λ различные значения, вычислить соответствующие вероятности.

Для системы М 51 имеем:

$$n = 2, R = 4', r = 2'.0, \rho = 0'.4, S = 1'.2.$$

Вычисленные по этим данным вероятности, соответствующие различным значениям λ, приведены в табл. 3.

Таблица 3

λ	1.3	1.5	2.0	2.5	3.0
Р	1/8	1/17	1/38	1/62	1/94

Поскольку при реальной связи истинное расстояние спутника от главного компонента d будет равно наблюдаемому расстоянию R, то для качественной проверки природы связи нас должны интересовать вероятности случайного проектирования, получаемые при значении d, несущественно отличающегося от R. Для таких случаев, как видно из данных вышеприведенной таблицы, вероятность случайного проектирования очень большая — больше 0.1.

Наряду с этим, принимая во внимание, что системы типа М 51 составляют сравнительно незначительную долю двойных галактик, мы приходим к выводу, что в подавляющем большинстве случаев наблюдаемая в системах типа М 51 связь носит нереальный характер. Исключение могут составлять системы, обладающие особыми признаками, явно свидетельствующими о реальной природе связи.

Таких признаков почти не наблюдается в системе М 51. Единственный признак, говорящий в пользу реальной связи, — это наблюдаемая небольшая деформация соединяющего спутник рукава, которая может иметь место и в том случае, если спутник находится несколько дальше по лучу зрения, так как последний обладает огромной массой, не уступающей массе главного компонента.

Остальные же признаки: а) расположение рукава по отношению NGC 5195 и его продолжение за пределы главного тела последней, б) наличие и характер распределения темной материи в области NGC 5195, в) превышение радиальной скорости NGC 5195 над таковой главного компонента, наряду с большим значением вероятности случайного проектирования, приводят нас к выводу, что *наблюдаемая в М 51 связь нереальная, а является результатом проектирования рукава галактики NGC 5194 на галактику NGC 5195.*

Этим можно объяснить наблюдаемую асимметрию в распределении яркости и цвета в NGC 5195. Тем не менее остаются непонятными полученный дефицит яркости и сравнительно большие показатели цвета в северной половине галактики NGC 5194.

В этой связи можно высказать предположение о несовпадении плоскостей темной материи и системы звезд в этой галактике, явление, которое наблюдается и в нашей Галактике, согласно исследованиям астрономов Абастуманской обсерватории [9—11].

Принимая во внимание положение NGC 5195 по отношению к NGC 5194, можно допустить, что указанное явление, т. е. наклон плоскости темной материи по отношению к экваториальной плоскости галактики, вызван действием давления света, исходящего из NGC 5195, а может быть и ее приливными воздействиями.

В измерениях и вычислениях настоящей работы принимал участие Ю. Калантарян.

Июль, 1958

Բ. Ե. ՄԱՐԳԱՐՅԱՆ

Մ 51 ԿՐԿՆԱԿԻ ԳԱԼԱԿՏԻԿԱԿ

Ա մ փ ո փ ու մ

Կատարվել է մանրազնին գունաչափական հետազոտությունները Մ 51 կրկնակի գալակտիկայի բաղադրիչների՝ NGC 5194 ու NGC 5195 համար և քննարկվել նրանց միջև դիտվող կապը: Ստացվել է բացարձակ պայծառության և գույնի բաշխումն աղբյուրակազմակերպության տիրույթում, որի հիման վրա և որոշվել նրանց ինտեգրալ պայծառություններն ու գույները: Լուսանկարչական ճառագայթներում նրանց ինտեգրալ աստղային մեծությունների համար ստացվել են՝ $9^m.09$ և $10^m.75$, իսկ գույների համար, համապատասխանաբար՝ $0^m.39$ և $0^m.75$: Միջուկների լուսանկարչական աստղային մեծությունները հավասար են՝ $13^m.99$ և $13^m.51$, սրանց համապատասխան գույնի ցուցիչները՝ $1^m.08$ և $1^m.09$ ՝ միջազգային սխեմանում:

Պայծառությունների և գույնի բաշխման ուսումնասիրությունը բերում է այն եզրակացության, որ NGC 5194 սպիրալաձև գալակտիկան զգալիորեն կապտում է նրա կենտրոնից հեռանալիս: Այդ երևույթը պայմանավորված է գալակտիկայի թևերի ու նրա անընդհատ ֆոնի ազդեցությամբ, քանի որ վերջինս իր հերթին կապտում է գալակտիկայի կենտրոնից հեռանալիս: Թևերի սևիական գույնը փոփոխվում է աննշան չափով՝ նրանց երկայնքով շարժվելիս գույնի ցուցիչները տատանվում են $\pm 0^m.13$ սահմաններում: Թևերի գումարային պայծառությունը լուսանկարչական և վիզուալ ճառագայթներում կադմում է գալակտիկայի ամբողջ պայծառության $1/5$ և $1/8$ մասը համապատասխանաբար:

Պայծառությունների և գույնի բաշխման մեջ բացահայտվել է ասիմետրիա՝ ուսումնասիրված գալակտիկաների փոքր առանցքների նկատմամբ՝ որը հետևանք է այդ գալակտիկաների միջև ընկած տիրույթում դիտվող կլանող նյութի ազդեցության:

Ուսումնասիրությունը ցույց է տալիս, որ NGC 5194-ի և NGC 5195-ի միջև դիտվող կապը (թևի միջոցով) հետևանք է թևի պատահական պրոեկտման՝ NGC 5195-ի վրա:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. J. Stebbins a. A. Whitford, Ap. J., 115, 284, 1952.
2. E. Pettit, Ap. J., 120, 413, 1954.
3. E. Holmberg, Medd. Lund Obser., Ser. II, № 136, 1958.
4. M. Schwarzschild, A. J., 59, 273, 1954.
5. Б. Е. Маркарян, Сообщ. Бюраканской обсерв., 24, 1958.
6. В. А. Амбарцумян, Изв. АН АрмССР, IX, 23, 1956.
7. Б. А. Воронцов-Вельяминов, Астр. журнал, XXXIV, 8, 1957.
8. E. Holmberg, Medd. Lund Obser., Ser. I, № 170, 1950.
9. Е. К. Харадзе, Бюлл. Абастуманской обсерв., 12, 1952.
10. Д. Ш. Хачтаси, Бюлл. Абастуманской обсерв., 18, 29, 1955.
11. А. Ф. Торонджадзе и Т. А. Кочлашвили, Бюлл. Абастуманской обсерв., 20, 41, 1956.

А. Т. Каллоглян

КОЛОРИМЕТРИЯ ГАЛАКТИК С ПЕРЕМЫЧКОЙ

Сообщение II

В первом сообщении [1] мы привели результаты колориметрического исследования двух галактик с перемычкой: NGC 7479 и 1023. В настоящей статье приводятся результаты исследования двух других галактик с перемычкой: NGC 936 и 7723.

Наблюдательный материал был получен методом двух-этажной кассеты на 21—21" телескопе системы Шмидта Бюраканской обсерватории. В синих лучах снимки были получены без фильтра на пластинках „Агфа астро-платтен“ и „Кодак Оа—О“, а в желтых лучах через светофильтр типа GG—11 на пластинках „Кодак Оа—Е“. Замена пластинок „Агфа астро-платтен“ пластинками „Кодак Оа—О“ почти не меняет нашу цветовую систему. Поэтому мы пользуемся полученной нами ранее связью между показателями цвета в нашей и международной цветовых системах:

$$C_{I_{int}} = 0.838 (C_I + 0.029),$$

где C_I — показатель цвета в нашей системе. Фотографическая система звездных величин почти не отличается от международной.

Звездные величины с квадратной секунды для различных площадок изучаемых галактик были определены с помощью характеристических кривых, построенных по звездам сравнения, выбранным около этих галактик. Звездные величины звезд сравнения были определены путем их сопоставления с Северным Полярным рядом. Для этой цели

производилось не менее четырех наблюдений. Средняя квадратичная ошибка определенных для звезд сравнения величин порядка $\pm 0^m.05$.

Измерение галактик производилось сплошным образом на шнелфотометре Цейсса с диафрагмой, вырезавшей на пластинках кружок с диаметром 9". Расстояние между центрами двух соседних площадок равнялось 5'.7, т. е. измеряемые площадки перекрывали друг друга как по горизонтали, так и по вертикали. Такое измерение давало возможность более уверенного изучения распределения яркости и цвета в этих галактиках. Для определения же интегральных звездных величин галактик они были дополнительно измерены квадратной диафрагмой, вырезавшей на пластинке площадку со стороной 11'.4 таким образом, чтобы расстояние между центрами двух соседних площадок также равнялось 11'.4. В каждом цвете были измерены две пластинки.

1. NGC 936 — спиральная галактика типа SBa в созвездии Кита, $\alpha_{1950} = 02^h 25^m 1. s$, $\delta_{1950} = -01^{\circ} 22'$. Эта галактика имеет яркую перемычку размерами около 0.3×1.5 . Вне перемычки простирается сплошной фон с убывающей наружу яркостью. Сама галактика похожа на заполненную букву θ . Размеры галактики на наших снимках равны 2.5×2.5 .

Интегральная звездная величина галактики вычислялась путем фотометрического сложения интенсивностей отдельных ее участков (по сплошным измерениям с помощью квадратной диафрагмы). Интегральная фотографическая звездная величина получилась равной $11^m.45$. Петтит [2] получил для той же величины значение $11^m.33$ при использовании диафрагмы диаметром в 4'.1.

Показатели цвета нами были измерены лишь в области с размерами 2.0×2.0 вокруг центра. Для этой части галактики фотографическая звездная величина оказалась равной $11^m.75$, а показатель цвета в международной цветовой системе — равным $1^m.05$. Центральная часть галактики была

измерена с квадратной диафрагмой со стороной 17". Показатель цвета центральной части получился равным $1^m 09$ в международной системе. По Петтиту показатель цвета галактики равен $0^m 95$. Холмберг [3] измерил эту галактику в области вокруг центра с размерами 6.3×5.5 . Для фотографической величины он получил значение $11^m 21$, а для показателя цвета $0^m 88$.

Таким образом, из этих данных вытекает, что галактика NGC 936 по мере удаления от ядра медленно синееет.

На рис. 1 приведена кривая распределения яркости и цвета вдоль перемычки NGC 936. По оси ординат (левая

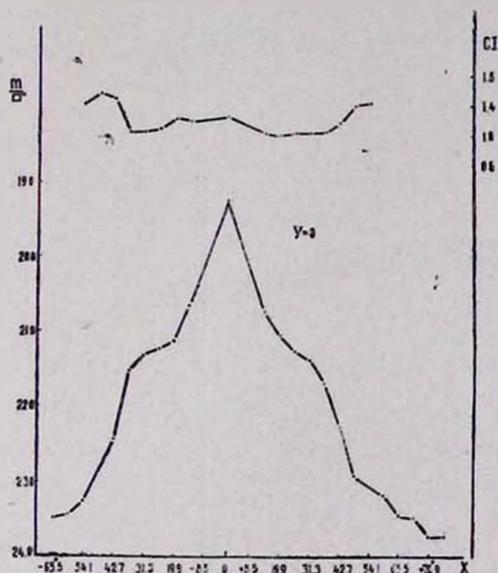


Рис. 1. Распределение яркости и цвета вдоль перемычки NGC 936.

шкала) отложена яркость в синих лучах с квадратной секунды, а по оси абсцисс — расстояние от ядра в секундах дуги; на всех рисунках знак „плюс“ соответствует той части галактики, которая находится к востоку от малой оси (оси, проходящей через ядро перпендикулярно перемычке), а знак „минус“ — к западу. Показатели цвета (правая шкала) даны

в нашей цветовой системе (это относится ко всем приводимым рисункам).

Из рис. 1 видно, что распределение яркости вдоль перемычки симметрично по отношению к ядру галактики; при этом яркость падает довольно медленно. В конце перемычки, на расстоянии около 45" от центра галактики, где начинается непрерывный фон, происходит резкое падение яркости, после чего она опять убывает медленно.

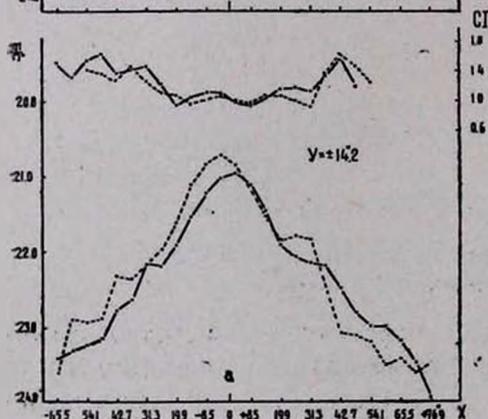
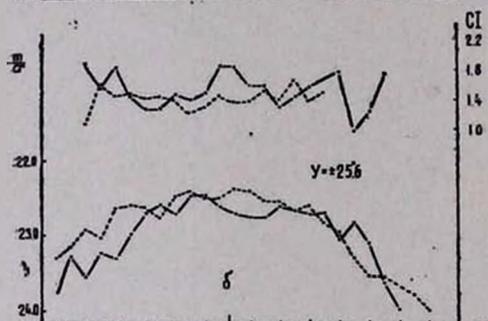
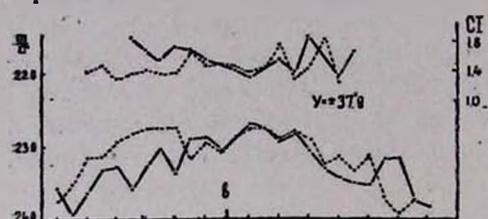


Рис. 2. Распределение яркости и цвета по разрезам, параллельным перемычке NGC 936.

галактики, где начинается непрерывный фон, происходит резкое падение яркости, после чего она опять убывает медленно.

Распределение цвета показывает, что цвет вдоль перемычки почти не меняется. В среднем, перемычка менее красная, чем ядро: ее интегральный показатель цвета равен $0^m 90$, т. е. на $0^m 15$ меньше показателя цвета ядра.

На рис. 2а, б и в приведены кривые распределения яркости и цвета по разрезам, параллельным перемычке. Пунктирные кривые соответствуют части галактики, находящейся к северу от перемычки, а сплошные кривые — к югу. Значение расстояния

У каждого разреза от перемычки в секундах дуги указано на рисунках.

Сравнение кривых соответствующих разрезов показывает, что ход изменения яркости почти одинаков по обе стороны от перемычки. При удалении от последней кривые становятся более пологими, как и следовало ожидать. Сравнение кривых распределения яркости и цвета данного разреза показывает, что в среднем при возрастании яркости происходит убывание показателя цвета. Помимо этого, начиная от расстояния примерно $30''$ от центра фон становится более красным, чем ядро. Таким образом, упомянутое выше посинение галактики при увеличении ее размеров, по видимому, начинается с расстояния больше одной минуты от ядра.

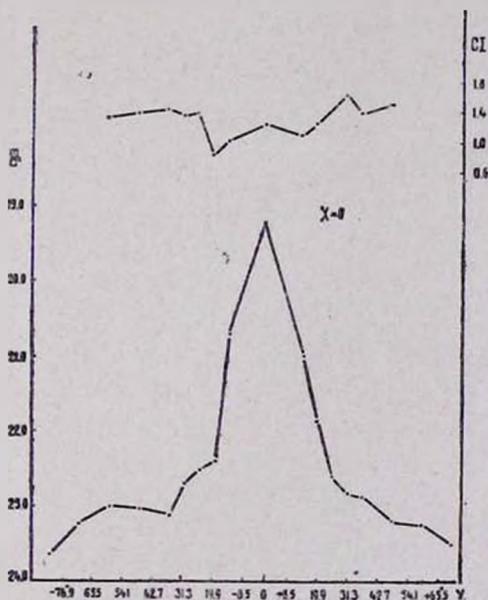


Рис. 3. Распределение яркости и цвета по малой оси NGC 936.

II. NGC 7723 — спиральная галактика типа SBb в созвездии Водолея ($\alpha_{1950} = 23^{\text{h}}36^{\text{m}}4^{\text{s}}$, $\delta_{1950} = -13^{\circ}14'$). Эта галактика имеет неяркую перемычку, с двух концов которой выходят слабо выраженные ветви. Размеры галактики на

наших снимках 2.0×1.6 . Интегральная звездная величина, соответствующая этой области, равна $11^m.98$. Интегральный показатель цвета в международной системе равен $0^m.65$. Для указанных величин Петтит [2] с диафрагмой 2.3 получил соответственно $12^m.04$ и $0^m.59$. Звездная величина и цвет ядра с диафрагмой 11.4 по нашим измерениям равны $14^m.80$ и $0^m.95$. Соответствующие значения у Петтита при диафрагме 0.4 равны $14^m.23$ и $0^m.71$.

Как и в случае NGC 936, на рис. 4 и 5а, б, в приведены кривые распределения яркости и цвета вдоль перемычки, вдоль малой оси и по разрезам, параллельным перемычке. Все обозначения те же, что и для NGC 936.

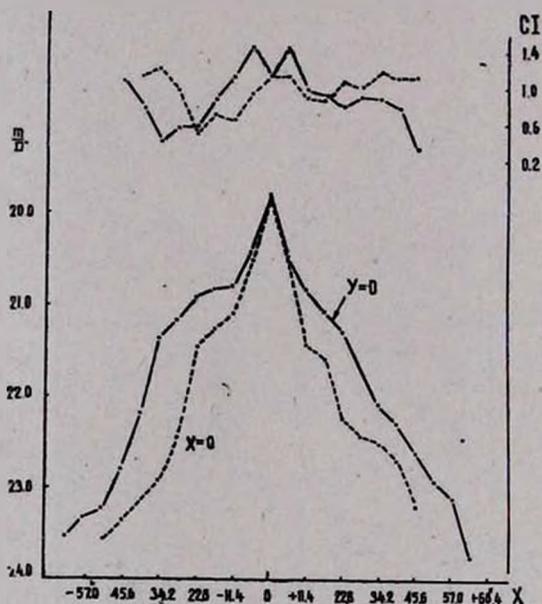


Рис. 4. Распределение яркости и цвета вдоль перемычки ($Y = 0$) и малой оси ($X = 0$) NGC 7723.

Сравнение этих рисунков показывает, что цвет перемычки менее красный, чем цвет ядра. Показатель цвета вдоль перемычки убывает начиная от ядра, т. е. она синее по мере удаления от центра. Такой же результат нами был

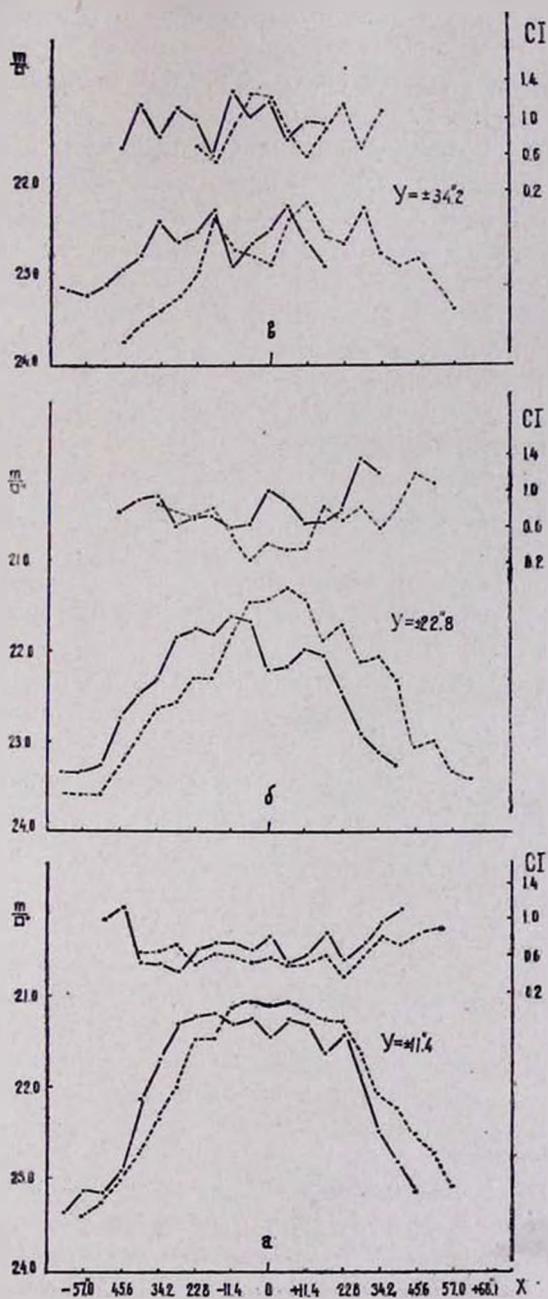


Рис. 5. Распределение яркости и цвета по разрезам, параллельным перемычке NGC 7723.

получен для перемычки NGC 7479, также принадлежащей к типу SBb [1].

Кривые распределения яркости по симметричным относительно перемычки разрезам ясно показывают расположение ветвей. Как и в случае NGC 936, увеличение яркости сопровождается уменьшением показателя цвета, с тем различием, что это явление более сильно выражено в NGC 7723. Это различие может быть вызвано наложением на общий фон галактики яркости образований плоской составляющей.

Сравнение колориметрических данных относительно перемычек четырех галактик NGC 936, 1023, 7479 и 7723 приводит к следующим выводам:

1. Перемычки изученных нами галактик более голубые, чем их ядра. Эта тенденция слабо выражена у NGC 1023 типа SBO.

2. Перемычки галактик типа SBO и SBa (NGC 936, 1023) имеют более красный цвет, чем перемычки галактик типа SBb (NGC 7479, 7723).

3. Наблюдается изменение цвета вдоль перемычек галактик типа SBb, тогда как для галактик типов SBO и SBa такое явление не наблюдается.

По-видимому, указанные различия обусловлены возрастающей ролью плоской составляющей в перемычках галактик типа SBb.

Июнь, 1958

Ա. Տ. ՔԱԼԼՕՂԼԵԱՆ

ՉՈՂԻԿԱՎՈՐ ԳԱԼԱԿՏԻԿԱՆԵՐԻ ԳՈՒՆԱԶԱՓՈՒԹՅՈՒՆ

Հազարդում 2

Ա մ փ ո փ ո լ մ

Աշխատանքում բերված են NGC 936 և 7723 ձողիկավոր գալակտիկաների գունաչափական հետազոտության արդյունքները:

Դիտումները կատարվել են Բյուրականի աստղադիտարանի 21"—21" Շմիդտի սիստեմի դիտակի վրա երկհարկանի կասետայի մեթոդով: Համեմատման աստղերի աստղային մեծությունների որոշման համար կատարվել է առնվազն չորս դիտում:

Գալակտիկաների չափումները կատարվել են թիթեղների վրա 9" տրամագծով շրջան կտրող դիաֆրագմայի օգնությամբ ամպեոս, որ չափված երկու հարեան տիրույթները, որոնց կենտրոնների հեռավորությունն է 5".7, ծածկեն իրար: Ինտեգրալ աստղային մեծությունների որոշման նպատակով գալակտիկաները համատարած չափվել են նաև 11".4 կողմ ունեցող դիաֆրագմայի միջոցով:

NGC 936—SBa տիպի ձողիկավոր գալակտիկա: Ինտեգրալ աստղային մեծությունը և գույնի ցուցիչն ըստ մեր չափումների համապատասխանաբար ստացվել են 11^m.75 և 1^m.05՝ 2'.0×2'.0 տիրույթի համար: Պայծառության և գույնի բաշխումը գալակտիկայի տարբեր հատույթներով տրված է գծ. 1—3-ում: Ձողի գույնի ցուցիչն ավելի փոքր է, քան միջուկինը: Գույնի փոփոխություն ձողի երկարությամբ գրեթե չի նկատվում: Պայծառության բաշխումը ձողի երկարությամբ սիմետրիկ է միջուկի նկատմամբ: Ձողից դուրս տարածվում է անընդհատ ֆոն, որը սկսած 30" հեռավորությունից՝ հաշված գալակտիկայի կենտրոնից՝ ավելի կարմիր է, քան միջուկը: Ընդհանրապես, նկատվում է գույնի ցուցիչի նվազում պայծառության աճմանը զուգընթաց:

NGC 7723—SBb տիպի ձողիկավոր գալակտիկա: 2'.0×1'.6 տիրույթում ինտեգրալ աստղային մեծությունը և գույնի ցուցիչը համապատասխանաբար ստացվել են՝ 11^m.88 և 0^m.65: Միջին հաշվով ձողն ավելի կապույտ է, քան միջուկը: Նկատվում է գույնի ցուցիչի նվազում ձողի երկարությամբ կենտրոնից դեպի եզրերը շարժվելիս: Նման արդյունք նախկինում ստացվել էր նաև SBb տիպին պատկանող NGC 7479 գալակտիկայի վերաբերյալ [1]: Գույնի ցուցիչի նվազումը պայծառության աճմանը զուգընթաց NGC 7723-ի մոտ արտահայտված է ավելի խիստ կերպով, քան NGC 936-ում: Դա կարող է հետևանք լինել թևերի առկայությանը NGC 7723 գալակտիկայում:

Ուսումնասիրված չորս գալակտիկաների (NGC 936, 1023, 7479, 7753) ձողերի վերաբերյալ գունաչափական հետազոտությունն արդյունքների համեմատումը ցույց է տալիս, որ SBb տիպի գալակտիկաների ձողերն ավելի կապույտ են, քան SBO և SBA տիպի գալակտիկաներինը: Ձողի երկարությամբ գույնի փոփոխությունն նկատվում է SBb տիպի գալակտիկաներում (NGC 7479 և 7723), մինչդեռ SBA (NGC 936) և SBO (NGC 1023) տիպի գալակտիկաներում արդպիսի երևույթ չի նկատվում:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. А. Т. Қаллоглян, ДАН АрмССР, XXVI, 4, 1958.
2. E. Pettit, Ap. J., 120, 413, 1954.
3. E. Holmberg, Medd. Lunds Obser., Ser. II, № 136, 1958.

К. А. Григорян

ПОЛЯРИЗАЦИОННЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ μ ЦЕФЕЯ

В настоящей статье приведены результаты электрополяриметрического исследования звезды μ Цефея, которая, как известно [1], входит в состав звездной ассоциации Цефея II. Фотовизуальная звездная величина μ Цефея равна 3^m 99, спектральный тип M2 Ia.

Наблюдения были проведены в течение трех сезонов— в ноябре и октябре 1954 года, в октябре 1956 года и в течение 1957 года—на звездном электрофотометре Бюраканской обсерватории. Посредством указанного электрофотометра [2] возможно получить звездные величины, цветовые эквиваленты и параметры поляризации. Однако при переходе от колориметрических наблюдений к поляризационным необходимо было разобрать оптическую часть фотометра и установить поляризатор, так как в старой конструкции электрофотометра невозможно было одновременно вести электрофотометрические и электрополяриметрические наблюдения. Необходимые детали для полного автоматического включения и выключения поляризатора в фотометре были недавно изготовлены механиком А. А. Аствацатрянном в механической лаборатории Бюраканской обсерватории.

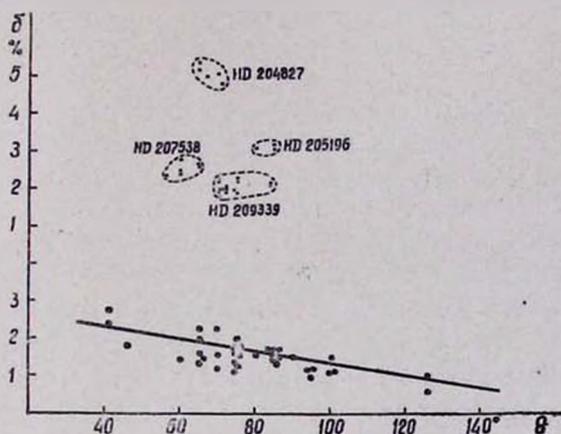
Результаты первого сезона электрополяриметрических наблюдений звезды μ Цефея и стандартных звезд HD 207538, 209339, 204827, 205196 приведены в [3], где и изложена подробно методика наблюдений, а результаты наблюдений остальных двух сезонов (1956 и 1957 гг.) приведены в настоящей статье (таблица). Средние отклонения одного наблюдения для δ и θ составляют соответственно 0.2° и 4°.

№	Звезды	Дата	δ °/′	θ °	№	Звезды	Дата	δ °/′	θ °
1	HD204827	23.7.57 г.	5.1	70	39	HD209339	5.9.57	1.8	68
2		25.7.57	5.4	65	40		21.9.57	2.0	70
3		28.7.57	5.2	65	41		21.9.57	2.0	70
4	HD205196	23.7.57	3.2	85	42	μ Цеф.	11.10.56	1.6	86
5		24.7.57	3.1	85	43		8.10.56	0.6	126
6		28.7.57	3.1	80	44		9.10.56	1.0	126
7	HD207538	23.7.57	2.4	60	45		22.7.57	2.3	70
8		25.7.57	2.6	65	46		23.7.57	2.3	65
9		28.7.57	2.6	65	47		24.7.57	1.6	65
10		24.8.57	2.8	60	48		28.7.57	2.0	65
11		24.8.57	2.5	60	49		28.7.57	1.5	85
12	HD209339	11.10.56	2.2	84	50		29.7.57	1.6	85
13		20.10.56	2.1	84	51		30.7.57	1.7	85
14		23.7.57	1.9	75	52		21.7.57	1.4	60
15		24.7.57	1.9	75	53		21.7.57	1.6	70
16		25.7.57	2.0	74	54		21.7.57	1.7	75
17		28.7.57	2.0	71	55		22.7.57	1.8	75
18		29.7.57	2.1	72	56		23.7.57	1.6	80
19		29.7.57	2.0	71	57		24.7.57	1.4	85
20		29.7.57	1.9	71	58		24.7.57	1.4	65
21		30.7.57	2.0	70	59		24.8.57	1.2	70
22		21.8.57	2.0	71	60		24.8.57	1.4	75
23		21.8.57	2.2	69	61		24.8.57	1.4	65
24		21.8.57	2.3	70	62		24.8.57	1.3	75
25		22.8.57	2.2	75	63		24.8.57	1.2	75
26		22.8.57	2.3	75	64		29.8.57	1.6	85
27		22.8.57	2.3	70	65		29.8.57	1.5	85
28		23.8.57	1.9	69	66		29.8.57	1.6	85
29		24.8.57	1.9	70	67		29.8.57	1.0	95
30		24.8.57	2.0	70	68		29.8.57	1.1	95
31		24.8.57	2.0	69	69		29.8.57	1.6	75
32		29.8.57	1.9	72	70		4.9.57	2.0	75
33		29.8.57	1.9	70	71		4.9.57	1.8	75
34		29.8.57	2.0	70	72		5.9.57	1.5	90
35		29.8.57	1.8	69	73		5.9.57	1.2	95
36		4.9.57	1.8	70	74		21.9.57	1.1	100
37		4.9.57	1.9	70	75		21.9.57	1.1	100
38		5.9.57	1.9	70	76		21.9.57	1.2	95

Из таблицы видно, что параметры поляризации (δ и θ) звезды μ Цефея не остаются постоянными, тогда как у стандартных звезд не наблюдается за это время заметного изменения δ и θ .

На рисунке показана зависимость между параметрами поляризации δ и θ для звезды μ Цефея и для стандартных звезд. Черные кружки соответствуют результатам

отдельных наблюдений μ Цефея, а результаты для стандартных звезд представлены точками, которые скучиваются — для каждой звезды в отдельности — в небольшой области.



Из рисунка видно, что между значениями величин δ и θ , полученными для звезды μ Цефея, существует некоторая корреляция. По всей вероятности, наблюдаемые нами изменения параметров поляризации для μ Цефея реальны и было бы интересно выявить причину этих изменений.

Нами проведено также сравнение параметров поляризации с относительными звездными величинами звезды μ Цефея. Для этого с помощью звезды сравнения HD 209339 были получены относительные звездные величины μ Цефея в синих лучах ($\lambda 4500\text{\AA}$): они оказались величинами порядка $0^m 10$ — $0^m 20$. Сопоставление полученных результатов показывает, что изменения величин δ и θ происходят независимо от изменений относительных звездных величин μ Цефея в синих лучах.

Май, 1958

Վ ՅԵՅԵՅ ԱՍՏԳԻ ԲԵՎԵՌԱԶԱՓԱԿԱՆ ԴԻՏՈՒՄՆԵՐԸ

Ա մ փ ո փ ու մ

Ներկա աշխատանքում բերված են 1956—1957 թթ. Վ ՅԵՖԵԿԼԻ աստղի համար կատարված բևեռաչափական դիտումների արդյունքները, որոնք խմբավորված են աղյուսակում: Գծազրույթ պատկերված է բևեռացման աստիճանի (δ) և բևեռացման հարթության ուղղության (θ) կապը իրարից, որտեղից երևում է, որ նշված մեծությունները հաստատուն չեն:

Կատարված է նաև համեմատություն δ և θ մեծությունների և Վ ՅԵՖԵԿԼԻ աստղի հարարերական աստղային մեծությունների միջև: Համեմատությունից պարզվում է, որ δ -ի և θ -ի փոփոխությունները պայմանավորված չեն Վ ՅԵՖԵԿԼԻ աստղի հարարերական աստղային մեծությունների փոփոխությամբ:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. В. А. Амбарцумян, ДАН АрмССР, XVI, № 3, 1957.
2. К. А. Григорян, Сообщ. Бюраканской обсерв., 22, 34, 1957.
3. К. А. Григорян, Сообщ. Бюраканской обсерв., 22, 49, 1957.

Г. С. Бадалян

ОБ ИЗМЕНЕНИИ ЦВЕТА ЗВЕЗД ТИПА Т ТЕЛЬЦА

За последние годы В. А. Амбарцумян дал фундаментальный анализ наблюдающегося у ряда нестационарных объектов явления непрерывной эмиссии, связанного с процессами выделения внутризвездной энергии [1]. Исходя из актуальности этой проблемы, мы нашли целесообразным произвести двухцветные фотографические наблюдения некоторых неправильных переменных звезд типа Т Тельца.

В этой статье приводятся результаты колориметрических наблюдений Т Тельца, UX Тельца, RY Тельца и AG Дракона.

Наблюдения были выполнены, начиная с 8 августа 1954 г., с помощью двойного астрографа Бюраканской обсерватории.

Для определения фотографических звездных величин были использованы пластинки „Ильфорд зенит“, а для фотовизуальных величин — „Ильфорд HP3“ с желтым светофильтром, пропускающим начиная от λ 4800 Å. Звездные величины звезд сравнения определены привязкой к звездам Северного Полярного Ряда. Измерения негативов производились на объективном микрофотометре Цейсса. Среднее квадратичное отклонение звездных величин в фотографических лучах звезд сравнения равнялось $\pm 0^m 05$, а в фотовизуальных $\pm 0^m 06$.

Звезда Т Тельца. Переменность звезды Т Тельца, как известно, в 1852 г. открыл Хайнд. Вокруг этой звезды бы-

ла обнаружена переменная кометообразная туманность NGC 1550 („туманность Хайнда“).

Интересно отметить, что блеск этой звезды, согласно сводной кривой, составленной А. М. Лозинским [2], претерпевал сильные изменения, доходящие до четырех и больше звездных величин (от $9^m 0$ до $13^m 5$) в эпоху J.D. 2400000—2421000. Начиная с J.D. 2421000, изменения блеска были незначительными.

По данным Джоя [3], звезда Т Тельца с 1940 до 1944 г. имела постоянную яркость, примерно $9^m 0$, за исключением одного случая, когда 4 декабря 1942 г. яркость ее была равна $10^m 0$. Спектральный тип Т Тельца dGe5, абсолютная величина в системе Моунт Вилсон + $5^m 0$.

На протяжении 1954—1956 гг. удалось измерить блеск звезды Т Тельца на 26 парах снимков в фотографических и фотовизуальных лучах. Карта окрестности Т Тельца изображена на рис. 1. Звездные величины звезд сравнения в

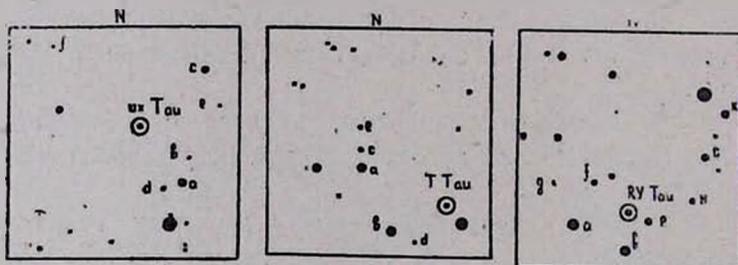


Рис. 1.

фотографических и фотовизуальных лучах приведены в табл. 1.

Полученные фотографические и фотовизуальные величины, а также показатели цвета, приведены в табл. 2.

По нашим наблюдениям, блеск Т Тельца в эту эпоху колебался от $10^m 50$ до $11^m 5$ в фотографических лучах и от $9^m 83$ до $10^m 20$ в фотовизуальных. Таким образом, изменение блеска в визуальных лучах незначительно. Показатель цвета колебался в интервале от $0^m 61$ до $1^m 39$. Из данных табл. 2 следует также, что ослабление блеска Т Тельца в фотографических лучах сопровождается увели-

Таблица 1

Звезды сравнения Т Тельца				Звезды сравнения UX Тельца			
звезда	m _{рг}	m _{рв}	CI	звезда	m _{рг}	m _{рв}	CI
a	^m 9.88	^m 9.73	+0.15	a	^m 9.98	^m 10.13	-0.15
b	10.74	10.25	+0.49	b	11.24	10.37	+0.87
c	11.35	10.62	+0.73	c	12.27	10.62	+1.65
d	11.75	10.80	+0.95	d	12.09	10.80	+1.29
e	11.15	10.32	-1 0.83	e	11.79	10.87	+0.92
				f	12.55	11.10	+1.45

Таблица 2

J. D.	Т Тельца			UX Тельца		
	m _{рг}	m _{рв}	CI	m _{рг}	m _{рв}	CI
2434979.448	^m 10.77	^m 9.93	^m 0.84	^m 12.30	^m 10.52	^m 1.78
981.510	10.90	10.10	0.80	12.47	10.80	1.67
990.444	10.90	9.97	0.93	11.73	10.70	1.03
992.441	10.93	10.00	0.93	12.33	10.83	1.50
995.542	10.70	10.03	0.67	12.00	10.77	1.23
2435014.382	10.60	9.87	0.73	12.08	10.70	1.38
015.404	10.50	9.89	0.61	12.10	10.90	1.20
015.452	10.67	9.80	0.77	12.07	—	—
016.379	11.09	10.00	1.09	12.18	10.56	1.02
017.365	11.10	10.00	1.10	11.63	10.70	0.93
021.267	11.07	10.00	1.07	12.27	10.60	1.67
022.427	10.49	9.79	0.52	12.20	10.65	1.55
023.552	10.65	10.00	0.65	12.25	10.63	1.62
125.235	11.07	10.03	1.04	12.13	10.92	1.21
126.280	11.03	9.87	1.16	12.07	10.52	1.55
127.274	10.80	10.10	0.80	12.07	10.50	1.57
128.245	10.89	10.00	0.89	12.40	10.53	1.87
188.514	11.47	10.13	1.34	11.73	10.56	1.17
190.483	11.20	10.10	1.10	—	—	—
240.333	11.07	10.10	1.97	(13)	10.93	(2.07)
243.331	11.10	10.10	1.10	11.50	10.67	0.83
244.357	11.13	10.20	0.93	11.73	—	—
246.371	11.20	10.17	1.03	11.70	10.56	1.14
249.266	10.87	10.20	0.77	11.63	10.63	1.00
306.351	11.50	10.11	1.39	12.18	10.80	1.38
308.261	11.27	10.07	1.20	11.80	10.73	1.07

чением показателя цвета. Например, когда фотографические звездные величины были равны $11^m 50$, $11^m 47$, $10^m 70$ и $10^m 50$, показатель цвета был равен $1^m 37$, $1^m 34$, $0^m 67$ и $0^m 61$ соответственно. Из этих данных вытекает, что изменение цвета Т Тельца обусловлено главным образом изменением фотографических величин.

Возрастание показателя цвета при убывании фотографической величины, как известно, установлено также у звезды Т Ориона [4]. Такой же результат получен нами в отношении AG Дракона.

Звезда UX Тельца ($BD + 17^{\circ}736$). Переменность UX Тельца в 1917 г. открыл Лока [5]. Фотографические наблюдения были произведены П. П. Паренаго [6] и другими. Было установлено, что блеск UX Тельца колебался в интервале от $10^m 5$ до $13^m 4$ в фотографических лучах. Согласно ряду наблюдений на Маунт Вилсоне с 1941 по 1944 г. UX Тельца имела блеск порядка $10^m 5$ в визуальных лучах.

Звезда UX Тельца является тесной двойной системой, слабый компонент которой является красным карликом, имеющим визуальный блеск 13^m . Расстояние между компонентами равняется $5''.7$ [3].

Полученные нами фотографические и фотовизуальные величины и показатели цвета UX Тельца приведены в табл. 2, а звездные величины звезд сравнения в табл. 1. Карта окрестности UX Тельца изображена на рис. 1.

Наши измерения на 23 парах снимков показали, что блеск UX Тельца в фотографических лучах колебался в интервале от $11^m 50$ до 13^m (табл. 2). В скобках приведено предельное значение звездной величины, когда звезда не была видна. В фотовизуальных же лучах изменение блеска было незначительным — от $10^m 50$ до $10^m 93$.

Показатель цвета UX Тельца колеблется в пределах от $0^m 83$ до $2^m 07$, и это сопровождается параллельным изменением фотографических величин. По данным Джоя [3], показатель цвета UX Тельца был $+1^m$. Но, к сожалению, мы не имеем данных о блеске звезды для этого времени, чтобы сравнить с нашими результатами.

Звезда RY Тельца. Начиная с 1921 г. до настоящего времени разными авторами произведено около 1360 наблюдений звезды RY Тельца, но не определены изменения цвета, необходимые для установления характера изменений ее блеска. Известно лишь, что по измерениям Коллинса показатель цвета RY Тельца равен $+0^m.93$, но неизвестно, какой фазе блеска соответствует это значение [7].

П. Н. Холопов [8] на основании всех наблюдательных материалов сделал сводный анализ и выяснил, что характер изменений блеска RY Тельца со временем меняется. Блеск звезды в визуальных лучах колеблется от $8^m.6$ до $10^m.0$, а в фотографических — от $10^m.1$ до $12^m.3$; последнее относится к промежутку времени от J. D. 2416869 до J. D. 2434769.

По данным каталога Биделмана, спектр RY Тельца меняется в пределах от dF8e до dG2e.

Начиная с осени 1954 г. по осень 1956 г., нами было получено 15 пар снимков для фотографических и фотовизуальных лучей одновременно.

Звездные величины звезд сравнения приведены в табл. 3. Поскольку использованные нами звезды сравнения

Таблица 3

Звезды сравнения	Бадалян			Холопов и Адольфсон	Спектр
	m_{pg}	m_{rv}	CI	m_{rk}	
a	8.62	8.32	$+0.30$	8.74	A ₂
b	9.70	3.90	$+0.80$	9.76	G ₃
c	10.62	8.46	$+0.17$	10.50	A ₀
e	11.35	9.25	$+2.10$	11.38	K ₂
k	10.47	8.68	$+1.79$	—	—
i	12.04	—	—	11.92	F ₅
g	12.38	—	—	12.36	A ₀
h	12.03	—	—	—	—

в большинстве случаев те же, что и у П. Н. Холопова и Адольфсона [8], в табл. 3 приведены также их усредненные звездные величины звезд сравнения. Карта окрестности RY Тельца изображена на рис. 1. Полученные фотографические и фотовизуальные величины и показатели цвета RY Тельца приведены в табл. 4. Из этих данных следует, что

изменение блеска в основном происходит в фотографических лучах — от 10^m 93 до 12^m 17. Изменение блеска в фотовизуальных лучах — от 10^m 07 до 10^m 47, т. е. фотографическая амплитуда втрое больше фотовизуальной.

Показатель цвета изменяется в интервале от 0^m 70 до 1^m 68. Увеличение показателя цвета сопровождается ослаблением блеска в фотографических лучах.

Таблица 4

J. D.	m _{pg}	m _{pv}	CI	J. D.	m _{pg}	m _{pv}	CI
2434979.420	11.23 ^m	—	—	2435394.313	11.80 ^m	10.40 ^m	1.40 ^m
2435013.434	11.10	10.07 ^m	1.03 ^m	395.339	11.83	10.40	1.43
016.395	11.27	10.27	0.94	397.357	12.03	10.35	1.68
022.292	11.93	10.13	0.80	399.297	11.80	10.30	1.50
126.239	—	10.17	—	427.365	—	—	—
127.274	11.70	10.30	1.40	745.351	12.17	10.47	1.70
128.351	11.77	10.27	1.50	748.319	11.99	10.47	1.52
339.317	11.33	10.10	1.23	748.361	12.03	10.45	1.58
393.316	11.80	10.40	1.40	751.493	12.00	—	—
393.376	11.70	10.30	1.40				

Звезда AG Дракона (BD + 67°922). Исследованием этой звезды впервые занимались Янсен и Высотский в 1943 г. [9]. Они заметили эмиссионные линии водорода и гелия в ее спектре. В том же году Вилсон обнаружил в ее спектре эмиссионные линии водорода, нейтрального и ионизованного гелия [10]. В 1952 г. Роман обнаружила сильные изменения в спектре этой звезды [11].

Интерес к этой звезде особо возрос после того, как В. А. Амбарцумян в 1954 г. выступил с соображениями, говорящими о том, что звезда AG Дракона, вероятно, является неправильной переменной типа Т Тельца.

А. С. Шаров, обрабатывая 30 наблюдений этой звезды, установил ее переменность с амплитудой примерно 2^m 0 [12]. А. Д. Бериев, обработав 155 наблюдений, охватывающих период 1941—1955 гг., получил для фотографической амплитуды изменения блеска этой звезды значение, равное около 2^m 5 (от 8^m 9 до 11^m 4) [13].

По данным Венцеля, основанным на обработке 210

наблюдений, изменение блеска в фотографических лучах произошло в интервале от $9^m 1$ до $11^m 2$ [14]. В. П. Цесевичем определены показатели цвета на 27 парах негативов, полученных с 1951 г. [15].

В Бюраканской астрофизической обсерватории в последние годы нами были получены 54 пары снимков в фотографических и фотовизуальных лучах.

В табл. 5 приведено сравнение фотографических звездных величин звезд сравнения, определенных независимо В. Венцелем [14] и нами [16] (в таблице все звезды, кроме одной, обозначены разными буквами). Разница находится в пределах ошибок наблюдений.

Полученные фотографические и фотовизуальные величины, а также показатели цвета, приведены в табл. 6. Из этих данных следует, что в рассматриваемом промежутке времени изменение блеска AG Дракона происходит в пределах от $10^m 17$ до $11^m 37$ —в фотографических лучах — и от $9^m 05$ до $9^m 57$ —в фотовизуальных. Часто, в случае

близких друг к другу эпох, звезда AG Дракона имеет почти постоянный блеск, а иногда, в течение нескольких суток и даже за более короткий промежуток времени, уже наблюдается значительное изменение блеска в фотографических лучах.

Показатели цвета AG Дракона меняются от $0^m 80$ до $1^m 80$; эти изменения обусловлены, в основном, изменениями фотографической величины.

В марте 1952 г. Роман определила фотоэлектрические звездные величины и показатель цвета AG Дракона в системе Джонсона [11]. Для визуальной величины она получила $9^m 44$, а показатель цвета В—У (синий—желтый) равен $+0^m 88$. Интересно отметить, что примерно такая же оценка звездных величин и показателя цвета в фотографических и фотовизуальных лучах получена нами по наблюдениям в августе 1954 г. В момент одного наблюдения AG Дракона фотовизуальная звездная величина была равна $9^m 37$, а по-

Таблица 5

Венцель		Бадаляни	
	^m		^m
a	10.18	a	10.28
c	10.80	b	10.81
b	10.65	d	10.75
x	9.68	e	9.72

казатель цвета $+0^m.80$. Все это показывает, что изменения блеска AG Дракона имеют весьма неправильный характер.

Таблица 6

J.D.	m_{pg}	m_{pv}	CI	J.D.	m_{pg}	m_{pv}	CI
	—	9.05^m	—	2435342.337	10.78^m	9.31^m	1.47^m
2434990.323	10.16^m	9.13	1.03^m	343.316	10.55	9.26	1.29
990.344	10.17	9.37	0.80	345.370	10.78	9.23	1.55
991.347	10.43	9.30	1.13	345.389	10.78	9.23	1.55
992.361	10.34	9.15	1.19	391.170	10.21	9.40	1.81
2435014.224	10.44	—	—	395.193	11.80	9.50	1.30
014.331	10.78	—	—	400.205	10.97	9.44	1.53
015.274	10.63	9.25	1.38	401.236	10.82	9.44	1.38
016.319	10.65	9.26	1.39	427.167	10.95	9.40	1.55
017.278	10.68	9.36	1.32	427.191	10.90	9.40	1.50
068.191	10.60	9.40	1.20	428.192	10.95	9.48	1.47
128.368	11.13	9.55	1.58	429.201	—	9.52	—
306.361	10.81	9.46	1.35	430.245	10.93	9.48	1.45
307.392	11.01	9.49	1.52	639.185	10.65	9.27	1.38
309.392	11.25	9.45	1.80	652.304	10.95	9.31	1.64
314.396	11.05	9.39	1.63	652.325	10.93	9.28	1.65
315.347	10.81	9.40	1.41	657.359	10.90	9.42	1.48
329.333	10.65	9.47	1.18	657.366	10.92	9.38	1.54
330.303	10.97	9.30	1.67	659.367	10.85	9.42	1.43
333.320	11.07	9.50	1.57	658.381	10.89	9.45	1.44
334.278	10.30	9.33	0.97	660.340	10.80	9.40	1.40
334.358	11.21	9.57	1.64	660.355	10.80	9.40	1.40
337.285	10.58	9.30	1.28	661.328	10.85	9.35	1.50
337.298	10.87	9.44	1.43	664.403	10.75	9.38	1.37
338.373	10.80	9.55	1.35	749.243	10.86	9.40	1.46
339.373	10.71	9.39	1.32	757.187	11.37	9.53	1.44
341.329	11.75	9.50	1.25	2436089.271	11.25	—	—

Обсуждение результатов. Для установления природы изменения блеска и цвета звезд типа Т Тельца полученные результаты представлены в виде сопоставлений фотовизуальной величины с фотографической величиной на рис. 2, где по оси абсцисс отложены фотографические величины, а по оси ординат фотовизуальные. С целью сравнения, такой же график, по данным работы П. П. Паренаго [4], построен для Т Ориона (рис. 3). Из обоих графиков видно, что зависимости между фотографическими и фотовизуальными звездными величинами для исследованных нами звезд типа Т Тельца и для Т Ориона сходны.

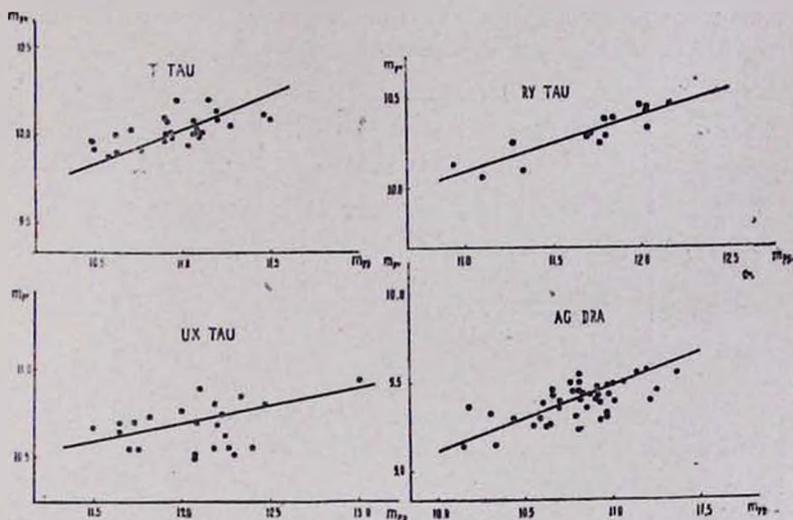


Рис. 2.

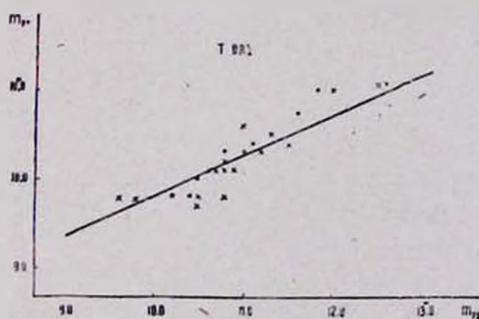


Рис. 3.

Из рис. 2 и 3 видно, что в рассматриваемом промежутке времени изменение блеска в фотовизуальных лучах мало.

Наблюденная амплитуда изменения в фотовизуальных лучах для AG Дракона, Т Тельца, UX Тельца и RY Тельца не превосходит $0^m 52$, а амплитуда изменений в фотографических лучах больше фотовизуальной примерно в 3 раза.

Отношение фотографических и фотовизуальных амплитуд для рассмотренных нами звезд, а также для XZ Тельца [17], приведено в табл. 7.

Таблица 7

Звезда	Фотограф. амплитуда	Фотовиз. амплитуда	Фотограф. амплитуда / фотовиз. амплитуда
T Tau	^m 10.49— ^m 11.47	^m 9.86— ^m 10.20	3.1
UX Tau	11.50—13	10.50—10.93	3.5
XZ Tau	10.70—12.00	10.20—10.67	2.5
RY Tau	10.93—12.17	10.07—10.47	3.1
AG Dra	10.17—11.37	9.05—9.57	2.4

Однако следует учесть, что некоторая часть каждой из амплитуд, приведенных в табл. 7, обусловлена случайными ошибками в оценках блеска, которые можно принять не больше $0^m 1$. Эта ошибка относительно сильнее действует на определение фотовизуальных величин, искусственно завышая амплитуды их изменений. Поэтому реальное отношение фотографических и фотовизуальных амплитуд может быть еще больше, чем вышеуказанные.

Так как изменения блеска этих звезд в визуальных лучах незначительны, то можно было сомневаться в реальности изменений блеска в этих лучах. Однако, как показывают графики рис. 2, в каждом случае имеется некоторая корреляция между фотографическими и фотовизуальными величинами, что является доказательством реальности наблюдаемых небольших амплитуд в фотовизуальных лучах.

Поскольку при чисто тепловых изменениях блеска отношение фотографической амплитуды к визуальной должно быть около 1.3, то полученные высокие значения отношения вышеупомянутых амплитуд звезд говорят о том, что наблюдаемое излучение сильно отклоняется от теплового. Эти изменения в фотографических лучах, по-видимому, обусловлены, в основном, явлением непрерывной эмиссии, что находится в согласии с концепцией В. А. Амбарцумяна.

Следует отметить, что в рассматриваемом аспекте звезда AG Дракона похожа на звезды типа T Тельца.

Необходимо отметить, что некоторые из этих звезд являются тесными двойными, слабый компонент которых представляется красным карликом. Поскольку спутники обычно слабые, можно принять, что они не всегда могут играть существенную роль в изменении суммарного цвета системы.

Например, UX Тельца является двойной системой, слабый компонент которой в визуальных лучах имеет $13^m.3$. Суммарная же фотовизуальная величина по нашим наблюдениям изменяется в пределах от $10^m.50$ до $10^m.93$. Вычисления показывают, что влияние красного компонента на изменение цвета UX Тельца незначительно и в минимуме составляет $0^m.17$. Однако, если компонент довольно яркий, как, например, в случае RW Возничего, UY Возничего и UZ Тельца (визуальные величины слабых компонент этих звезд равны: $11^m.5$, $12^m.0$ и $13^m.3$ соответственно), то его влияние на изменение суммарного цвета может быть значительным.

Из данных Джоя [3] можно заключить, что слабые компоненты нескольких звезд типа Т Тельца, по-видимому, также переменные. В самом деле, визуальная звездная величина, например, тесной двойной системы UY Возничего по наблюдениям в разные эпохи получалась $11^m.5$ — $12^m.5$, в то время, когда визуальная величина слабой компоненты (спектральный класс dM3e [18]) равна 12^m . Но при постоянной яркости слабая компонента не может быть ярче, чем суммарная яркость данной системы в эпохе минимума. Следовательно, можно предполагать, что спутник также переменный.

Суммарная визуальная величина системы UZ Тельца в разные эпохи изменения блеска менялась в пределах $11^m.7$ — $14^m.9$, а визуальная величина спутника (спектральный класс dM3e [18]) равна $13^m.3$. Получается, что здесь спутник примерно на одну звездную величину ярче, чем суммарная яркость системы в минимуме.

Точность определения звездных величин этих звезд и их спутников недостаточно высокая, тем не менее, на основании приведенных данных можно предположить, что

компоненты вышеупомянутых звезд, по-видимому, также являются переменными. Наличие ярких линий в спектрах этих компонент дает основание предполагать, что характер переменности их блеска, по-видимому, подобен звездам типа Т Тельца.

Необходимо отметить, что спутник DD Тельца, как впервые заметил Химпель, также переменный. Переменность этого спутника подтвердил П. Н. Холопов [19] и отнес его к типу Т Тельца.

Поскольку затронутый здесь вопрос представляет большой интерес с точки зрения исследования изменения природы цвета и выяснения закономерностей непрерывной эмиссии и теплового излучения звезд типа Т Тельца, следует считать желательным проведение дальнейших наблюдений этих звезд и их спутников.

Май, 1956

2. Ա. ԲԱԴԱԼՅԱՆ

Մ ՅՈՒԼԻ ՏԻՊԻ ԱՍՏՂԵՐԻ ԳՈՒՅՆԻ ՓՈՓՈԽՈՒԹՅԱՆ ՄԱՍԻՆ

Ա մ փ ո փ ու մ

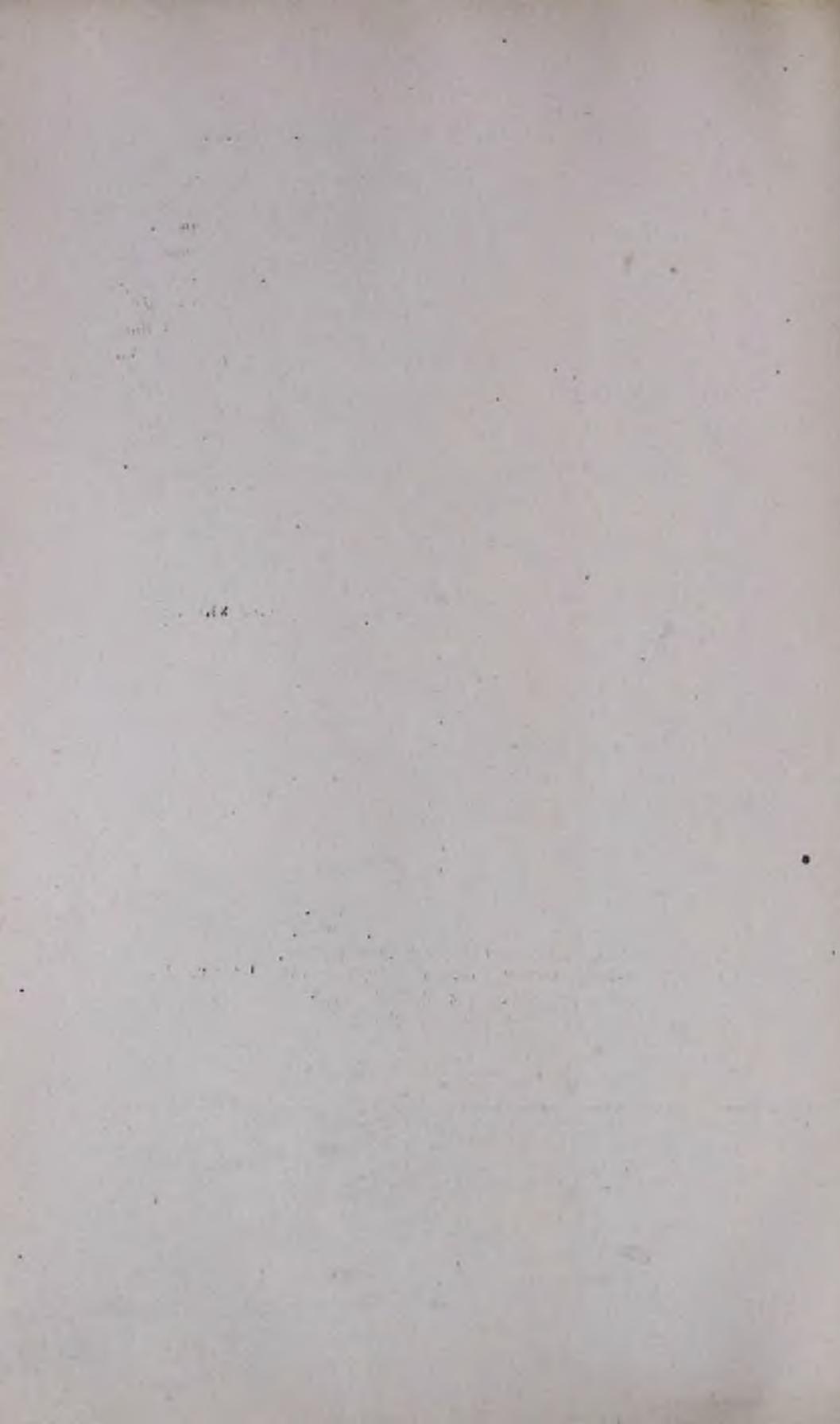
Ներկա աշխատության նպատակն է երկգույն գիտումների միջոցով հետազոտել Մ Յուլի տիպի աստղերի զույնի փոփոխությունը, կախված նրանց պլաժառուսթյան փոփոխությունից: Պետք է հուսալ, որ նման հետազոտությունները հնարավորություն կտան պարզաբանել այդ աստղերի անընդհատ էմիսիայի և ջերմային ճառագայթման փոփոխման բնույթն ու օրինաչափությունները: Այդ նպատակով կատարված է Մ Յուլի տիպի մի քանի աստղերի երկգույնի զուգահեռ գիտումներ՝ լուսանկարչական և լուսատեսողական ճառագայթներում:

Մեր գիտումներից Մ Յուլի, UX Յուլի, RY Յուլի և AG Մոդեսի աստղերի վերաբերյալ ստացված արդյունքները բերում են այն հետևություն, որ այդ աստղերի պլաժառուսթյունը հիմնականում փոփոխվում է լուսանկարչական և մասամբ էլ վիզուալ

ճառագայթներում: Նորմալ ջերմային ճառագայթման դեպքում, ինչպես հայտնի է, լուսանկարչական և վիզուալ ամպլիտուդների հարաբերությունը պետք է լինի 1.3, մինչդեռ դիտումները T Ցուլի, UX Ցուլի, RY Ցուլի և AG Մողեսի համար այդ հարաբերության համար տալիս են համապատասխանաբար 3.1, 3.5, 3.1 և 3.3: Այս տվյալները հաստատում են, որ իրոք T Ցուլի տիպի աստղերի պայծառության և գույնի փոփոխությունը հիմնականում պայմանավորված է անընդհատ էմիսիայի և րեկոլիթով: Բննարկված է T Ցուլի տիպի մի քանի անկանոն փոփոխական աստղերի արբանյակների ազդեցությունը սխտեմի գումարային գույնի փոփոխման վրա: Հավանաբար այդ արբանյակները փոփոխական են և իրենց պայծառության փոփոխման բնույթով նման են T Ցուլի տիպի աստղերին:

ЛИТЕРАТУРА

1. В. А. Амбарцумян, Сообщ. Бюраканской обсерв., вып. XIII, 1954.
2. А. М. Лозинский, ПЗ, 7, 2 (68), 76, 1950.
3. A. N. Joy, Ap. J., 102, 168, 1945.
4. П. П. Паренаго, Труды ГАИШ, XXV, 1954.
5. H. Locke, Harvard Circ., № 201, 1918.
6. П. П. Паренаго, Veränderliche Sterne, 4, 154, 1933.
7. O. C. Coillins, Ap. J., 86, 529, 137.
8. П. Н. Холопов, ПЗ, 10, 3, 180, 1954.
9. E. M. Janssen, A. N. Vyssotsky, PASP, 55, 204, 1943.
10. R. E. Wilson, PASP, 55, 282, 1943.
11. N. G. Roman, Ap. J., 117, 467, 1963.
12. А. С. Шаров, ПЗ, 10, № 1 (85), 55, 1951.
13. А. Д. Бериев, Бюлл. САО, № 15, 29, 1956.
14. W. Wenzel, MVS, 205, 1955.
15. В. П. Цесевич, Астр. циркуляр, № 167, 23, 1956.
16. Г. С. Бадалян, ДАН АрмССР, XXII, 4, 145, 1956.
17. Г. С. Бадалян, Сборник «Нестационарные звезды», Ереван, 1957.
18. W. P. Bidelman, Ap. J., Supplement, № 7, 1954.
19. П. Н. Холопов, ПЗ, 8, № 2 (74), 1951



Н. Л. Иванова

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ НАБЛЮДЕНИЕ X ПЕРСЕЯ

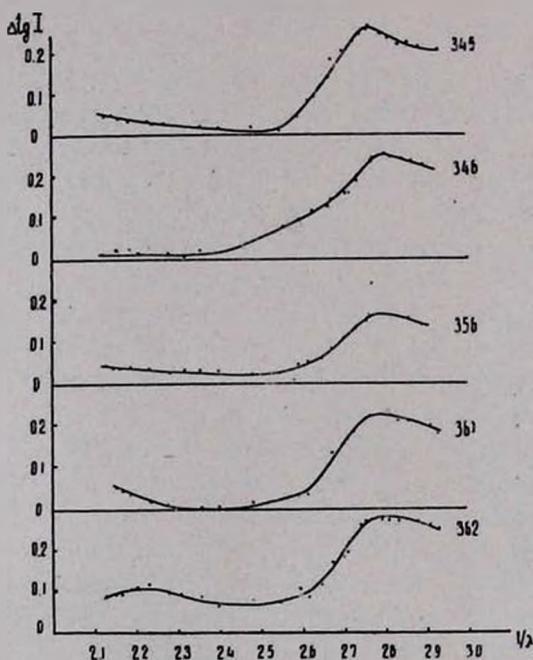
Неправильную переменную X Персея (HD24534) Людендорф считает звездой типа R Северной Короны [1]. В каталоге Дрэпера спектр этой звезды дан как В0р. Наблюдения на обсерватории Маунт Вилсон подтверждают принадлежность ее к классу В. Согласно наиболее ранним спектральным наблюдениям X Персея (Гарвардская обсерватория, 1912), линии H_α , H_β , H_γ и линии гелия D₃ и 4471—яркие, а линии поглощения очень слабы. На спектрограммах, полученных нами в 1957 г. на 10" телескопе АСИ-5, отчетливо видны в излучении H_α и H_β ; остальные линии водородной серии так слабы, что не обнаруживаются.

Для исследования распределения энергии в X Персея в качестве звезды сравнения принималась HD23675. Это нормальная звезда типа В0, имеющая, согласно Стеббинсу и Уитфорд [2], избыток цвета (+0.30), близкий к избытку цвета исследуемой звезды (+0.26). Обе звезды фотографировались на мало отличающихся зенитных расстояниях. Такой выбор звезды сравнения освобождает от необходимости внесения поправок за межзвездное и атмосферное поглощение.

В настоящей работе приводятся результаты, полученные из пяти наблюдений (в таблице даны даты наблюдений). На рисунке дано распределение энергии в спектре X Персея: по оси ординат отложены величины $\Delta \lg I = \lg I (X \text{ Per}) - \lg I (HD 23675)$, а по оси абсцисс — волновые числа.

Из рисунка видно, что в области длин волн $\lambda\lambda$ 3900—4700 Å и 3300—3650 Å цветовая температура обеих звезд практи-

Номер пластинки	Дата
345	30.VIII.1957
346	5.IX
356	29.X
361	23.XI
362	23.XI



чески одинакова, а на участке длин волн 3650—3900 Å наблюдается резкое повышение интенсивности у X Персея.

При наблюдениях X Персея в 1955 г., сделанных нами 15 и 16 ноября (звезда сравнения Альциона), было отмечено лишь небольшое, начинающееся с λ 3800 ($1/\lambda = 2.63$) по-

вышение интенсивности, которое можно объяснить Бальмеровским скачком, равным $D = -0.04$. В том же году Берже [3], произведя спектрофотометрическое сравнение X Персея и S Единорога, получил для D значение, равное -0.05 .

Таким образом, наблюдаемое в 1957 г. повышение интенсивности, т. е. ΔI , равное приблизительно 0.5 звездной величины, отсутствовало в 1955 г. Для объяснения происшедшего за период 1955—1957 гг. изменения в звезде можно сделать два предположения:

1. Возможно, что у X Персея после 1955 г. произошло дальнейшее уменьшение величины Бальмеровского скачка, который и оказался, если принять для звезды сравнения определенное нами по отношению к Альционе $D = +0.03$, изменяющимся в пределах от -0.14 до -0.25 . Однако такое изменение Бальмеровского скачка должно было сопровождаться соответствующим изменением цветовой температуры и значительным изменением блеска, как это, например, наблюдается у γ Кассиопеи [4]. Но так как у X Персея амплитуда блеска равна всего $0^m.7$ и распределение энергии, за исключением небольшой области длин волн, почти не отличается от нормальной звезды ВО, объяснить полученное возрастание температуры при помощи данного предположения затруднительно.

2. В своей работе о непрерывной эмиссии В. А. Амбарцумян [5] считает X Персея родственной звездам типа Т Тельца, исходя из ее кривой блеска, подобно кривым XX Змееносца, а также из факта ее принадлежности к ассоциации Персей II. У этой звезды, как и у целого ряда звезд ассоциаций Ориона и Тельца, выделение энергии, по-видимому, происходит в основном в средних слоях фотосферы, а высвечивание продолжается в течение нескольких лет. Налагающиеся друг на друга волны кривой блеска, относящиеся к различным выбросам, наблюдаются как неправильные изменения блеска, подобные блеску R Короны и Т Тельца, но с амплитудой значительно меньшей.

Странная слабость линий поглощения, на что указывает целый ряд исследователей и что явствует также из полученных нами спектров, наличие эмиссионных линий, по-

вышение интенсивности в коротковолновой области спектра также дают основания сделать предположение в согласии с В. А. Амбарцумяном о возможном присутствии в излучении X Персея, наряду с тепловым излучением, также и непрерывной эмиссии.

Июнь, 1958

Ն. Լ. ԻՎԱՆՈՎԱ

Մ ՊԵՐՍԵՅԻ ՍՊԵԿՏՐՈՅՈՍՈՄԵՏՐԻԿ ՀԵՏԱԶՈՏՈՒԹՅՈՒՆԸ

Ա մ փ ո փ ո լ մ

Մ ՊԵՐՍԵՅԻ (B0p) և HD23675 (B0) սպեկտրոֆոտոմետրիկ համեմատությունը ցույց է տալիս, որ $\lambda\lambda$ 3900—5700 Å և 3300—3650 Å ինտերվալներում նրանց գունային ջերմաստիճանը գրեթե նույնն է, իսկ 3650—3900 Å տիրույթում Մ ՊԵՐՍԵՅԻ ջերմաստիճանը բարձր է HD23675-ի նկատմամբ:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. H. Zudendorff, H. d. Ap., Bd. VI, 13, 1928.
2. J. Stebbins, C. Huffer a. A. Whitford, Ap. J., 91, 20, 1940.
3. I. Berger, J. des Observ., 38, 353, 1955.
4. В. Горбацикий, Астрон. журнал, 36, 307, 1949.
5. В. Амбарцумян, Сообщ. Бюраканской обсерв., 13, 1954.

Э. Е. Хачикян

ПОЛЯРИМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ КОМЕТООБРАЗНОЙ ТУМАННОСТИ NGC 2261

Кометообразные туманности мало исследованы. Называются они так из-за своеобразной формы: в проекции на небесную сферу они представляются в виде вытянутого треугольника, часто довольно деформированного, в вершине которого находится ядро. Расположение звезды относительно туманности столь характерно, что их физическая связь обычно не подлежит сомнению.

Кометообразные туманности связаны в основном с переменными звездами типа Т Тельца и, во многих случаях, на основании спектрального класса ядра, причисляются к типу отражательных туманностей.

До последнего времени поляриметрические исследования кометообразных туманностей основывались на гипотезе отражения, поэтому основной целью этих работ являлось определение лишь степени поляризации [1, 2]. Между тем некоторые особенности свечения этих туманностей дают основания усомниться в правильности гипотезы отражения [3]. При таком состоянии вопроса полные поляриметрические и колориметрические исследования кометообразных туманностей приобретают особое значение.

В настоящей заметке приведены результаты поляриметрического исследования кометообразной туманности NGC 2261.

Туманность NGC 2261 — известная переменная кометообразная туманность Хаббла, свечение которой обусловлено переменной звездой R Единорога. Она весьма значительно меняет свою форму и яркость. Хорошее представление об

изменениях формы и яркости этой туманности в период с 1916 по 1951 г. дают фотографии Лампланда, помещенные в [4].

Туманность расположена по одну сторону (к северу) от R Единорога. Иногда ее яркие области совершенно исчезают. В двух случаях замечается как бы прохождение по туманности темного облака экранирующего яркие области. На снимках, полученных в 1937 г., одна половина туманности (восточная) даже совершенно исчезает. Какой-либо закономерности в изменениях формы и яркости туманности на этих фотографиях не замечается, как на это указывал еще сам Лампланд [4]. Он же указывает, что по туманности, по-видимому, проходит тень от достаточно крупного поглощающего объекта со скоростью $1/4''$ в день, что при расстоянии туманности от нас порядка 500 парсек соответствует относительной скорости движения такой тени порядка двухсот тысяч км/сек! По-видимому, изменение формы и яркости туманности обусловлено изменениями в самой туманности, а не внешним фактором.

Яркость ядра туманности изменяется в пределах от $10^m 0$ до $14^m 0$ [5], спектр — типа Aep [6]. Еще в [4] было отмечено, что ядро не является простой звездой, а скорее представляет голову кометообразной туманности с включенной в нее звездой. Даже при малых экспозициях ядро на снимках получается весьма туманным.

Замечательным является то обстоятельство, что в южной стороне от ядра и симметрично туманности имеется слабый едва заметный выступ*. Этим туманность NGC 2261 как будто приобретает биполярную структуру, весьма характерную для планетарных туманностей [7]. Ядро расположено внутри туманности и значительная часть его блеска обусловлена находящимся вокруг него небольшим, но ярким туманным сгустком. Поэтому изменения блеска ядра должны быть связаны с изменениями яркости той части туманности, которая непосредственно окружает его.

* Слабая туманность хорошо заметна на фотографиях, полученных с помощью 100" телескопа обсерватории Моунт Вилсон.

Спектрофотометрические исследования туманности NGC 2271 и ее ядра имеются в весьма небольшом количестве. По имеющимся данным, цвет непрерывного спектра туманности не изменяется, хотя наблюдается изменение интенсивности линий [8]. Цвет туманности остается почти постоянным, в то время как „звезда“ оказывается тем голубее, чем она ярче.

Поляриметрическое исследование туманности NGC 2261 было произведено на 21"—21" телескопе системы Шмидта Бюраканской астрофизической обсерватории. Была использована методика, примененная нами ранее при поляриметрических исследованиях диффузных туманностей IC 432, NGC 2023 и NGC 7023, а также Крабовидной туманности [9, 10, 11]. Были проведены три серии наблюдений, сведения о которых помещены ниже в таблице.

Дата	Длительность экспозиции в минутах	Положение полярида	Сорт пластинки
2.XII.1956	80	0°	„Зенит Ильфорд“
•	80	60	•
•	80	120	•
5.XII.1956	75	0	•
•	75	60	•
•	75	120	•
13.I.1958	25	0	„Кодак ОаО“
•	25	60	•
•	25	120	•

Первые две серии наблюдений были проведены с интервалом во времени три дня, поэтому они объединены в одну группу. Средние значения степени и углов направления плоскости поляризации по этим двум сериям помещены схематически на рис. 1. Результаты же третьей серии наблюдений представлены отдельно на рис. 2. Степень поляризации и направление плоскости преимущественных колебаний характеризуются длиной и направлением черточек на этих рисунках. Там же показан масштаб величины степени поляризации.

Крестиком на рисунках обозначена звезда R Единорога

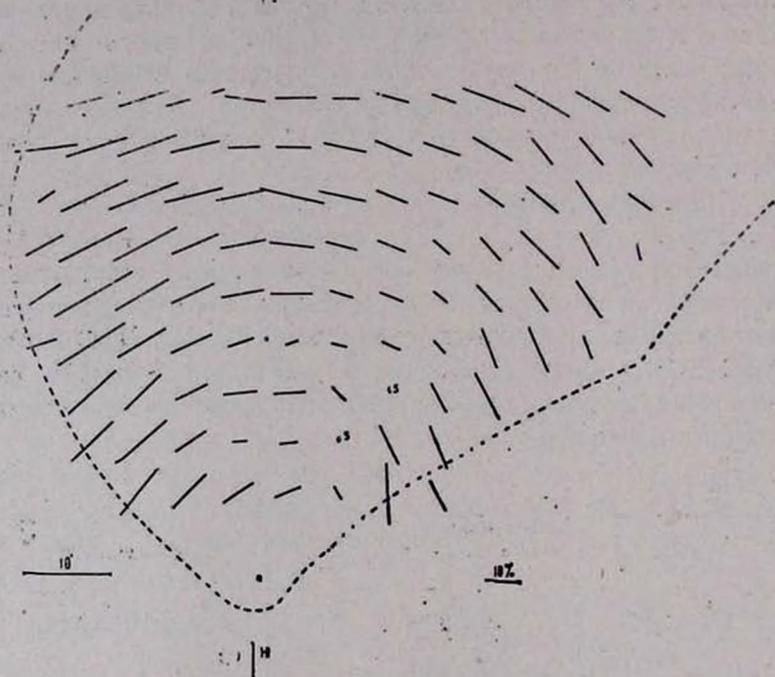


Рис. 1.

($\alpha_{1930} = 6^{\circ} 33' 42''$, $\delta_{1901} = +8^{\circ} 49'.5$). Исползованная диафрагма микрофотометра вырезала на туманности круг с диаметром в $9''.1$.

Средняя степень поляризации излучения туманности по двум первым сериям оказалась равной 13% , а по третьей — 16% . Максимальная степень поляризации равна соответственно 28 и 32% . Средняя квадратичная ошибка в определении степени поляризации — $\sigma_p = \pm 4.25\%$, а направления поляризации $\sigma_{\theta} = \pm 11^{\circ}$.

Что же касается характера поляризации, то, как следует из приведенных рисунков (в особенности из рис. 1), он почти радиален относительно R Единорога, что говорит как будто в пользу гипотезы отражения. Однако почти радиальная поляризация будет наблюдаться также в том слу-

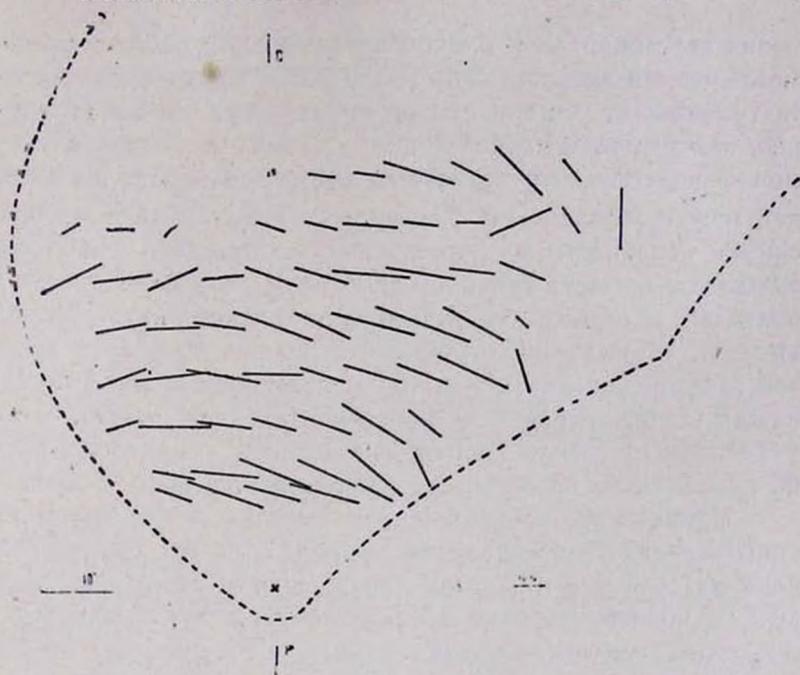


Рис. 2.

чае, когда свечение туманностей обусловлено синхротронным излучением релятивистских электронов в дипольном магнитном поле [12].

Заметим в связи с этим что у некоторых кометообразных туманностей обнаружена нерадиальная поляризация (например, в кометообразном включении туманности IC 410, в туманности IC 432 [13,9]), что, по-видимому, также связано с наличием в них магнитных полей и заряженных частиц.

Помимо этого, было произведено колориметрическое исследование туманности NGC 2261*.

Интегральная яркость оказалась в синих лучах порядка $10^m 4$, а в желтых — $11^m 2$ (в системе близкой к международной). Средний показатель цвета этой туманности порядка $-0^m 8$. Однако снимки были получены не в одну ночь, а с интервалом во времени около пяти месяцев (из-за

* Эта часть работы выполнена совместно с Р. Мартиросяном.

очень неустойчивой и плохой погоды). Это обстоятельство могло внести значительную неопределенность в оценку цвета туманности, так как нам не известно ослабла или, наоборот, стала ярче туманность за это время. Во всяком случае можно полагать, что показатель цвета туманности по крайней мере не больше — $0^m.5$. Следует также отметить, что снимки туманности в синих лучах передержаны, и поэтому значительная часть туманности, причем наиболее яркая в пределах $1'$ от ядра, не учтена при оценке интегральной яркости. По-видимому, туманность должна быть ярче десятой звездой величины, т. е. ярче освещающей звезды. Из наших колориметрических измерений следует также, что с удалением от возбуждающей звезды цвет туманности если не краснеет, то во всяком случае становится менее голубым.

Промежуток времени между первыми двумя сериями и третьей серией довольно велик — около двух лет. Однако степень поляризации и направление плоскости преимущественных колебаний почти не меняются (если не считать некоторое изменение в направлении плоскости поляризации в западной части туманности). Между тем в течение двух лет в структуре туманности должны были произойти значительные изменения. Отсюда можно заключить, что, по-видимому, не существует какой-либо корреляции между степенью поляризации и яркостью в данной области туманности.

Представляет особый интерес объяснение своеобразной формы кометообразных туманностей вообще и этой в частности. В свете тех результатов, которые получены в последнее время Г. А. Гурздяном в области теории биполярных планетарных туманностей [12], можно наметить пути для решения этого вопроса. В частности, не исключена возможность того, что форма кометообразных туманностей обусловлена наличием дипольных магнитных полей в самих туманностях.

Что касается механизма излучения, то идея непрерывной эмиссии, развитая В. А. Амбарцумяном, дает ключ к наилучшему объяснению свечения кометообразных туманностей. Сама непрерывная эмиссия в данном случае, по всей

вероятности, представляет собой синхротронное излучение в дипольных магнитных полях туманностей релятивистских электронов, выбрасываемых из возбуждающей свечение туманности звезды. Этот вопрос, однако, является предметом специального изучения.

Май, 1958

Է. Ն. ԽԱՉԻԿՅԱՆ

NGC 2261 ԿՈՄԵՏԱԶԵՎ ՄԻԴԱՄԱՍՈՒԹՅԱՆ ԲԵՎԵՌԱԶԱՓԱԿԱՆ
ՀԵՏԱԶՈՏՈՒԹՅՈՒՆԸ

Ա մ փ ո փ ու մ

Աշխատանքում բերված են NGC 2261 կոմետածե փոփոխական միզամածութիան բեկոաչափական ուսումնասիրության արդյունքները:

Դիտողական նյութը ստացվել է Շմիդտի սիստեմի 21" — 21" դիտակի վրա: Կիրառված է նախկին աշխատանքներում [9, 10, 11] մշակված մեթոդիկան: Դիտումների երեք սերիալից ստացված արդյունքները սխեմատիկորեն բերված են 1 և 2 նկարներում:

Միջին բեկոացման աստիճանը առաջին երկու սերիաների չափումներից ստացվել է $13^{\circ}/_0$, իսկ երրորդ սերիալից — $16^{\circ}/_0$: Բեկոացման աստիճանի մաքսիմալ արժեքը համապատասխանաբար ստացվել է 28 և $32^{\circ}/_0$: Բեկոացման բնույթը ուղիղ է: Բեկոացման աստիճանի որոշման միջին քառակուսային սխալը կազմում է $\sigma_p = \pm 4,25^{\circ}/_0$, իսկ հարթութիան ուղղութիան չափման սխալը՝ $\sigma_0 = \mp 11^{\circ}$:

Միզամածութիան ինտեգրալ պայծառութիւնը կազմում է $11^m.2$ դեղին ճառագայթներում և $10^m.4$ կապույտ ճառագայթներում: Վերջին արդյունքները վերաբերվում է միզամածութիան միջուկի (R Միկոլայուրի) 1' հեռավորությունից աջ կողմ ընկած աիրույթին: Ուստի կարելի է կարծել, որ միզամածութիան իրական ինտեգրալ պայծառութիւնն ավելի մեծ է, քան իր հետ կապված աստղի մաքսիմալ պայծառութիւնը ($= 10^m$): Միջին գույնի ցուցիչը հավասար է — $0^m.8$, որը հավանորեն նրա մինիմալ արժեքն

է, եթե նկատի ունենանք այն հանգամանքը, որ միգամածութիւն լուսանկարները երկու ճառագայթներում ստացվել են 5 ամիս ընդմիջումով, որի ընթացքում միգամածութիւն ստրուկտուրան և պայծառութիւնը կարող ենթարկվել փոփոխութիւն: Հաճանորեն գույնի ցուցիչը փոքր չէ— $0^m.5$ -ից:

Բնորոշ է այն, որ NGC 2261 միգամածութիւնը, թեպետ ընդհանրապես կապույտ է, բայց նրան լուսավորող աստղից՝ R Միեղջյուրից՝ հեռանալիս նա դառնում է ավելի պակաս կապույտ: Ստացված արդիւնքները խոսում են այն մասին, որ միգամածութիւն լուսավորութիւնը, նրա ուրույն ձևը և նրանում դիտվող փոփոխութիւնները հավանորեն կապված են սեփական մագնիսական դիպոլային դաշտերի և բարձր էներգիա ունեցող լիցքավորված մասնիկների առկայութիւն հետ:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. W. Mayer, PASP, 31, 194, 1919.
2. B. Whitney a. E. Weston, Ap. J., 107, 371, 1948.
3. В. А. Амбарцумян, Сообщ. Бюраканской обсерв., 13, 1954.
4. J. Duncan, PASP, 68, 517, 1956.
5. Б. В. Кукаркин, П. П. Паренаго, Общий каталог переменных звезд, М., 1948.
6. Дж. Гринстейн, Сборник „Нестационарные звезды“, Ереван, 1957, стр. 86.
7. Г. А. Гурзadyн, ДАН СССР, 113, 1231, 1957.
8. J. Greenstein, Ap. J., 107, 375, 1948.
9. Յ. Ե. Խաշիկյան, ДАН АрмССР, 23, 49, 1956.
10. Յ. Ե. Խաշիկյան, Известия АН АрмССР, серия физ. мат. наук, 10, 107, 1957.
11. Յ. Ե. Խաշիկյան, ДАН АрмССР, 21, 63, 1955.
12. Г. А. Гурзadyн, Сообщ. Бюраканской обсерв., 21, 1958.
13. В. А. Домбровский, Сборник „Нестационарные звезды“, Ереван, 1957, стр. 75.

Э. Г. Мирзабекян, Г. А. Ерзнкян и П. М. Геруни

РАДИОНАБЛЮДЕНИЕ КОЛЬЦЕОБРАЗНОГО
ЗАТМЕНИЯ СОЛНЦА НА ДЛИНЕ ВОЛНЫ 50 см
19 АПРЕЛЯ 1958 г.

Радионаблюдения солнечных затмений представляют значительный научный интерес. Особенно важны поляризационные наблюдения радиоизлучения Солнца, проводимые во время солнечных затмений. Эти наблюдения позволяют определить изменения степени поляризации, обусловленные закрытием или открытием тех или иных областей Солнца. В частности, они позволяют выделять и исследовать радиоизлучение, исходящее из солнечных пятен, что с антеннами, имеющими сравнительно широкую диаграмму направленности, сделать обычно не удается.

С целью радионаблюдения кольцеобразного затмения Солнца 19 апреля 1958 г. была организована экспедиция в Китайскую Народную Республику, проводившая эти наблюдения совместно с китайскими специалистами. Координаты находившегося в полосе максимальной фазы места наблюдения: $\lambda = 7^{\text{h}} 18^{\text{m}} 01^{\text{s}}$, $\varphi = +18^{\circ} 14' 34''$.

В настоящей статье приводятся предварительные результаты радионаблюдения указанного затмения Солнца.

Аппаратура и методика. Наблюдения произведены на длине волны $\lambda = 50$ см при помощи радиоинтерферометра, имеющего две параболические антенны диаметром 4 м, размещенные вдоль линии восток—запад на расстояние, равное 19 м. Ширина диаграммы направленности каждой антенны по половине мощности равна $8^{\circ} 30'$, ширина центральных интерференционных лепестков $\approx 2^{\circ}$.

В одно из плеч интерферометра включен фазовый пе-

реключатель Райла [1], осуществляющий качание интерференционных лепестков. Это качание приводит к модуляции мощности принимаемого радиоизлучения. Частота модуляции равна 33 гц. В качестве облучателей в фокусах параболических зеркал помещены по одному полуволновому диполю с контр-рефлектором. Основные узлы приемника имеют следующие данные:

- 1) УВЧ — два каскада с общим усилением порядка 10.
- 2) УПЧ — шесть каскадов с общим усилением $\approx 10^6$, промежуточная частота $f_{пр} = 30$ Мгц, ширина полосы $\Delta f_{пр} = 2,5$ Мгц.
- 3) RC усилитель на частоту 33 гц, с полосой $\Delta f_n = 2$ гц усиление $\approx 10^4$.

Шумфактор приемника равен 10, постоянная времени выходного устройства $\tau = 40$ сек.

Все питание приемника стабилизировано по аноду и по накалу.

Данный интерферометр позволяет измерять как общую интенсивность, так и интенсивность циркулярно-поляризованной компоненты радиоизлучения исследуемого источника. Когда вибраторы антенн располагаются параллельно друг другу, измеряется общая интенсивность. Когда же вибратор одной антенны располагается перпендикулярно вибратору другой, интерференционная картина на выходе обусловлена только наличием в исследуемом радиоизлучении циркулярно-поляризованной компоненты. При этом амплитуда лепестков интерференционной картины пропорциональна интенсивности циркулярно-поляризованной компоненты.

Программа наших наблюдений кольцеобразного затмения была составлена так, чтобы: 1) измерить изменение поляризации в ходе затмения, в частности при закрытии и открытии солнечных пятен; 2) измерить изменение общей интенсивности радиоизлучения Солнца и остаточную интенсивность в момент максимальной фазы затмения.

Результаты наблюдения. Данные затмения по местному времени были следующие: I контакт — 8^h 58^m 08^s, центр полной фазы — 10^h 34^m 22^s, IV контакт — 12^h 29^m 19^s.

Начать наблюдения с момента I контакта мы не могли,

так как в это время Солнце было еще слишком далеко от меридиана низко над горизонтом ($h \approx 35^\circ$), что делало невозможным его наблюдение при помощи радиоинтерферометра.

Наблюдения были разбиты на четыре интервала. Первый интервал — от $9^h 50^m$ до $10^h 30^m$. Так как в этом интервале времени должно было произойти закрытие диском Луны большой группы пятен, то представляло интерес обнаружение изменения степени поляризации принимаемого радионизлучения, вызванное этим закрытием.

Для этой цели в этом интервале времени вибраторы антенн были установлены взаимно-перпендикулярно, так что радиоинтерферометр измерял циркулярно-поляризованную

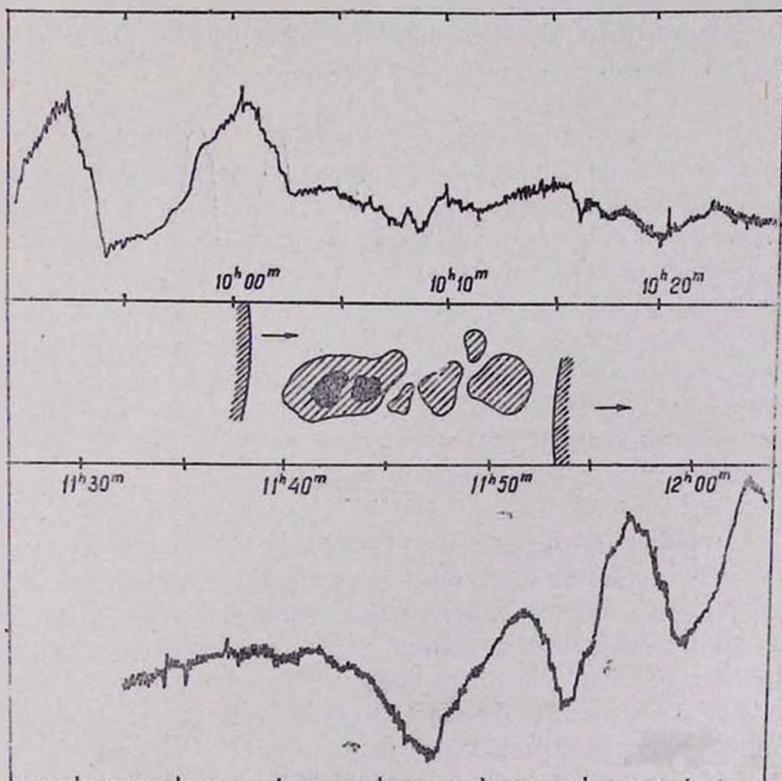


Рис. 1.

компоненту. Следует отметить, что электрические оси антенн были направлены на центр диска Солнца и сопровождали его в течение всего времени наблюдения. Кривая записи выхода радиointерферометра за первый интервал наблюдений приведена на рис. 1, сверху. На этом же рисунке (в центре) приведена карта солнечных пятен, с нанесенным на ней масштабом времени.

Второй интервал — от $10^{\text{h}} 30^{\text{m}}$ до $11^{\text{h}} 33^{\text{m}}$. После того, как солнечные пятна были закрыты диском Луны, вибраторы антенн были установлены параллельно и радиointерферометром были измерены остаточная интенсивность общего радиоизлучения Солнца в момент максимальной фазы и возрастание интенсивности принимаемого радиоизлучения по мере открытия диска Солнца.

Интерференционная кривая записи выхода за этот интервал времени приведена на рис. 2.

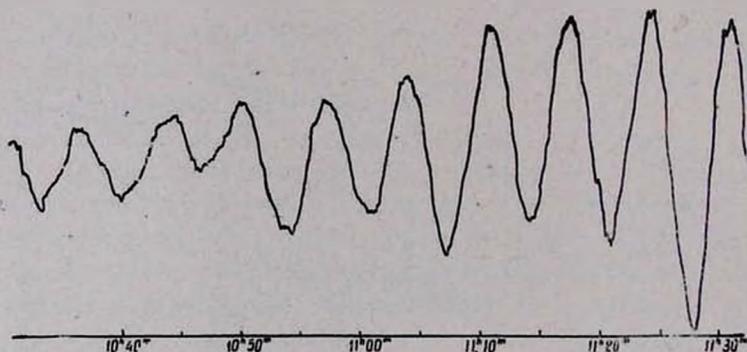


Рис. 2.

Третий интервал — от $11^{\text{h}} 34^{\text{m}}$ до $12^{\text{h}} 05^{\text{m}}$. Примерно с $11^{\text{h}} 40^{\text{m}}$ должны были снова открыться пятна на диске Солнца, поэтому в третьем интервале измерений вибраторы снова были расположены взаимно-перпендикулярно с тем, чтобы обнаружить появление циркулярно-поляризованной компоненты в радиоизлучении Солнца. Соответствующая кривая записи приведена на рис. 1, снизу.

Четвертый интервал — от $12^{\text{h}} 05^{\text{m}}$ до $12^{\text{h}} 55^{\text{m}}$. В этом интервале измерялась общая интенсивность радиоизлучения

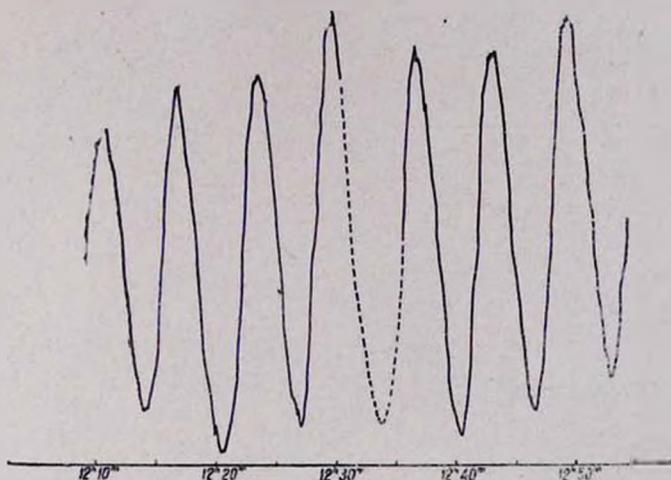


Рис. 3.

Солнца в период до и после IV контакта. Кривая записи приведена на рис. 3.

Кривые записи выхода радиоинтерферометра при измерении поляризованной компоненты (I и III интервалы, рис. 1) показывают, что до закрытия диском Луны имеющейся на Солнце большой группы пятен наблюдается циркулярно-поляризованная компонента, интенсивность которой составляет $\approx 20\%$ от общей интенсивности радиоизлучения Солнца. Когда же диском Луны эта группа пятен закрывается, то в принимаемом радиоизлучении циркулярно-поляризованная компонента не наблюдается. Сравнение моментов оптического затмения пятен и исчезновения наблюдаемой поляризации радиоизлучения показывает, что эта поляризация исходит из области головного наибольшего пятна. Тот же вывод можно сделать из сравнения моментов открытия этого пятна и появления поляризации.

Измеренная остаточная интенсивность (II интервал, рис. 2) общего радиоизлучения Солнца в момент максималь-

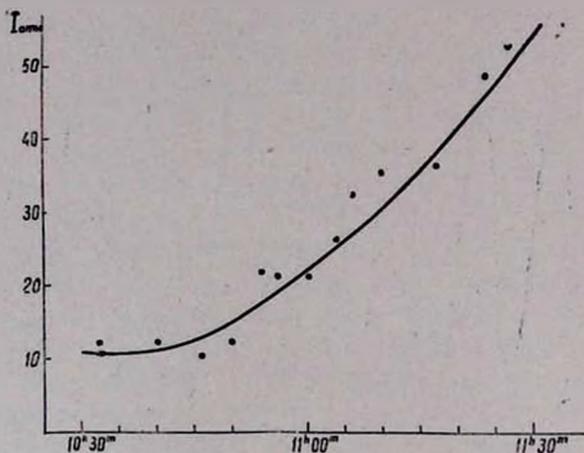


Рис. 4.

ной фазы затмения оказалась равной 20% от интенсивности радиоизлучения незатменного Солнца.

Кривая роста интенсивности радиоизлучения Солнца в ходе открытия диска Солнца приведена на рис. 4.

Представляет интерес кривая, построенная по данным измерения общей интенсивности в IV интервале (рис. 5).

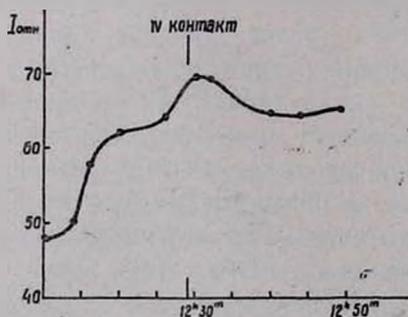


Рис. 5.

Из этой кривой видно, что вблизи IV контакта интенсивность радиоизлучения Солнца возрастает. Величина этого возрастания составляет около 8%. Такое возрастание было отмечено и ранее некоторыми наблюдателями [2—5].

Выражение соответствующих интенсивностей в абсолютных единицах требует некоторых дополнительных измерений, которые будут проведены в ближайшее время.

После тщательной обработки данных будут получены сведения о радиодиаметре Солнца на исследуемой длине волны, о распределении радиояркости по диску Солнца, о размерах и координатах пятна с повышенным поляризованным радионизлучением.

Июнь, 1958

Է. Ն. ՄՐԻՋԱՐԵԿՅԱՆ, Ն. Ա. ԵՐՋՆԿԱՆՅԱՆ, Գ. Մ. ՀԵՐՈՒՆԻ

ԱՐԵՎԱԿԻ 1958 Թ. ԱՊՐԻԼԻ 19-Ի ՕՂԱԿԱԶԵՎ ԽԱՎԱՐՄԱՆ
ՌԱԴԻՈՌԱԴԻՍՏՈՒՄՆԵՐԸ 50 ՍԱՆՏԻՄԵՏՐԱՆՅ ԱԼԻՔԻ ՎՐԱ

Ա մ փ ո փ ո լ մ

Տրվում է նախնական հաղորդում արեգակի 1958 թ. ապրիլի 19-ի օղակաձև խավարման ռադիոդիտումների՝ 50 սանտիմետրանոց ալիքում: Չափումները կատարվել են 4 մետր տրամագծով երկու պարարողիկ հայելիներ ունեցող ռադիոինտերֆերոմետրի օգնությամբ: Օգտագործված մեթոդը թույլ է տվել չափել ինչպես ընդհանուր ռադիոճառագայթման, այնպես էլ նրա շրջանաձև բևեռացված բաղադրիչի ինտենսիվությունները:

Բևեռացման աստիճանը ստացվել է հավասար մոտ 20%՝ Ռադիոճառագայթման բևեռացում չի դիտվել, երբ արեաբծերը ծածկված են եղել Լուսնի սկավառակով: Արեգակի ընդհանուր ռադիոճառագայթման մնացորդային ինտենսիվությունը խավարման մաքսիմալ փուլում մոտ 20% է: Նկատված է Արեգակի ռադիոճառագայթման ինտենսիվության աճ՝ մոտ 8%՝ չափով՝ IV կոնտակտի մոտակայքում:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. M. Ryle, Proc. Roy. Soc., 211A, 351, 1952.
2. J. Hagen, E. Haddock a. G. Reber, Sky and Telescope, 10, 111, 1951.
3. J. Denisse, E. Blum a. J. Steinberg, Nat., 170, 191, 1952.
4. В. А. Санамян, Г. А. Ерзнкян, ДАН АрмССР, XX, 161, 1955.
5. В. С. Троицкий, М. П. Зелинская, В. Л. Рахлин, В. Т. Бобрик, Труды V совещания по вопросам космогонии, М., 1955, стр. 182.

Г. М. Товмасян и Э. С. Бурунсузян

ЭКСПЕРИМЕНТАЛЬНАЯ ПРОВЕРКА МЕТОДА РЕЗОНАНСНОГО НАКОПЛЕНИЯ РАДИОСИГНАЛА ПРИ РАБОТЕ ИНТЕРФЕРЕНЦИОННЫМ РАДИОТЕЛЕСКОПОМ

В ранее опубликованных статьях [1, 2] был предложен метод резонансного накопления сигнала при наблюдениях интерференционным радиотелескопом источников космического радиоизлучения. Этот метод преследует цель повышения чувствительности и угловой разрешающей силы интерференционного радиотелескопа. Идея предложенного метода заключается в следующем. Как известно, напряжение на выходе интерференционного радиотелескопа состоит из двух составляющих: а) хаотической-шумовой—обусловленной аппаратурными эффектами, и б) регулярной—обусловленной явлением интерференции при прохождении точечного источника радиоизлучения при своем суточном вращении по небесной сфере через неподвижную диаграмму направленности интерферометра, ориентированного в направлении восток—запад. При подаче выхода интерференционного радиотелескопа на достаточно добротную резонансную колебательную систему, настроенную на период лепестков интерференционной картины от наблюдаемого источника на данном склонении, резонансная система раскачивается в такт с периодической составляющей выходного напряжения интерферометра и слабо реагирует на воздействие хаотической составляющей. В результате этого повышается отношение „сигнал/шум“ радиотелескопа и становится возможным наблюдение слабых источников радиоизлучения с интенсивностью ниже порога обнаружения данного радиотелескопа при наблюдении обычным способом. Поскольку же период лепестков интерференционной картины зависит от склонения:

источника, то повышается направленность радиоинтерферометра по склонению, так как на направленность радиотелескопа накладывается избирательность колебательной системы.

В настоящей заметке приводятся результаты наблюдений, проведенных методом резонансного накопления сигнала на экспериментальном радиотелескопе на длине волны 1,52 м, введенном в действие с целью проверки метода резонансного накопления.

Антеннами радиоинтерферометра, разнесенными в направлении восток—запад на расстояние порядка ста длин волн, являются две синфазные антенны, имеющие четыре ряда полуволновых диполей по 8 диполей в ряду. При таком количестве и расположении диполей полный раскрыт главного лепестка диаграммы направленности одиночной антенны, т. е. угол между двумя первыми нулями, по прямому восхождению равен 14° *. Диаграмма же направленности по склонению шире, и угол между направлениями к точкам половинной мощности равен 30° .

Наличие поворотных механизмов антенн по азимуту и высоте дает возможность охватить наблюдениями всю северную полусферу, а также часть южной полусферы до $\delta = -30^{\circ}$.

Интерферометр работает по методу переключения фазы [3]. Переключатель, который в одно из плеч интерферометра попеременно вводит кусок кабеля, длиной в $\lambda/2$, является емкостным. В целях стабилизации частоты переключения, мотор, вращающий переключатель с частотой 37 гц, питается от усилителя мощности, переменное напряжение на который подается от звукового генератора ЗГ-10. Опыт показал, что уходы частоты модуляции не превышают 0,25 гц при работе в течение 5—6 часов.

Использован приемник супергетеродинного типа с усилителем высокой частоты, собранным по схеме „две заземленные сетки“ на маячковых лампах 6С5D. Усилитель про-

* Отмечается полный раскрыт диаграммы направленности антенны по прямому восхождению, так как накопление сигнала происходит за время прохождения точечным источником всей диаграммы антенны.

межуточной частоты содержит четыре каскада с одиночными резонансными контурами.

Второй детектор квадратичный. Использован кристаллический детектор ДГ-ЦЗ.

Приемник настроен на частоту 197 Мгц. Полоса пропускания 1,7 Мгц. Шумфактор приемника 16.

Узкополосный RC усилитель настроен на частоту модуляции 37 гц. Ширина полосы пропускания этого усилителя равна 1,5 гц, усиление порядка $5 \cdot 10^3$.

Выпрямление модулированного сигнала производится на синхронном детекторе, опорное напряжение на который подается от генератора, насаженного на ось мотора, вращающего переключатель. Постоянная времени выхода синхронного детектора порядка 10 сек.

При обычных наблюдениях выход синхронного детектора непосредственно подается на самописец, а при наблюдениях методом резонансного накопления сигнала — на резонансную колебательную систему, описанную ранее [1]. В обоих случаях запись велась на самописце типа ЭПП-09.

При обычных интерференционных наблюдениях выяснилось, что описанный экспериментальный радиотелескоп уверенно „берет“ только два известных интенсивных источника: Кассиопея-А и Лебедь-А, т. е. полученные для этих источников записи пригодны для обработки. Для двух других известных источников — Телец-А и Дева-А — также получают записи, но они неполноценны для обработки. Попытки „обнаружить“ более слабые источники окончились безрезультатно.

Таким образом, предельными для нашего радиотелескопа при наблюдении обычным интерференционным методом с фазовым переключением являются источники с интенсивностью порядка $10 \cdot 10^{-24}$ ватт/гцм² на частоте 197 Мгц (здесь и далее интенсивности источников приводятся согласно работе Уитфайльда [4]). На рис. 1 приведены примеры записей источников Кассиопея-А, Телец-А и Дева-А (записи велась при одинаковых выходах радиотелескопа).

Затем мы приступили к наблюдениям с применением резонансного метода накопления сигнала, заранее довольно

точно определив по наблюдениям над источником Кассиопея-А угловую ширину лепестка интерференционной диаграммы радиотелескопа, оказавшуюся равной $41'$. Знание этой величины необходимо для определения собственной частоты резонансной системы при ее „наведении“ на источник с каким-либо определенным склонением.

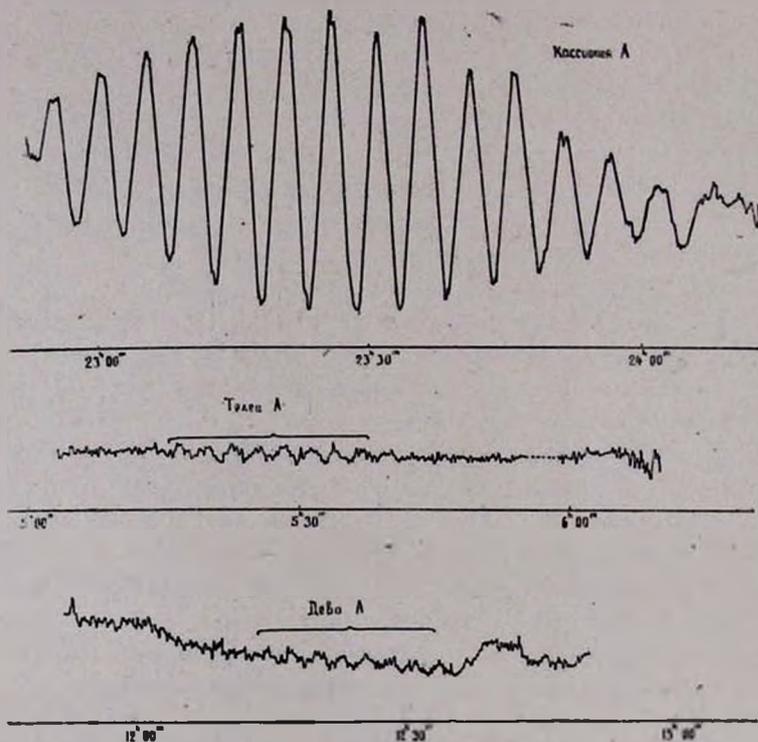


Рис. 1.

Эти наблюдения позволили проверить ожидаемые преимущества наблюдений с применением метода резонансного накопления сигнала.

1. Повышение чувствительности радиоинтерферометра. Подтверждение повышения чувствительности радиоинтерферометра было получено наблюдением источников с интенсивностью, находящейся намного ниже предела обнаруже-

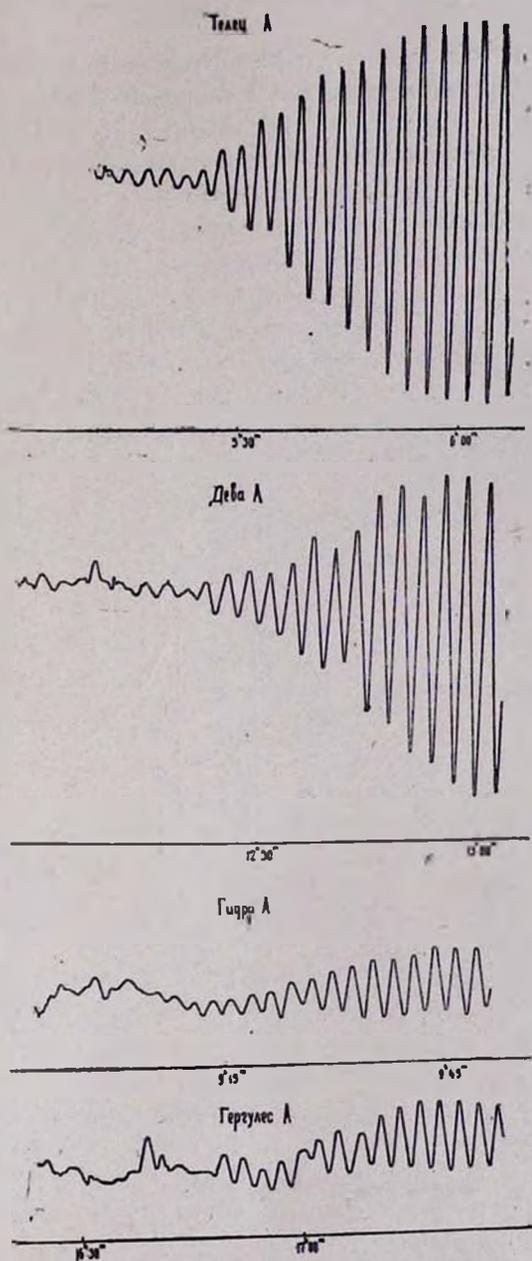


Рис. 2.

ния описанного экспериментального радиотелескопа. Например, были получены уверенные записи источников Гидра-А, Геркулес-А и других с интенсивностью порядка $2 \cdot 10^{-24}$ *ватт/гц.м²*. Примеры записей этих источников, а также источников Телец-А и Дева-А, приведены на рис. 2.

2. **Повышение избирательности радиоинтерферометра по склонению.** С целью проверки повышения избирательности радиоинтерферометра по склонению были проведены серии наблюдений источников Телец-А и Дева-А с несколько различными собственными частотами резонансной колебательной системы. Результаты наблюдений приведены на рис. 3. По оси абсцисс отложены периоды резонансной системы, а также соответствующие этим периодам склонения

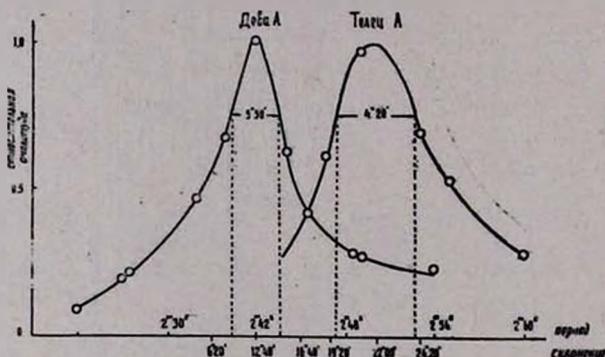


Рис. 3.

ния. Рассмотрение рисунка показывает значительное повышение направленности радиотелескопа, причем, согласно [2], это повышение направленности тем больше, чем больше склонение наблюдаемого источника. Склонение источника определялось по тому периоду собственных колебаний системы, при котором получалась максимальная амплитуда раскачки колебаний резонансной системы, т. е. совершенно так же, как и при обычных интерференционных наблюдениях. Однако в этом случае точность определения склонения намного повышена.

3. **Определение интенсивности и прямого восхождения.** Относительные интенсивности источников определялись

по отношению максимальных амплитуд на записи наблюдений. Сопоставление полученных результатов с данными Уитфайльда [4] показывает, что погрешность при определении относительных интенсивностей не превышает $\pm 10\%$.

Прямое восхождение источника определяется по наступлению момента максимальной амплитуды колебаний. По нескольким наблюдениям источника Телец-А с надежно известными координатами была определена „эффективная“ ось симметрии интерферометра при работе с резонансной приставкой. Другими словами, было определено смещение оси симметрии интерферометра от середины интерференционной диаграммы при обычных записях к ее краю при записях с накопителем. Указанное смещение происходит по причине нарастания амплитуды колебаний вплоть до момента выхода источника из диаграммы направленности интерферометра. Величина этого смещения оказалась равной 33 минутам времени. Взяв эту величину за исходную, определялись прямые восхождения других наблюдаемых источников с точностью до угловой ширины одного лепестка. Прямые восхождения пороговых источников определялись с точностью до угловой ширины двух-трех лепестков, что в переводе на угловые величины равно $1^{\circ}.5-2^{\circ}$. Как видим, полученные результаты не уступают своей точностью точности определения прямого восхождения при обычных интерференционных наблюдениях.

Таким образом, результаты предварительных наблюдений в основном подтверждают ожидаемые преимущества метода резонансного накопления сигнала от принимаемого радиоизлучения точечных источников при работе с интерференционным радиотелескопом.

Июль. 1958

Ն. Մ. ԿՐԻՍՏԻՆՍԿԻ, Ե. Ս. ԿՐԻՍՏԻՆՍԿԻ

ԻՆՏԵՐՄԵՆԻՏԻՆԻ ՌԱԴԻՈԴԻՏԱԿՈՎ ՌԱԴԻՈԱԶԳԻԱՆՇԱՆԻ
ՌԵԶՈՆԱՆՍԱՍՅՒՆ ԿՈՒՏԱԿՄԱՆ ՄԵԹՈԴԻ ԷՔՍՊԵՐԻՄԵՆՏԱԼ
ՍՏՈՒԳՈՒՄԸ

Ա մ փ ո փ ու մ

Աշխատանքում բերված են նախկինում առաջարկված [1, 2] ռադիոազդանշանի ռեզոնանսային կուտակման մեթոդի էքսպերիմենտալ ստուգման արդյունքները:

Դիտումները կատարված են Բյուրականի աստղադիտարանում, այդ նպատակով գործի դրված 1,5 մ երկարություն ունեցող ալիքում աշխատող ռադիոինտերֆերոմետրի վրա:

Դիտումները հնարավորություն տվեցին ստուգելու և հաստատելու ազդանշանի ռեզոնանսային կուտակման մեթոդի կիրառումից սպասվող առավելությունները, այն է՝

1) Ռադիոինտերֆերոմետրի զգայնության բարձրացումը ապացուցվեց մեր ռադիոինտերֆերոմետրի զգայնության սահմանից 5—6 անգամ ավելի թույլ դիսկրետ ռադիոազդարձների վստահ դիտումներով (նկ. 2):

2) Ռադիոինտերֆերոմետրի ուղղվածության աստիճանի ավելացումը ըստ հակման կոորդինատի ապացուցվեց ծուլ-Ա և Կուլյ-Ա դիսկրետ ռադիոազդարձների դիտումներով, որոնք կատարվել են կիրառված ռեզոնանսային սխեմայի տարբեր սեփական պարբերությունների դեպքում (նկ. 3):

Մինչև ժամանակ ցույց է տրված, որ դիտված ռադիոազդարձների ինտենսիվության և ուղղակի ժազման որոշման ճշտությունը չի զիջում այդ նույն պարամետրերի որոշման ճշտությունը՝ սովորական ինտերֆերենցիոն դիտումների դեպքում:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. Գ. Մ. Կովոյեն, ԺԱՆ ԱրմՍՍՐ, 25, № 3, 107, 1957.
2. Գ. Մ. Կովոյեն, ԺԱՆ ԱրմՍՍՐ, 26, № 1, 11, 1958.
3. M. Ryle. Proc. Roy. Soc., 211, A, 351, 1952.
4. T. R. Witfield, M. N., 117, № 6, 1957.

П. М. Геруни

ПРИБОР ДЛЯ АВТОМАТИЧЕСКОГО ИЗМЕРЕНИЯ
КОМПЛЕКСНЫХ СОПРОТИВЛЕНИЙ
НА СВЕРХВЫСОКИХ ЧАСТОТАХ

При проектировании и практическом выполнении согласований в высокочастотных трактах радиотелескопов, локаторов и других устройств необходимо знание кривых полных входных сопротивлений антенн, резонаторов и других высокочастотных элементов. Так как эти кривые во многих случаях не поддаются расчетам и их практическое получение связано с длительными и кропотливыми измерениями, то взамен классической измерительной линии необходим прибор, автоматизирующий эти измерения.

Описанные в литературе приборы (мост Бирна [1], компаратор проводимостей [2], Т-образное разветвление [3], мост на отрезках линий [4], прибор с направленным ответвителем [5] и др.) не удовлетворяют поставленной задаче, требуя многих операций перестроек, сложны в изготовлении, либо узкодиапазонны. Совершенный измеритель импедансов описан для диапазона трехсантиметровых волн [6].

В настоящей работе рассматриваются вопросы создания простого автоматического прибора, измеряющего полные входные сопротивления в широком диапазоне дециметровых волн.

Прибор использует идею нахождения полного сопротивления по коэффициенту отражения $\bar{\rho}$. Так как

$$\bar{\rho} = \left| \frac{\bar{E}_{отр}}{\bar{E}_{пад}} \right| e^{j\tau}, \quad (1)$$

то по соотношению между амплитудами падающего и отра-

женного от неизвестной нагрузки сигналов можно судить о модуле коэффициента отражения, а по разности фаз между ними — о фазе \bar{p} .

Для облегчения измерения разности фаз можно было бы применить преобразование частоты, но при этом прибор потерял бы свою широкополосность, так как возникли бы большие ошибки за счет неточного сопряжения генератора и гетеродина в широком диапазоне частот. При применении же гетеродина с фиксированной частотой полосы усилителя промежуточной частоты (УПЧ) должна быть значительно шире 100%, что невозможно. Кроме того, при изменении промежуточной частоты сильно скажутся неравномерности амплитудной и фазовой характеристик УПЧ.

Таким образом, для получения широкополосного прибора измерение разности фаз необходимо производить на сверхвысоких частотах (СВЧ).

Если предположить, что с перестройкой по частоте выходная мощность генератора не меняется ($\bar{E}_{\text{вых}} = \text{const}$), то модуль коэффициента отражения пропорционален отраженной энергии:

$$|\bar{P}| = k |\bar{E}_{\text{отр}}|. \quad (2)$$

Применение генератора с постоянной выходной мощностью позволит измерять не отношения напряжений, а только уровень отраженного сигнала, что нетрудно сделать после квадратичного детектирования.

Необходимая для измерений энергия падающей и отраженной волн забирается из основного тракта при помощи коаксиального направленного ответвителя [5]. Направленные свойства, обусловленные соотношением электрических и магнитных связей, обеспечиваются петлями связи специальной формы для падающей и отраженной волн, расположенными в одном сечении основного тракта. Петли вносят в тракт определенную неоднородность, влияющую на точность измерений. Ввиду этого, для уменьшения отражений коэффициент связи (k_c) желательно иметь небольшой.

Выполненный ответвитель отбирал примерно 1% энергии (рис. 1).

Коэффициент бегущей волны (КБВ) самого ответвителя, измеренный методом смещения узлов в короткозамкнутой линии, был не хуже 0.93 в диапазоне частот 300-800 Мгц. Другие методы измерения КБВ неприемлемы вследствие отсутствия хороших широкодиапазонных эталонов нагрузок на СВЧ.

Коэффициент направленности (k_n) был получен порядка 25 дб (рис. 1). При $k_n > 30$ дб (что вполне реально для данной конструкции) можно измерить коэффициент отражения, равный 0.01, что соответствует КБВ=0.98.

При измерении больших и малых КБВ подобный ответвитель особенно ценен (по сравнению с измерительной линией).

В данной конструкции k_n не зависит от частоты, пока сохраняются согласование во вторичной системе и нужное соотношение электрической и магнитной связей.

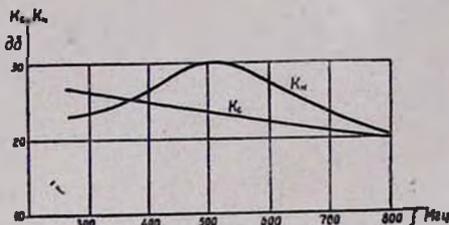


Рис. 1.

Следует отметить, что для данного прибора можно использовать и направленный ответвитель с одним отверстием связи типа Бете [7], а также и волноводные варианты ответвителей.

Другим важнейшим узлом прибора является СВЧ фазомер, измеряющий разность фаз между падающей и отраженной волнами. В основе его работы лежит принцип обычного низкочастотного фазового детектора. Этот принцип успешно осуществлен на СВЧ. Эффект фазового детектирования описывается уравнением

$$E = 2a_2V_1V_2\cos\varphi, \tag{3}$$

где a_2 — коэффициент при квадратичном члене в характеристике детектора, аппроксимированной параболой;

V_1 и V_2 — амплитуды напряжений на детекторах;

φ — разность фаз.

Заметим, что E зависит, кроме φ , также от характери-

стик детекторов и от амплитуд подаваемых на детекторы напряжений. Влияние этой зависимости рассмотрено ниже.

Для конструктивного получения диапазонного сдвига фаз на 180° применен широкополосный мост [8]. Баланс этого моста не зависит от частоты, так как частотно-зависимое плечо в $3/4\lambda$ заменено плечом в $\lambda/4$ и частотно-независимым π -поворотом (рис. 2).

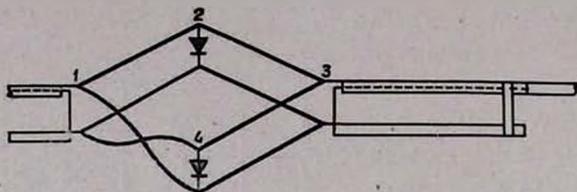


Рис. 2.

В плечи 2 и 4 моста помещены детекторы. Сравниваемые по фазе напряжения подиются на концы 1 и 3. Последние должны быть развязаны по высокой частоте (ВЧ), для чего в точках 2 и 4 должна быть согласованная нагрузка. В свою очередь волновое сопротивление (W) двухпроводной линии при наличии согласования в точках 2 и 4 следует брать равным удвоенному значению волнового сопротивления коаксиальной системы для обеспечения согласования входного сопротивления моста в точках 1 и 3 с волновым сопротивлением питающей линии.

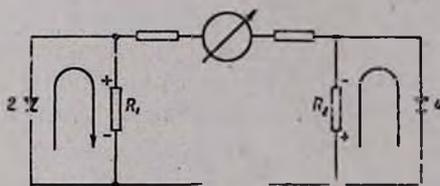


Рис. 3.

Индикатор (стрелочный прибор, осциллограф) включается так, чтобы реагировать на разность напряжений на нагрузках R_1 и R_2 детекторов 2 и 4 (рис. 3).

ВЧ генератор модулируется импульсами $F = 1$ кгц. Инерционность индикатора позволяет выделять среднее значение протектированных импульсов (обычное интегрирование).

Так как при кондуктивном присоединении детекторов к мосту они окажутся замкнутыми накоротко по постоянному току, то их нужно с одного конца изолировать слюдяной прокладкой, слоем лака или другим способом. При этом с мостом сохраняется вполне достаточная для работы емкостная связь.

Для перехода от коаксиальной системы к двухпроводному мосту применено широкополосное симметрирующее устройство (рис. 2).

Длина плеча моста равна $\lambda/4$ на средней частоте диапазона.

Основная характеристика фазомера, описываемая уравнением (3), представлена на рис. 4.

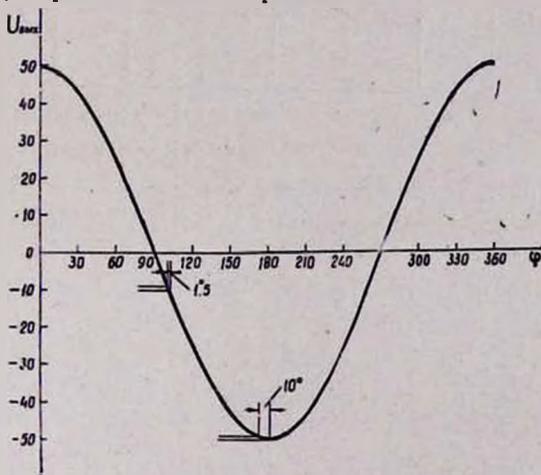


Рис. 4.

При получении кривой в качестве фазовращателя использовалась измерительная линия с согласованной нагрузкой на конце. Во избежание влияния неполного согласования зонд линии был выполнен в виде петли связи, обладающей направленными свойствами. В другом опыте фаза отраженной волны измерялась перемещением короткозамыкающего (КЗ) поршня на конце тракта.

Шкала фазомера градуируется непосредственно в значениях ϕ . Точность отсчета фазы составляет $1^\circ.5$ на кру-

тых участках кривой и 10° на вершинах. При внесении постоянного сдвига фаз (при помощи фазовращателя) все замеры можно производить с точностью $1^\circ.5$, что составляет 0.5% от 2π .

Диапазонность фазомера определяется амплитудно-частотной характеристикой (рис. 5). Диапазонность зависит от качества согласования плеч моста, от симметрирующего

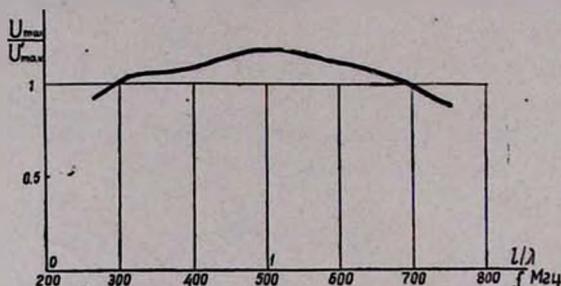


Рис. 5.

устройства и от применяемых детекторов. В выполненном макете со средней частотой 500 Мгц полоса составляла почти 100% .

Излучение моста слабое. Его с трудом удалось обнаружить на 500 Мгц на расстоянии 10 мм от моста волномером типа ВСТ-1Д, имеющим в качестве антенны полуволновый вибратор с рефлектором. В силу этого помещение фазомера в экран или на проводящую плоскость не влияет на его работу.

Так как показания фазомера (как видно из (3)) зависят и от амплитуд измеряемых сигналов (а последние чаще всего сильно меняются в процессе снятия характеристик), то применяется специальная электронная схема своеобразного автоматического регулирования усиления (АРУ), избавляющая фазомер от указанного недостатка. Схема содержит два усилителя (рис. 6) и легко обеспечивает постоянство выхода при изменении амплитуды входного сигнала в 2000 раз (при неизменной фазе).

Фазомер может быть выполнен и с помещением в плечи моста по два детектора (последовательно).

В целом блок-схема прибора представлена на рис. 6.

Общая погрешность фазомера складывается, как средняя квадратичная, из следующих погрешностей:

а) Случайная погрешность отсчета по стрелочному индикатору. Зависит от разрешающей способности индикатора.

б) Систематическая погрешность градуировки*, определяемая точностью градуировочных эталонов.

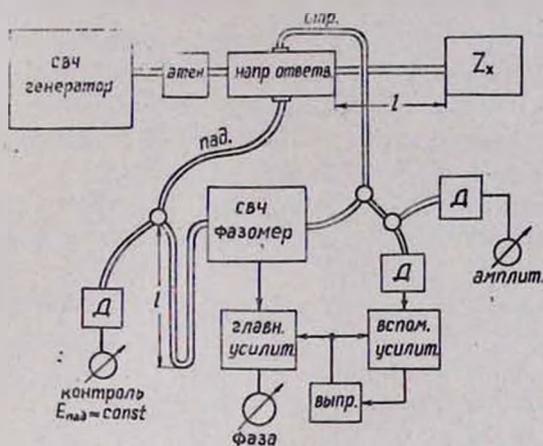


Рис. 6.

в) Систематическая погрешность за счет старения ламп, детекторов. Устраняется принятием соответствующих мер.

г) Методическая погрешность за счет неодинаковости характеристик детекторов в плечах моста. Может быть скомпенсирована соответствующим подбором детекторов и их нагрузок.

д) Методическая погрешность за счет нестабильности частоты генератора ($\frac{\Delta f}{f} = 0,5\%$ для ГС—6). Будет иметь место при нарушении баланса плеч моста, а также за счет

* При градуировке необходимо применять тот же генератор (ту же амплитуду напряжения), который будет использоваться при измерениях.

неодинаковых фазовых характеристик петель связи направленного ответвителя. Кроме того, если путь до детекторов моста для падающей и отраженной волн неодинаков $l_1 - l_2 = \Delta l$, то за счет изменения электрической длины Δl , при изменении частоты на Δf , возникает ошибка в фазе $\Delta \varphi$. Эта погрешность невелика, если учесть, что длины l_1 и l_2 можно брать равными с достаточной точностью. С этой целью путь падающей волны удлинен на $2l$ (см. рис. 6). Если выполнить отрезок $2l$ в виде простейшего фазовращателя (типа „тронбон“), то прибор избавляется от большого недостатка, присущего всем приборам этого типа, — от влияния на результат измерений расстояния от места включения прибора в тракт до измеряемой нагрузки.

Погрешность за счет неполного устранения влияния амплитуды мала вследствие хорошей работы корректирующих усилителей.

Остальные погрешности, вызванные неравномерностью характеристик ответвителя и фазомера, автоматически исключаются при градуировке прибора.

В итоге, с учетом всех погрешностей, точность прибора составляет 3—4% по амплитуде и 3% по фазе.

При соответствующем выполнении индикаторной части прибор может выдавать кривую входного сопротивления подключенной нагрузки на экране электронно-лучевой трубки с частотными отметками, на фоне декартовой или полярной системы координат (круговой диаграммы сопротивлений). При этом масштаб будет несколько нелинейным и точность не выше 15%.

В заключение автор выражает благодарность Д. М. Сазонову (МЭИ) за большую помощь, оказанную при выполнении настоящей работы.

Июнь, 1958

Գ. Մ. ՀԵՐՈՒՆԻ

ՍԱՐՔ ԳԵՐՐԱՐՁՐ ՀԱՃԱԽԱԿԱՆՈՒԹՅՈՒՆՆԵՐՈՒՄ ԿՈՄՊԼԵՔՍ
ԴԻՄԱԴՐՈՒԹՅՈՒՆՆԵՐԻ ԱՎՏՈՄԱՏԻԿ ՉԱՓՄԱՆ ՀԱՄԱՐ

Ա մ փ ո փ ու մ

Հողվածում քննարկվում է պարզ և այտամառիկ սարք ստեղծելու հարցը, որը չափում է անտևանների, ուղղանկյունների և այլ էլեմենտների կոմպլեքս մուտքային դիմադրությունները դեցիմետրանոց ալիքների վրա:

Անդրադարձման գործակցի մոդուլը որոշվում է ընկած և անդրադարձած ալիքների ամպլիտուդաների հարաբերությամբ, որոնք դուրս են բերվում հիմնական տրակտից կոաքսիալ տիպի ուղղված ճյուղավորիչով: Անդրադարձման գործակցի ֆազան որոշվում է ընկած և անդրադարձած ալիքների ֆազաների տարբերությամբ՝ ամպլիտուդային շտկում ունեցող գերբարձր հաճախակա-նություն ֆազաչափի միջոցով:

Չափման արդյունքը անմիջապես կարդացվում է երկու միկրոամպերմետրների վրա: Սարքի բացթողման շերտի լայնու-թյունը հավասար է 300-750 մեգահերցի: Չափման ճշտությունն ըստ ամպլիտուդայի կազմում է 3-4%, ըստ ֆազայի՝ 3%, ճրակտի մեջ սարքը կարող է միացվել ցանկացած տեղում: Ինդի-կատորային մասի համապատասխան վերափոխման դեպքում կոմպլեքսային դիմադրության կորը կարելի է անմիջապես տեսնել էլեկտրոնա-ճառագայթային խողովակի էկրանի վրա:

Л И Т Е Р А Т У Р А

1. J. Byrne, PNEC, 3, 603, 1947.
2. O. Woodward, Electronics, 29, 116, 1947.
3. Л. Шейнголд, Вopr. радиоло. техн., 4, 1954.
4. D. King, Proc. IRE, 39, 37, 1950.
5. B. Palzen, Electrical Communication, 4, 26, 1949.
6. W. Gabriel, Proc. IRE, 9, 42, 1410, 1954.
7. H. Bethe, Phys. Rev., 66, 163, 1944.
8. W. Tyminski, A. Hylas, Proc. IRE, 1, 81, 1953.

Г. А. Гурздян

К ВОПРОСУ О МОЛОДОСТИ ЯДЕР ПЛАНЕТАРНЫХ ТУМАННОСТЕЙ

Одним из основных выводов, который был сделан при рассмотрении проблемы динамики и происхождения планетарных туманностей, является вывод о молодости их ядер, возбуждающих свечение туманностей [1, 2]. Планетарные туманности являются продуктом или остатком звездобразовательного процесса, при котором часть первичной массы остается вне пределов рождающейся звезды. Поскольку возраст планетарных туманностей измеряется несколькими десятками тысяч лет, то следует заключить, что такой же возраст должны иметь и их ядра. Это значит, что ядра планетарных туманностей являются самыми молодыми звездами среди известных нам молодых звезд Галактики.

В настоящей статье, основываясь главным образом на фактическом материале, приводятся некоторые доводы, говорящие о молодости ядер планетарных туманностей.

1. Известно, что ядра некоторых планетарных туманностей являются звездами типа Вольф-Райе (WR). В настоящее время наличие ядер типа WR можно считать установленным по крайней мере для 15 планетарных туманностей.

Часто отмечалось то большое разнообразие, которое наблюдается в спектрах звезд WR. Среди изученных обычных звезд WR трудно найти две звезды, имеющие совершенно одинаковые спектры. Тем не менее, отвлекаясь от второстепенных особенностей их спектров, можно установить существование двух серий или классов звезд WR, что и сделано Билсом и др. В спектрах первой из этих серий — углеродной (WC) — доминируют линии углерода, в спектрах

другой — азотной (WN) — линии азота. Почти все известные обычные звезды типа WR, за редкими исключениями, делятся на эти две серии.

Известно также, что большая часть — около 75% — звезд типа WR является членами O-ассоциаций. Наконец, общепринятым является допущение, что WR звезды, как типичные нестационарные звезды, представляют собой раннюю стадию формирования и развития звезды.

Предположим теперь, что нам удалось найти две звезды типа WR, достаточно сходные по своим спектрам, но одна из которых является членом какой-нибудь O-ассоциации, а вторая является ядром какой-нибудь планетарной туманности. Тогда, если первой из этих WR звезд приписываем, в силу ее принадлежности к ассоциации, небольшой возраст, то в принципе было бы нелогично приписывать другой возраст второй WR звезде, находящейся в таком же физическом состоянии, что и первая; скорее всего обе эти звезды должны иметь одинаковый по порядку величины возраст.

Следует отметить, что хотя в настоящее время нам еще не известны точные значения светимости и дисперсии светимости ядер планетарных туманностей, тем не менее есть основание полагать, что светимости ядер с WR спектром, по-видимому, меньше светимости WR звезд, присутствующих в O-ассоциациях. В этом смысле WR звезды обеих групп, возможно, отличаются друг от друга, но с точки зрения обсуждаемого здесь вопроса это обстоятельство не имеет значения; в данном случае существенным является физическое состояние, в котором находятся эти объекты.

Более или менее удовлетворительных фотометрических данных об интенсивностях эмиссионных линий WR звезд, являющихся ядрами планетарных туманностей, к сожалению, имеется весьма немного. В табл. 1 приведены относительные интенсивности наиболее характерных эмиссионных полос для двух ядер планетарных туманностей — BD +30° 3639 и NGC 40 — и для трех обычных WR звезд — HD 192103, 192641 и 193793. Данные для указанных объектов взяты из [3, 4, 5]. Приведенные ядра туманностей и звезд WR при-

надлежат к углеродной серии; в их спектрах линии азота почти отсутствуют.

Таблица 1

	Планет. туманности		Звезды WR		
	BD +30°3639	NGC 40	HD 193103	HD 192641	HD 193793
4323 CII	0.77	0.91	0.20	0.36	0.18
4686 HeI					
4650 CIII	$\left\{ \begin{array}{l} 7 \\ 4.75 \\ 9 \end{array} \right.$	4.26	$\left\{ \begin{array}{l} 4.25 \\ 3.24 \end{array} \right.$	4.75	$\left\{ \begin{array}{l} 4.10 \\ 2.20 \end{array} \right.$
4686 HeII					
3889 HeI,CII	1.52	0.27	0.24	0.1	0.07
4686 HeII					

Из приведенной таблицы следует, что в пределах дисперсии величины относительных интенсивностей линий среди данной серии звезд ядра туманностей BD +30°3639 и NGC 40 достаточно сходны с приведенными в табл. 1 WR звездами. Здесь следует добавить также, что ядра этих туманностей, в особенности BD +30°3649, очень богаты эмиссионными линиями — свойство, весьма характерное для спектров WR звезд.

2. Среди звезд WR существует одна немногочисленная группа, спектр которой принадлежит как бы переходной серии — от WN к WC; в ней эмиссионные линии углерода и азота присутствуют с равными по порядку величины интенсивностями. Представителями этой серии (WN + WC) звезд являются HD 45166, 62910, 90657 [6]. Оказывается, что среди ядер планетарных туманностей также встречаются звезды типа WN + WC, например ядра NGC 6544, 6572, 6826 и т. д. При общей немногочисленности звезд типа WN + WC указанный факт существования таких звезд как в отдельности, так и в качестве ядер планетарных туманностей приобретает особое значение.

3. Непосредственно к звездам типа WR примыкают звезды типа Of, в спектрах которых характерными являются [7, 8]: 1) наличие эмиссионных линий $\lambda\lambda 4634$ NIII, 4640 NIII

и 4686 He I; 2) относительная узость этих линий, соответствующая скорости истечения газовой материи с их поверхностей порядка 100 км/сек; 3) изменения профилей и эквивалентных ширин линий во времени.

Согласно тщательным спектрофотометрическим исследованиям Аллера и Вилсона [9], а также Оке [7], некоторые планетарные туманности имеют ядра типа Of. К таким туманностям относятся NGC 2392, IC 4593, NGC 6210 и, по видимому, туманность IC 418, хотя Свингс, например, определяет тип ядра этой туманности как переходный от WR к Of [8]. В [9] приведены репродукции спектрограмм ядра NGC 2392 и двух звезд типа Of — HD14947 и 16691, откуда следует идентичность структуры спектра ядра NGC 2392 со спектрами указанных звезд; только эмиссионные линии в спектре ядра несколько уже.

Особый интерес представляет установленный упомянутыми исследователями факт изменения во времени формы и эквивалентных ширин эмиссионных линий у ядер указанных туманностей. Характер этих изменений оказался сходным с характером изменений, наблюдаемых у обычных Of звезд. Этот факт следует считать прямым доказательством того, что если не большинство ядер планетарных туманностей, то по крайней мере некоторые из них являются типичными нестационарными звездами.

Имеющиеся в настоящее время данные еще недостаточны, чтобы оценить амплитуду и период изменений (если они реальны) профилей эмиссионных линий у ядер указанных туманностей. Тем не менее из этих данных следует, что, например, в спектре ядра туманности NGC 2392 интенсивность эмиссионной линии $\lambda 4686$ HeII может меняться до двух раз, линии $\lambda 4634$ NIII — до четырех-пяти раз, а в случае ядра IC 4593 линии $\lambda 4634$ NIII и $\lambda 4551$ CIII порою совершенно исчезают [9].

В связи с этим следует упомянуть любопытный факт уменьшения интенсивности запрещенной линии $\lambda 4363$ [OIII] в спектре планетарной туманности IC 4997 более чем в 2,5 раза в течение сорока лет [10]. Это явление, как показано в [11], объясняется остыванием ядра этой туманности.

что, учитывая небольшую продолжительность процесса остывания, следует считать достаточным признаком его нестационарности. Кстати, ядро этой туманности имеет спектр типа $WN + WC$.

Приведенные примеры показывают, что нестационарность свойственна, по-видимому, ядрам большинства, если не всех, планетарных туманностей. И если в этом отношении наши сведения весьма ограничены, то это следует объяснить, в основном, слабостью большинства ядер, а также наложением свечения туманности на излучение ядра, сильно затрудняющими их исследование.

4. Таким образом, при внимательном рассмотрении всегда можно найти среди спектров обычных звезд WR , $WN + WC$ и O_f такие, которые достаточно похожи на спектры ядер той или другой туманности. Такое же сочетание, между прочим, можно найти и среди обычных абсорбционных O звезд (O_A), однако мы ограничимся рассмотрением, в основном, звезд с эмиссионными линиями — звезд с наиболее сильным проявлением нестационарности.

Попытаемся теперь проверить, входят ли указанные звезды в какие нибудь O -ассоциации? В табл. 2 приведен небольшой список тех WR , $WN + WC$ и O_f звезд, которые, будучи похожи по спектру на ядра некоторых планетарных туманностей (см. примечание к табл. 2), вместе с тем являются членами отдельных O -ассоциаций (последний столбец табл. 2). Мы привыкли считать члены звездных ассоциаций молодыми образованиями, поэтому, в силу сделанных выше рассуждений, то же самое в какой-то мере приходится допустить и в отношении ядер указанных туманностей. Далее, поскольку порядок величины продолжительности жизни одинаков для всех планетарных туманностей, то следует заключить, что молодыми и совсем недавно возникшими звездами являются не только ядра указанных в табл. 2 туманностей, но и ядра, по-видимому, в с е х туманностей. Из этого следует, наконец, что основным в рассматриваемом вопросе является не образование и формирование туманности, а образование и формирование н о в о й звезды, при котором, как побочный продукт, образуется туманность.

Таблица 2

HD	α	δ	m	Спектр	Ассоциация
14947 (1)	^ч 02 19.5	^м +58° 25'	8.04	O _r	Кассиопея VI
16691 (1)	02 35.5	+58 28	8.4	O _r	Кассиопея VI
45166 (2)	06 20.8	+08 13	9.6	WN+WC	Единорог II ?
62910 (2)	07 41.1	-31 41	10.0	WN+WC	Корма
90657 (2)	10 22.9	-51 08	9.8	WN+WC	Киль
451804 (3)	16 44.5	-41 04	5.37	O _r	Скорпион
152403 (3)	16 48.0	-41 00	6.03	O _r	Скорпион
192103 (4)	20 08.1	+35 54	8.25	WC	Лебедь I
198641 (4)	20 10.8	+36 21	8.16	WC	Лебедь I
193793 (4)	20 17.1	+43 32	6.8	WC	Лебедь II ?

Примечание: Указанные в первом столбце звезды идентичны по своим спектрам с ядрами следующих планетарных туманностей:

- (1) IC 418, NGC 2392, 6210, IC 4593;
- (2) NGC 40, BD+30°3639;
- (3) IC 418 (см. [8]);
- (4) NGC 6543, 6572, 6826, IC 4997.

5. Изложенная выше концепция образования и формирования планетарной туманности, как остатка звездообразовательного процесса (более подробно см. [1]), а не как результат одновременного выброса или непрерывного истечения газовой материи из центральных звезд, как это иногда принимается в литературе, подкрепляется также следующим фактом. В некоторых случаях наблюдения дают для скорости истечения газовой материи из ядра данной туманности величину порядка 1000 км/сек, в то время, когда скорость расширения самой туманности порядка нескольких десятков км/сек. На это обстоятельство следует обратить особое внимание, так как в настоящее время следует считать доказанным, что в условиях планетарных туманностей никаким механизмом торможения невозможно уменьшить столь громадные скорости движения газовых масс на два порядка (см. [12], стр. 137). В качестве дополнительного аргумента в пользу подобного утвер-

ждения может служить пример оболочек некоторых Новых, выброшенных во время их вспышек, которые сохраняют порядок величины первоначальных огромных скоростей выброса даже после того, когда их размеры достигают и даже превышают размеры нормальных планетарных туманностей (например, оболочки N Орла 1918, N Персея 1901 и т. д.). Между тем условия свечения оболочек Новых, как известно, не очень отличаются от условий свечения планетарных туманностей.

В табл. 3 приведен список тех планетарных туманностей, для которых имеются данные о скорости их расширения V_m , а также скорости истечения газовой массы из их ядер V_0 . Данные для V_m взяты: для NGC 6572 — из [14], для остальных туманностей — из [15]. Данные для V_0 взяты из различных источников, указанных в скобках в последнем столбце табл. 3.

Таблица 3

Планетарная туманность	Скорость расширения планет. туманности V_m км/сек	Скорость истечения из ядра V_0 км/сек
J 351	24.5	~1000 [3]
IC 418	—	80 [8]
NGC 2392	56.3	~ 100 [7,13]
6210	21.1	~ 100 [7]
6543	12	~ 100 [8]
6572	4	~ 500 [8]
6751	—	~1000 [3]
6826	—	~ 250 [8]
6905	—	~1000 [3]
7026	40.8	~1000 [13]
Анон. 18 ^h 09 ^m	—	185 [8]
BD+30°3639	—	300 [8]
IC 4593	—	~ 100 [7]
4997	—	~ 100 [8]

Приведенные в табл. 3 данные достаточно наглядно указывают на существование реальной разницы между ско-

ростью расширения туманности— V_m и скоростью истечения газовой материи— V_0 из их центральных звезд. Характерно также отсутствие корреляции между V_0 и V_m ; порядок величины V_0 для приведенных туманностей колеблется в довольно широком интервале, тогда как порядок величины V_m для всех туманностей почти одинаков. Последнее обстоятельство следует считать косвенным доказательством того, что условия образования туманности в результате отрыва части центрального объекта (дозвездная стадия) и условия, при которых из только что сформировавшейся звезды происходит истечение газовой материи, совершенно разные.

6. В связи с этим следует остановиться на величине массы \mathfrak{M} , выбрасываемой одной звездой WR за год. Как известно, существующие оценки, основанные, между прочим, на весьма произвольных и по существу необоснованных допущениях относительно физических условий и геометрических параметров поверхностных слоев звезды WR, дают $\mathfrak{M} \sim 10^{-5} \odot$. Из этой оценки следует, что через 10^4 лет масса туманности увеличивается по крайней мере вдвое, приняв первоначальную массу туманности равной $0,1 \odot$, а скорость ее расширения достигает до 500 км/сек , приняв скорость истечения у звезды WR равной 1000 км/сек . Иначе говоря, если верно, что $\mathfrak{M} \sim 10^{-5} \odot$, то мы должны были ожидать дисперсию в величинах скоростей расширения туманностей, достигающую до нескольких сот км/сек , чего не наблюдается. Коль скоро возможность существенного торможения продуктов истечения из ядра типа WR исключается, приходится допустить, что суммарное количество движения продуктов истечения ядра за всю жизнь туманности остается меньше, чем количество движения собственной массы туманности. А это возможно только в том случае, когда суммарная масса, выброшенная ядром в указанном промежутке времени, значительно меньше массы самой туманности.

Впрочем, мы можем оценить величину \mathfrak{M} , исходя из допущения, что количество движения планетарной туманности к концу своей жизни, т. е. за 10^4 — 10^5 лет, увеличивается — за счет количества движения выброшенной звездой WR материи — вдвое по сравнению с ее количеством движе-

ния в момент образования (динамическая оценка). Это дает для \dot{M} значение порядка $10^{-7} - 10^{-8} \odot$. Заметим, что даже учет эффекта дифференциального торможения, вызванного световым давлением L_* излучения туманности, не может повлиять на порядок величины этой оценки (см. [12], стр. 137).

Приведенная оценка интенсивности истечения газовой материи $-10^{-7} - 10^{-8} \odot$ — относится к звездам WR, являющимся ядрами планетарных туманностей. Однако есть основание полагать, что она верна и для звезд WR, входящих в O-ассоциации.

Можно, однако, вопрос поставить и иначе: ежегодный выброс массы одной звезды типа WR достигает порядка $10^{-5} \odot$, но при этом процесс истечения длится не $10^{-4} - 10^{-5}$ лет, а значительно меньшее время. Возможно, что в некоторых случаях это так и есть, но в большинстве случаев это не имеет места; есть веские основания полагать, что продолжительность процесса истечения из ядра типа WR порядка продолжительности жизни самой туманности.

Следует заметить, что в последнее время часто стали появляться работы, где ставится вопрос о серьезном пересмотре представлений, которые мы имеем в настоящее время в отношении природы звезд WR и, в особенности, о физическом состоянии их внешних слоев. Так, например, опираясь на имеющийся наблюдательный материал, Занстра и Еееен [16] и Ван Пелт [17] показали существование стратификации излучения в атмосферах звезд WR, такой, какая наблюдается у планетарных туманностей (модель Боуэна). Если это верно, то приходится допустить наличие сильной диллюции излучения на внешней границе оболочки, окружающей звезду WR, т. е. допустить для этих звезд условия, близкие к условиям в планетарных туманностях.

В противоположность этому, Джонсон приводит данные, говорящие против представления о существовании крайне протяженной атмосферы у звезд WR и против возможности постоянного выброса ими огромных масс с громадными скоростями [18]. Яркие полосы в спектрах звезд WR, согласно Джонсону, могут быть обусловлены электри-

ческим разрядом (аналогично полярным сияниям), которые могут иметь место в более плотных и более близких к фотосфере областях.

Некоторые соображения и выводы авторов этих работ, конечно, вызывают возражения и не могут быть приняты без дополнительных доказательств. Но трудно не согласиться с ними в том, что существующее представление о природе WR звезд нуждается в коренном пересмотре.

7. Имеется достаточно оснований допустить, что ядра планетарных туманностей эволюционируют довольно быстро, в результате чего в момент исчезновения и рассеяния туманности в межзвездном пространстве их ядра, имеющие в первоначальное время спектры с эмиссионными линиями (WR), абсорбционными линиями (OA) и без линий, переходят в другие — обычные типы звезд, составляющие промежуточную-сферическую подсистему Галактики (см. [12], стр. 191). Однако из этого правила могут быть сделаны исключения, когда по различным причинам и, в частности, по причине так называемого „условия видимости“ ([12], стр. 115), туманность становится невидимой еще до того, как ядро успевает существенно видоизмениться по спектру. Иначе говоря, есть определенная вероятность того, что часть обычных WR звезд, а также звезд типа OA, является бывшими ядрами планетарных туманностей.

Это допущение становится более вероятным, если иметь в виду, что звезды WR и OA, как правило, присутствуют в Галактике группами — в O-ассоциациях — факт, который в настоящее время считается твердо установленным. Присутствие одиночных звезд типа WR и OA в отдельных областях Галактики в свое время вызвало недоумение и некоторое затруднение в теории звездных ассоциаций, хотя не была исключена возможность того, что они могли бы быть остатками рассеянных звездных ассоциаций, а также вылетавшими с большими скоростями звездами из еще существующих ассоциаций. Между тем предположение, что часть этих звезд является бывшим ядром планетарных туманностей, снимает указанное затруднение.

Было бы интересно провести специальное исследование спектров звезд WR и ОА, не входящих в состав звездных ассоциаций, с тем, чтобы подыскать среди них звезды, имеющие спектры, сходные со спектрами ядер планетарных туманностей (аналогично тому, как это сделано выше в разделе 1).

Говоря о генетической связи свободных звезд типа ОА и WR, не входящих в звездные ассоциации, с ядрами планетарных туманностей, следует учесть также статистику их пространственного или, по крайней мере, видимого распределения. Дело в том, что около 50% планетарных туманностей с ядрами WR имеет, как это видно из табл. 4, галактическую широту больше $|b|=10^\circ$. Между тем всего 1% из известных нам 97 звезд типа WR имеет $|b|>10^\circ$. С другой стороны, количество звезд WR, не связанных с ассоциациями, составляет около 25% от их общего количества, т. е. около 24 объектов. Выходит, что 1% от этого количества, т. е. меньше чем одна WR звезда, является бывшим ядром планетарных туманностей. Это, по-видимому, не так, и причину этого следует искать в следующем.

Таблица 4

NGC	α	δ	l	b	m_p	Спектр ядра	
40	00 ^h 07 ^m .6	+71° 58'	87° 5'	+10° 1'	11.4	WC	[6,3]
1747	01 50.3	+62 49	98.0	+ 1.8	15.0	WC	[25,5]
J 351	03 41.1	+34 45	127.0	-14.0	15.0	WC	[6]
1501	03 58.4	+60 39	112.1	+ 7.4	13.4	WC	[5]
I 418	05 22.9	-12 46	182.7	-22.8	10.9	Of	[6, 7, 8]
2392	07 23.3	+21 07	165.5	+17.6	10.5	Of	[7, 6, 13]
4593	16 07.0	-12 20	352.9	+39.4	10.2	Of	[7]
6210	16 40.3	+23 59	10.4	+36.5	12.5	Of	[6]
6543	17 58.6	+16 38	63.0	+29.6	11.1	WN+WC	[3, 6, 8]
6572	18 07.2	+05 50	2.2	+10.4	12	WN+WC	[17, 16]
Анон. 18 ^h 09 ^m	18 09.7	-30 54	325.8	- 7.3	—	WC	[6]
I 4776	18 39.3	-33 27	329.6	-14.8	—	WC	[17, 26]
6751	19 00.5	- 06 08	357.0	- 7.4	13.3	WC	[27]
I 4997	19 15.6	+16 25	26.2	-12.2	—	WN+WC	[6, 8]
BD+30°	19 30.8	+30 18	32.4	+ 4.0	10.3	WC	[3]
6826	19 42.1	+50 17	50.9	+12.2	10.8	WN+WC	[6, 8, 25]
6905	20 17.9	+19 47	29.4	-10.7	14.2	WC	[27]
7026	21 02.9	+47 27	56.7	- 0.2	14.8	WC	[27]
I 5217	22 19.9	+50 28	68.5	- 5.6	14.6	WC	[26]

Оказывается, что имеет место селекция в составе тех туманностей, ядра которых были изучены. Для ясности обратимся к табл. 5, где во втором столбце приведены последовательно по строкам: общее количество планетарных туманностей; количество туманностей, имеющих ядро типа WR; количество туманностей, имеющих ядро типа OA; общее количество звезд типа OA, данные о которых собраны из различных источников и были любезно предоставлены автору Б. Э. Маркаряном; общее количество свободных звезд типа WR. В третьем и четвертом столбцах приведены относительные количества указанных объектов в процентах, имеющих галактическую широту $|b| < 10^\circ$ и $|b| > 10^\circ$ соответственно.

Как следует из этой таблицы, 24%, т. е. около одной четвертой части от общего количества планетарных туманностей, имеют галактическую широту $|b| > 10^\circ$. Если допустить, что вероятность иметь ядро типа WR или OA для двух туманностей, одна из которых находится около галактического экватора, а другая — на высоких галактических широтах, одна и та же, то следовало бы ожидать точно такое же распределение количества туманностей по координате b , имеющих ядра типа WR и OA, т. е. 24% должны находиться выше $|b| = 10^\circ$, 75% — ниже $|b| = 10^\circ$. Между тем, как следует из второй строки табл. 5, 53%, т. е. даже больше половины общего количества туманностей с ядром WR, имеют галактическую широту $|b| > 10^\circ$. Еще больший процент мы имеем для туманностей с ядром OA — 76%. Имея в виду сделанное выше допущение, этот факт нельзя объяснить иначе, чем селекцией наблюдений — изучение ядер (типа WR и OA) планетарных туманностей было произведено в высоких галактических широтах почему-то в несколько раз большем количестве, чем в низких широтах. Интересно выявить причину указанной селекции, если, конечно, она не случайна. Ясно одно: если продолжать изучение ядер планетарных туманностей, находящихся на низких галактических широтах, процент туманностей с WR ядром будет расти.

Можно обсудить и другую возможность, а именно, что в Галактике существуют две, имеющие различные кинематические характеристики, системы звезд типа WR (а также

ОА). Первая — плоская система — состоит из представителей существующих и разрушенных звездных ассоциаций. Вторая — сферическая-промежуточная система — состоит из быв-

Таблица 5

Объекты	Общее количество	Количество объектов в %, имеющих галактическую широту	
		$ b < 10^\circ$	$ b > 10^\circ$
Все планет. туманности	288	76	24
Туманности с WR ядром	15	47	53
Туманности с ОА ядром	25	24	76
Звезды типа ОА	193	89	11
Звезды типа WR	97	99	!

ших ядер планетарных туманностей. Для представителей первой системы характерна также малая дисперсия пекулярных скоростей и относительно большая продолжительность жизни в фазе WR — порядка миллиона лет. Для представителей второй системы, наоборот, характерна большая дисперсия скоростей и малая продолжительность жизни в фазе WR — порядка несколько десятков или сот тысяч лет. Именно последним обстоятельством следует объяснить почти полное отсутствие свободных, без туманной оболочки, звезд типа WR на высоких галактических широтах.

Нам эта возможность кажется более вероятной. Но, к сожалению, имеющиеся данные пока крайне недостаточны, чтобы проверить все это на фактическом материале. Достаточно сказать, что из 14 туманностей с ядром WR всего 4 имеют ядро ярче 12^m ; яркость остальных ядер доходит до 15^m . Между тем двенадцатая звездная величина является предельной для изученных обычных WR звезд. По той же причине трудно проверить, являются ли WR ядра планетарных туманностей спектроскопическими двойными — свойство, весьма распространенное среди обычных WR звезд.

Резюмируя, можно сказать, что имеющаяся статистика не противоречит предположению, что часть WR и ОА

звезд, т. е. звезд ранних типов, не входящих в состав звездных ассоциаций, является бывшими ядрами планетарных туманностей. В процентном отношении эта часть больше для ОА звезд и меньше для WR звезд.

8. Высказанная выше гипотеза о том, что часть звезд ранних типов может являться бывшими ядрами планетарных туманностей, подкрепляется еще другими данными. В самом деле, известны, правда, пока в небольшом количестве, звезды раннего типа, которые по своему пространственному распределению, кинематическим характеристикам или другими особенностями существенно отличаются от обычных представителей данного типа. В табл. 6 приведены четыре таких объекта, три из которых являются звездами типа ОА, четвертая — типа В5. Все они имеют очень большие значения z координаты, характерные для промежуточной-сферической подсистемы. Звезда CD+28° 4211 интересна еще тем, что она является очень голубым объектом — показатель цвета для нее равен $-0^m.62$ [23], а максимум интенсивности непрерывной энергии находится около λ 4100 Å [21].

Таблица 6

	α	δ	l	b	m	Спектр	z парсек	Ссылка
HD 93521	10 ^h 42 ^m .7	+38° 06'	150°.1	+63°.6	6.9	O9Vp	1470	[20]
HD 127493	14 26.6	-22 13	299.9	+35.6	10.0	O9	2700	
BD 28°4211	21 49	+28 38	50.2	-19,9	9.9	O	1700	[21]
№ 25 в скоп. NGC 1647	04 44.3	+19 03	148	-15.0	12.5	B5V	600— -1200	[22]

Звезда № 25 в открытом звездном скоплении NGC 1647 имеет скорость, исправленную за движение Солнца, равную -39 км/сек — необыкновенно большое значение для нормальной звезды класса В, и это обстоятельство достаточно, чтобы отнести ее к сферической составляющей Галактики.

В одном случае, а именно для достаточно расширенной и, по-видимому, находящейся на последнем этапе своей

жизни туманности—NGC 1514, ядро; согласно Мак Лафлину, является звездой типа B9 [24]. Этот факт делает более вероятным предположение о том, что указанная выше звезда № 25 может являться бывшим ядром планетарной туманности.

Выделение бывших ядер планетарных туманностей среди свободных звезд типа OА плоской подсистемы Галактики сильно затрудняется тем, что часть этих звезд является остатком разрушенных O-ассоциаций. Для „высокогалактических“ звезд раннего типа это затруднение отпадает, так как на таких широтах O-ассоциаций не бывает. Этим еще больше увеличится вероятность того, что упомянутые „высокогалактические“ звезды в самом деле являются бывшими ядрами планетарных туманностей. Было бы интересным предпринять специальные поиски с целью обнаружить остатки исчезнувших планетарных туманностей вокруг некоторых „высокогалактических“ звезд раннего типа.

Таким образом, хотя несомненно, что ядра планетарных туманностей в среднем эволюционируют довольно быстро и к моменту разрушения туманности успевают перейти в нормальные звезды промежуточной-сферической подсистемы, но некоторые из них к моменту исчезновения туманности еще сохраняют признаки нестационарности.

9. Сделанные выше выводы позволяют развить следующие рассуждения, приводящие опять-таки к тому, что ядра планетарных туманностей являются новорожденными звездами. В самом деле, если ядра планетарных туманностей довольно быстро превращаются в обычные, нормальные звезды Галактики, то этим фактически мы узнаем конечную стадию ядер. С другой стороны, в свою „бытность“ в центрах туманностей они являлись нестационарными звездами, а, следовательно, этим мы узнаем промежуточную стадию ядер. Спрашивается, каким должна быть предыдущая стадия ядра, когда туманности еще не было. Ясно, что она не может быть опять стадией нормальной звезды: при такой громадности масштабов состояния нестационарности, которая вместе с тем охватывает значительное количество объектов в Галактике, предыдущая стадия ядер планетарных туманностей может быть только дозвездной стадией.

В заключение следует заметить, что сделанный выше анализ данных наблюдений, подтверждаая гипотезу о молодости ядер планетарных туманностей, указывает вместе с тем на продолжающийся в настоящее время процесс звездообразования не только в плоской подсистеме Галактики, но, по-видимому, и во всем ее объеме.

Выражаю глубокую благодарность акад. В. А. Амбарцумяну за интересное обсуждение вопросов, затронутых в настоящей статье, а также за ряд ценных замечаний.

Март, 1958

Գ. Ա. ԳՈՒՐԶԱԴՅԱՆ

ՄՈՂՈՐԱԿԱԶԵՎ ՄԻԳԱՄԱԾՈՒԹՅՈՒՆՆԵՐԻ ՄԻՋՈՒԿՆԵՐԻ ԵՐԻՏԱՍԱՐԴԻ ԼԻՆԵՆՈՒ ՀԱՐՑԻ ԱՌԹԻՎ

Ա մ փ ո փ ու մ

Ներկա աշխատանքում բերվում են մի շարք փաստեր այն տեսակետի օգտին, ըստ որի մոլորակաձև միզամածությունները հանդիսանում են աստղառաջացման երևույթի տականքներ, երբ նախանյութի մի մասը, չօգտագործվելով, դուրս է մնում ծնվող աստղի սահմաններից:

1. Հայտնի է, որ որոշ մոլորակաձև միզամածությունների միջուկները հանդիսանում են Վոլֆ-Ռայե (WR) տիպի աստղեր: Պարզվում է, որ առանձին դեպքերում այդ WR աստղերը իրենց սպեկտրներով նման են այն WR աստղերին, որոնք մտնում են O-աստղասփյուռների մեջ:

2. Մոլորական WR աստղերի մեջ կա մի ենթատիպ—WN + WC, որի սպեկտրում ածխածնի և ազոտի գծերն ունեն գրեթե նույն ինտենսիվությունը: Որոշ միզամածությունների միջուկներ նույնպես ունեն WN + WC տիպի սպեկտր, որը պետք է համարել ուշագրավ երևույթ, նկատի ունենալով այդ ենթատիպի աստղերի փոքրաքանակ լինելը:

3. Միզամածությունների միջուկների մեջ հանդիպում են նաև Of տիպի աստղեր, որոնք սովորաբար հանդես են գալիս O-աստղասփյուռներում և հայտնի են որպես անկայուն աստղեր:

4. Քանի որ WR, WN + WC, Of աստղերի O-աստղա-

սփյուռններում հանդես գալու փաստը ճանաչված է որպես այդ աստղերի երիտասարդ լինելու հանգամանքը, ապա տրամաբանական կլինեի երիտասարդ համարել նաև միգամածութիւն միջուկ հանդիսացող WR, WN + WC և Of աստղերը:

5. Այն հանգամանքը, որ միգամածութիւն անկալուն միջուկներից զազալին նյութի արտափոխումը կատարվում է մեծ արագութեամբ (~ 1000 կմ/վրկ), իսկ իրենք՝ միգամածութեւնները լայնանում են անհամեմատ փոքր արագութեւններով (10 կմ/վրկ), վկայում է այն մասին, որ միգամածութիւն առաջացման պայմանները և արդեն պատրաստի աստղից զազալին նյութի արտափոխման պայմանները միանգամայն տարբեր են իրարից:

6. WR տիպի աստղերից զազալին նյութի արտափոխման ինտենսիվութիւն վերաբերյալ գոյութեւն ունեցող գնահատումները (10^{-5} — 10^{-6} Օ մեկ ատրվա ընթացքում) ըստ երևութիւն ճիշտ չեն և կարիք ունեն վերանայման: Այդ ինտենսիվութիւն հավանական մեծութեւնն է՝ 10^{-7} — 10^{-8} Օ:

7. Միգամածութեւնների միջուկները զարգանում են համեմատաբար արագ և միգամածութեւն չքանալու պահին նրանք հիմնականում ձևափոխվում են գլխավոր հտջորդականութեւն տիպի աստղերի ու խառնվում Գալակտիկայի ընդհանուր դաշտում: Այդ ընդհանուր կանոնից կարող են լինել բացառութեւններ և շատ հավանական է, որ ներկայումս գիտվող հատ ու կենտ WR աստղերը, որոնք չեն մտնում և ոչ մի հալտնի աստղասփյուռուի մեջ, հանդիսանում են միգամածութեւնների նախկին միջուկներ:

8. Բարձր գալակտիկ լայնութեւններում երևացող սակավաթիվ ջերմ աստղերն ամենայն հավանականութեամբ հանդիսանում են մոլորակաձև միգամածութեւնների նախկին միջուկներ:

9. Եթե միգամածութեւնների վերջնական վիճակը՝ դա նորմալ աստղերի վիճակն է, իսկ միջանկյալը՝ այն է, ինչ այժմ ենք տեսնում, ալիսնքն անկալուն աստղի վիճակ, ապա անհավանական է, որ նրա սկզբնական վիճակը դարձյալ լինի աստղի նորմալ վիճակ. անկալունութեւն զրոսեորման նման մասշտաբների դեպքում, որն իր հերթին ընդգրկում է Գալակտիկայի զգալի քանակութեամբ օրիկիտներ, միգամածութեւն միջուկների սկզբնական վիճակը կարող են լինել միայն նախաստղալին վիճակ:

Իերված փաստերը վկայում են, որ աստղաառաջացման երկվույթը տեղի է ունենում ոչ միայն Գալակտիկայի հարթ սիստեմի սահմաններում, այլև նրա ողջ ժավալում:

ЛИТЕРАТУРА

1. Г. А. Гурзадян, Вопросы космогонии, VI, 1958.
2. Г. А. Гурзадян, ДАН СССР, 113, 1013, 1957.
3. L. H. Aller, Ap. J., 97, 135, 1943.
4. Y. Andrilliant, Suppl. aux Ann. d'Ap., № 2, 33, 1957.
5. C. S. Veals, Publ. Dom. Obs. Victoria, 4, 271, 1931; 6, 93, 1934; 9, 1, 1951, M. N., 90, 202, 1929; 92, 677, 1932.
6. L. H. Aller, Gaseous Nebulae, London, 1956.
7. J. B. Oke, Ap. J., 120, 22, 1954.
8. P. Swings, Ap. J., 95, 112, 1942.
9. L. H. Aller а. O. C. Wilson, Ap. J., 119, 243, 1954.
10. Sky and Telescope, 16, № 5, 222, 1954.
11. Г. А. Гурзадян, Астрон. журнал, 35, 520, 1958.
12. Г. А. Гурзадян, Вопросы динамики планет. туманностей, Ереван, 1954.
13. O. C. Wilson, Ap. J., 108, 281, 1948.
14. H. Zanstra, Zs. f. Ap., 3, 329, 1931.
15. O. C. Wilson, Ap. J., 111, 279, 1950.
16. H. Zanstra а. J. Weenen, B. A. N., 11, 165, 1950.
17. A. van Pelt, B. A. N., 13, 285, 1957.
18. M. Johnson, Obs., 74, 124, 1954.
19. Б. А. Воронцов-Вельяминов, Газовые туманности и Новые звезды, М.—Л., 1948.
20. W. W. Morgan, A. J., 59, 86, 1954.
21. D. MacRae, R. Fleischer а. E. Weston, Ap. J., 113, 432, 1951.
22. J. Greenstein а. J. Cuffey, PASP, 66, 187, 1954.
23. D. L. Harrts, Ap. J., 113, 435, 1951.
24. D. McLaughlin, PASP, 54, 31, 1942.
25. P. Swings а. J. W. Swensson, Ann. d'Ap., 15, 290, 1952.
26. W. H. Wright, Publ. Lick Obs., 13, 1918.
27. L. H. Aller, Ap. J., 113, 125, 1951.

СО Д Е Р Ж А Н И Е

Виктор Амазаспович Амбарцумян (к пятидесятилетию со дня рождения)	5
<i>Б. Е. Маркарян.</i> Двойная галактика М 51	15
<i>А. Т. Каллоглян.</i> Колориметрия галактик с перемычкой	35
<i>К. А. Григорян.</i> Поляризационные наблюдения μ Цефея	45
<i>Г. С. Бадалян.</i> Об изменении цвета звезд типа Т Тельца	49
<i>Н. Л. Иванова.</i> Спектрофотометрическое наблюдение X Персея	63
<i>Э. Е. Хачикян.</i> Поляриметрическое исследование кометообразной туманности NGC 2261	67
<i>Э. Г. Мирзабекян, Г. А. Ерзюкян и П. М. Геруни.</i> Радионаблюдение кольцеобразного затмения Солнца на длине волны 50 см 19 апреля 1958 г.	75
<i>Г. М. Товмасын и Э. С. Бурунсузян.</i> Экспериментальная проверка метода резонансного накопления радиосигнала при работе интерференционным радиотелескопом	83
<i>П. М. Геруни.</i> Прибор для автоматического измерения комплексных сопротивлений на сверхвысоких частотах	91
<i>Г. А. Гурздян.</i> К вопросу о молодости ядер планетарных туманностей	101

C O N T E N T S

Victor Amazaspovitch Ambartsumian (to his fiftieth anniversary)	5
<i>B. E. Markarian.</i> The double galaxy M51	15
<i>A. T. Kalloglian.</i> The colorimetry of the barred galaxies	35
<i>K. A. Grigorian.</i> The polarimetric observations of μ Cep	45
<i>H. S. Badalian.</i> On colour-variations of T Tauri stars	49
<i>N. L. Ivanova.</i> The spectrophotometric observations of X Per	63
<i>E. E. Khatchikian.</i> The polarimetric investigation of the cometary nebula NGC 2261	67

<i>E. H. Mirezabekian, H. A. Erznkanyan and F. M. Heruni.</i> Radio observations of the annular solar eclipse of 19 april 1958 at 50 cm wavelength	75
<i>H. M. Thoomasian and E. S. Burunsuzian.</i> The experimental checking of the method of the resonance accumulation of the radio signals by the interference radiotelescopes	83
<i>P. M. Heruni.</i> The apparatus for the automatic measuring of the complex resistances at the super-high frequencies	91
<i>G. A. Gurzadian.</i> To the problem of the youth of the planetary nebulae's nuclei	101



Тех. редактор М. А. Кап л а н я н

ВФ 07226 Заказ 298 Изд. № 1575 Тираж 700

Сдано в производство 7/VII—1958 г., подписано к печати 8/IX—1958 г.
7,5 п. л.

Типография Издательства АН Армянской ССР, Ереван, ул. Абовяна, 124