

Ғарыш нысандарының астрофизикалық зерттеулері

ҚР ҰҒА корреспондент-мүшесі Т.А.Мұсабаевтың
жалпы редакциясымен

Астрофизические исследования космических объектов

Под общей редакцией члена-корреспондента НАН РК
Т.А.Мусабаева

Алматы 2013

УДК 550.3
ББК 22.63
А 91

Национальное космическое агентство Республики Казахстан
Национальный центр космических исследований и технологий

Астрофизический институт им. В.Г.Фесенкова

Серия
«Казахстанские космические исследования»
Том 10

Т.А.Мусабаев (председатель)
М.М.Молдабеков, Ж.Ш.Жантаев, Д.Ш.Ахмедов,
Ч.Т.Омаров, Л.М.Чечин

Рекомендовано к изданию научно-техническим советом
АО «Национальный центр космических исследований и технологий»
(протокол № 5 от 19.09 2013)

Ответственный редактор
член-корреспондент НАН РК Л.М.Чечин

УДК 550.3
ББК 22.632

© АО «Национальный центр космических исследований и технологий», 2013
© ДТОО «Астрофизический институт им. В.Г.Фесенкова», 2013
© ТОО «А-ТРИ ПРИНТ», оформление, 2013

ISBN 978-601-80431-0-9

Оглавление

Введение	6
Раздел 1. Физика звезд и межзвездной среды	15
1. Денисюк Э.К.	15
АСТРОНОМИЧЕСКАЯ НАУКА В КАЗАХСТАНЕ	
2. Павлова Л.А.	27
ПЕРЕМЕННОСТЬ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ AeBe ЗВЕЗД ХЕРБИГА В ОПТИЧЕСКОМ И УЛЬТРАФИОЛЕТОВОМ ДИАПАЗОНАХ: НАБЛЮДЕНИЯ И МОДЕЛИ	
3. Кондратьева Л.Н., Рспаев Ф.К.	40
СИМБИОТИЧЕСКИЕ ЗВЕЗДЫ. ОСНОВНЫЕ ПРОБЛЕМЫ. РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ В АФИФ	
4. Курчаков А.В., Князева Л. Н.	64
О КРИТЕРИЯХ СПЕКТРАЛЬНОЙ КЛАССИФИКАЦИИ ЗВЕЗД ПО УФ СПЕКТРАМ	
5. Терещенко В. М.	81
СТАНДАРТИЗАЦИЯ СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ В УЛЬТРАФИОЛЕТОВОЙ ОБЛАСТИ	
6. Джакушева К.Г., Мычелкин Э.Г., Симакова Т.Б.	92
ИНДУЦИРОВАННОЕ ЗВЕЗДООБРАЗОВАНИЕ В ДИФFUЗНЫХ ТУМАННОСТЯХ	
Раздел 2. Исследование внегалактических объектов	112
1. Чечин Л.М.	112
КОСМИЧЕСКИЙ ВАКУМ И ВРАЩЕНИЕ ВСЕЛЕННОЙ	
2. Макуков М.А., Мычелкин Э.Г., Омаров Ч.Т., Панамарев Т.П., Шукиргалиев Б.Т., Юрин Д.В.	136
МОДЕЛИРОВАНИЕ ЭВОЛЮЦИИ ГАЛАКТИК НА ФОНЕ ТЕМНОЙ МАТЕРИИ	
3. Денисюк Э. К., Мычелкин Э.Г.	152
МЕТОД ИССЛЕДОВАНИЯ ЭФФЕКТА ТЕМНОЙ МАТЕРИИ В УЛЬТРАФИОЛЕТЕ	
4. Гайсина В.Н., Денисюк Э.К., Валиуллин Р.Р.	167
СПЕКТРАЛЬНАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ ГАЛАКТИК СЕЙФЕРТА	
5. Вильковиский Э.Я., Ефимов С.Н., Макуков М.А., Омаров Ч.Т.	179
ЧИСЛЕННОЕ МОДЕЛИРОВАНИЕ АКТИВНОСТИ ГАЛАКТИЧЕСКИХ ЯДЕР	

Раздел 3. Исследование Солнца и тел солнечной системы	188
1. <i>Тейфель В.Г., Каримов А.М., Кириенко Г.А., Харитонова Г.А.</i> СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ АТМОСФЕРЫ САТУРНА ЗА 15-ЛЕТНИЙ ПЕРИОД (1995-2009)	188
2. <i>Вдовиченко В.Д., Кириенко Г.А.</i> ВАРИАЦИИ ПОГЛОЩЕНИЯ АММИАКА И МЕТАНА НА ЮПИТЕРЕ В ПЕРИОД ОСВЕЩЕНИЯ SEV 2009-2011 ГОДАХ	206
3. <i>Минасянц Г.С., Минасянц Т.М.</i> ОСОБЕННОСТИ СТАДИИ РОСТА 24-ГО ЦИКЛА СОЛНЕЧНОЙ АКТИВНОСТИ	224
4. <i>Диденко А.В., Усольцева Л.А.</i> О НАБЛЮДЕНИЯХ ИСКУССТВЕННЫХ СПУТНИКОВ ЗЕМЛИ В КАЗАХСТАНЕ	237
5. <i>Диденко А.В., Демченко Б.И.</i> ОЦЕНКА ЧАСТОТЫ ОПАСНЫХ СБЛИЖЕНИЙ ИСЗ В ГЕОСТАЦИОНАРНОЙ ЗОНЕ	264
6. <i>Шестакова Л.И., Демченко Б.И., Рспаев Ф.К., Шалабаев А.</i> ОБНАРУЖЕНИЕ ГЕНЕТИЧЕСКОЙ СВЯЗИ ОКОЛОСОЛНЕЧНОЙ ПЫЛИ С «СОЛНЦЕСКРЕБУЩИМИ» КОМЕТАМИ	271
Раздел 4. Исторические заметки о мировой и казахстанской астрономии	286
1. <i>Aarseth S.J.</i> TWO BRIEF HISTORICAL STORIES RELATING TO MY CONNECTION WITH THE N-BODY PROBLEM	286
2. <i>Осипков Л.П.</i> МОИ КОНТАКТЫ С АЛМАТИНСКИМИ АСТРОНОМАМИ. ГРИГОРИЙ МОИСЕЕВИЧ ИДЛИС	287
3. <i>Осипков Л.П.</i> МОИ КОНТАКТЫ С АЛМАТИНСКИМИ АСТРОНОМАМИ. ТУКЕН БИГАЛИЕВИЧ ОМАРОВ	291

*Светлой памяти выдающегося казахстанского астронома
академика Тукена Бигалиевича Омарова
посвящается*

ВВЕДЕНИЕ

Известно, что астрономия представляет собой науку о небесных объектах. Однако сегодня часто используют и термин астрофизика. Следует подчеркнуть, что в настоящее время стирается различие между понятиями астрофизика и астрономия, и многие разделы современной астрофизики в свое название включают слово «астрономия».

Так, например, ряд разделов современной астрофизики принято называть «Радиоастрономия», «Оптическая астрономия», «Ультрафиолетовая астрономия» и т.д. Такое смещение понятий стало следствием происшедшей в последние десятилетия революции в астрономии. Далее при изложении мы следуем работе Ю.Н.Гнедина [1]

Суть этой революции состоит не только в том, что человечество освоило ближнее космическое пространство и активно использует его для научных исследований, а главным образом в том, что современная астрофизика (и астрономия) стала всеволновой. Это означает, что в настоящее время астрономы наблюдают небесные объекты в широком диапазоне электромагнитного излучения, начиная от самых длинных радиоволн и заканчивая самыми энергичными фотонами, энергия которых достигает величины 10^{16} эВ.

В астрофизике реализуется два концептуальных подхода. Один подход состоит в исследовании индивидуальных небесных объектов, таких, как планеты, звезды, пульсары, квазары, галактики, скопления галактик и др. Другой подход заключается в изучении общих физических принципов для разнообразных астрофизических

процессов и в попытке установить общие законы развития материи во Вселенной.

Вершиной успеха современной астрофизики явилось открытие небесных объектов с совершенно необычными физическими свойствами.

Во-первых, это нейтронные звезды, которые представляют собой очень компактные, размером всего около 10 км объекты. Магнитное поле таких звезд достигает исключительно громадной величины $\sim 10^{13}$ гаусс, совершенно недостижимой в земных лабораторных условиях. В таких громадных полях полностью изменяется структура вещества и его свойства.

Во-вторых, это черные дыры - объекты, у которых вторая космическая скорость равна скорости света.

В-третьих, это квазары, которые являются ядрами галактик и представляют собой сверхмассивные черные дыры.

Важной частью современной астрофизики является космология, то есть наука о том, как возникла и развивалась Вселенная в целом, а также наука о крупномасштабной структуре Вселенной.

Если говорить более детально, то к числу наиболее актуальных вопросов современной астрономии следует отнести следующие проблемы [2]:

1. эволюция солнечной системы,
2. эволюция галактик,
3. происхождение космических лучей,
4. происхождение источников радиоизлучения,
5. природа внегалактических объектов,
6. природа источников рентгеновского излучения,
7. расширение наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне,
8. первоначальная эволюция квазаров,
9. природа межзвездной среды,
10. установление шкал космических расстояний,
11. происхождение источников гамма-излучения.

Конечно, этими проблемами не исчерпываются все актуальные вопросы астрономической науки, но они указывают общее стратегическое направление ее развития. При этом понятно, что в каждом институте астрономического профиля обозначенные

проблемы преломляются специфическим образом. Кратко остановимся на развитии астрономии в Астрофизическом институте им. В.Г.Фесенкова. Дальнейшее изложение является сокращенным вариантом статьи [3].

Он был создан в 1941 г. при активном содействии В.Г.Фесенкова, Г.А.Тихова и К.И. Сатпаева.

На созданной в период становления Института наблюдательной базе получены исключительно важные научные результаты. В 1950-е гг. основное внимание уделялось изучению физики звезд, туманностей и галактик (В.Г. Фесенков, Д.А. Рожковский, А.В. Харитонов, З.В. Карягина). Например, было открыто 40 сейфертовских галактик, впервые обнаружена переменность их излучения с периодом несколько десятков лет. Начались исследования по физике Солнца (В.Г. Фесенков, С.О. Обашев).

Значительны и теоретические достижения Института. Ряд его сотрудников внесли большой вклад в развитие различных областей науки о Вселенной. Достаточно вспомнить, что В.Г. Фесенков по праву считается одним из крупнейших современных астрофизиков; Г.А. Тихов – основоположник астробиологии; Г.М. Идлису принадлежит формулировка задачи о космологических причинах происхождения жизни на Земле и выдвижение антропного принципа. Т.Б. Омаров, исследуя нестационарные задачи звездной динамики, впервые и независимо ввел новые фундаментальные характеристики орбиты, известные сейчас как элементы Омарева – Хаджидиметриу.

Наряду с фундаментальными исследованиями в Институте всегда проводились работы прикладного характера. Особый интерес представляют наблюдения искусственных спутников Земли. В 1971 г. В.С. Матягин в составе авторского коллектива был удостоен Государственной премии СССР за разработку аппаратуры, программного обеспечения и проведение высокоточных наблюдений ИСЗ.

Чтобы составить представление о важности и перспективности современных казахстанских работ по астрофизике, а также оценить их направленность на решение наиболее фундаментальных проблем современной астрономической науки, сошлемся на указанные выше направления, а также на мнения В.Л. Гинзбурга и А. Сэндиджа.

Известно, что среди особенно важных и интересных проблем в астрофизике академик В.Л. Гинзбург выделил космические струны, квазары и ядра галактик, образование галактик, проблему темной энергии и материи. А. Сэндидж предложил искать ответы на такие фундаментальные вопросы: как сформировались основные крупномасштабные характеристики Вселенной; как происходила звездная эволюция, и какова космогония различных подсистем галактик; каково происхождение межгалактической среды и каков состав галактической диффузной материи?

Кратко расскажем, как эти проблемы решаются в исследованиях казахстанских астрофизиков.

В наших работах по динамике космических струн (Л.М. Чечин, Т.Б. Омаров) было изучено поведение космической струны в присутствии вакуумной доменной стенки. Показано, что влияние доменной стенки на колебания космической струны состоит в ее вытягивании, приводящем к распрямлению струны. Этот вывод представляет собой новый физический механизм распрямления космических струн. Важный результат по динамике космических струн - исследование гравитационного взаимодействия двух осциллирующих космических струн (космическая «домбра»). Анализ показал, что при движении «пробной» космической нити в поле массивной космической струны будет происходить ее распад на семейство «пробных» петель.

В АФИФ наблюдения активных ядер галактик начаты вскоре после открытия этих объектов, они успешно продолжаются и в настоящее время (Э.К. Денисюк, Л.Н. Кондратьева, Р.Р. Валиулин, В.Н. Гайсина). Наблюдения ведутся около 40 лет, в том числе с использованием новой техники регистрации излучения на основе ПЗС-матриц, что позволило накопить уникально длинные ряды переменности спектров активных ядер галактик (АЯГ). Теоретические исследования активных ядер галактик (Э.Я. Вильковиский, Ч.Т. Омаров, С.Н. Ефимов) включают изучение структуры и динамики вещества на основе разработки и построения численных моделей, описывающих динамику вещества в АЯГ и их спектры излучения.

С решением проблемы происхождения галактик связываются

надежды проникнуть и в сущность фундаментальных процессов Вселенной. Поэтому, прежде всего, речь идет о происхождении первичных неоднородностей и их дальнейшей эволюции. Здесь возникает естественный вопрос: может ли сама небарионная субстанция (например, темная энергия) стать причиной образования космических структур во Вселенной? В работах Л.М. Чечина и Ш.Р. Мырзакул исследуется развитие возмущений барионной материи под воздействием небарионной субстанции.

Следует отметить, что динамика галактик и их систем – традиционное направление исследований в АФИФ. Недавние достижения в этой области (поступательно-вращательное движение системы N тел переменной массы и состава) связаны с работами Т.Б. Омарова, М.Д. Минглибаева, Ф.Д. Байдолды.

В настоящее время значительные усилия астрофизиков сосредоточены на небесных объектах, которые расположены в областях звездообразования и доступны для наблюдений оптическими средствами. Наши исследования направлены на изучение механизмов звездной переменности и взаимодействия с околосредой (А.В. Курчаков, Л.Н. Князева, Л.А. Павлова, В.М. Терещенко, Ф.К. Рспаев, К.Г. Джакушева, А.В. Кусякин, А.В. Андреев).

Высокая активность таких молодых звезд, как Т Тельца и Ae/Be Хербига, связана с образованием аккреционных дисков, джетов и истечением вещества. Наши наблюдения показали, что изменения активности многих объектов носят квазипериодический характер. Более того, для ряда объектов изменение профилей спектральных линий таково, что сложно даже качественно объяснить эти изменения в рамках существующих представлений о свойствах среды, окружающей звезды. Аналогичные нестационарные процессы проявляются и в молодых центральных звездах планетарных туманностей. Новые типы переменности, связанные с активностью горячей компоненты, обнаружены в симбиотических звездах.

С 2007 г. в Институте начались исследования в области ядерной астрофизики (С.Б. Дубовиченко).

Сравнительный анализ атмосферных изменений на Земле и других планетах Солнечной системы, основанный на многолетних

наблюдениях, может оказаться ключом к разделению двух факторов, определяющих изменения климата Земли, – естественного и антропогенного, и к обнаружению проявлений солнечной активности в атмосферах планет.

В АФИФ разработана и успешно применяется методика зональной пространственной спектрофотометрии дисков планет (В.Г. Тейфель, В.Д. Вдовиченко, Г.А. Кириенко, Г.А. Харитонов, Н.В. Синяева, А.М. Каримов, Н.Н.Бондаренко). Наблюдения планетных атмосфер позволили выявить в них присутствие и местонахождение облаков и более тонких оптически слоев частиц, определять их высотную стратификацию и динамику. В результате впервые детально исследованы пространственное и временное распределение молекулярного поглощения в атмосферах Юпитера и Сатурна. Кроме того, активно осуществлялись исследования оптических свойств атмосферы Земли (Б.Т. Ташенов, П.Г. Лысенко).

Проводятся исследования свойств солнечных активных областей и их влияния на состояние магнитосферы Земли (Г.С. Минасянц, Т.М. Минасянц). Установлено, что наиболее эффективными параметрами солнечного ветра для возникновения самых мощных геомагнитных бурь являются эквивалентные площади профилей изменения плотности и южной компоненты межпланетного магнитного поля. Изучается также поведение пыли в окрестности фотосферы Солнца (Л.И. Шестакова).

Известно, что по плотности энергии вакуум превосходит все вместе взятые обычные (барионные) формы космического вещества. Именно вакуум детерминирует космологическое расширение и космологическое ускорение. Для описания темной энергии мы предложили использовать условие давление – доминантности в среде (модуль давления больше плотности энергии в среде). Кроме того, разрабатывается новая (антискалярная) модель темной энергии, которая указывает на ее квази-электростатическое происхождение (Э.Г. Мычелкин).

В настоящее время в той или иной степени многие страны осваивают околоземное космическое пространство. АФИФ сегодня контролирует (А.В. Диденко, Л.А. Усольцева, Б.И. Демченко) большой диапазон «точек стояния» геостационарных спутников,

обеспечивающих связь, навигацию и телекоммуникацию территории России, Средней и Юго-Восточной Азии. Этому способствует выгодное географическое положение Института (его долгота близка к долготе точки либрации 75°), позволяющее контролировать практически все пассивные спутники, находящиеся в зоне наблюдения.

Важная часть научных исследований АФИФ реализуется в рамках космических программ Республики Казахстан, в том числе в рамках государственной программы «Развитие космической деятельности в Республике Казахстан на 2005–2007 гг.». Нами был реализован проект по изучению оптических явлений в верхней атмосфере Земли. Значительное внимание при этом было уделено анализу результатов исследований мезосферных серебристых облаков (В.Г. Тейфель, В.Д. Вдовиченко, Г.А. Кириенко) и разработке плазменной модели их образования (Н.Ж. Такибаев, Л.М. Чечин, Ч.Т. Омаров).

В государственной программе «Прикладные исследования в области космической деятельности на 2008 г.» предложены наблюдения небесных объектов, которые будут выполнены на перспективной российской космической ультрафиолетовой обсерватории «Всемирная космическая обсерватория – Ультрафиолет» («ВКО-УФ»; Земля и Вселенная, 2006, № 5). Проведена разработка комплекса программ для интерпретации наблюдений активных ядер галактик в ультрафиолетовом диапазоне с учетом современной точности наблюдений (Э.Я. Вильковиский, С.Н. Ефимов). Разработана методика наземных исследований ядер галактик для одновременного их наблюдения в ультрафиолетовом и оптическом диапазонах спектра (Э.К. Денисюк, Л.Н. Кондратьева, Р.Р. Валиулин, В.Н. Гайсина).

Перспективы развития астрофизических исследований в Республике Казахстан связаны, по крайней мере, с двумя важнейшими направлениями.

Первое направление – разработка казахстанской научной программы по исследованию дальнего космоса методами внеатмосферных наблюдений, входящей в план работ Национального центра космических исследований и технологий. Предполагается выполнить комплекс наблюдений в недоступных наземным

средствам диапазонах спектра (ультрафиолет, рентген, гамма) и решать актуальные проблемы современной астрофизики (природа темной энергии, активность ядер галактик, образование и эволюция звезд и звездных систем).

Второе направление – развитие методов численного моделирования, играющих, в частности, огромную роль в современной космологии. Численное моделирование делает возможным постановку экспериментов над процессами, невозможными при наблюдениях реальных астрофизических явлений. В Институте создан мини-GRAPЕ-кластер, предназначенный для вычисления гравитационных сил в задаче N тел (Ч.Т. Омаров, М.В. Макуков, Д.В. Юрин). Максимальная производительность кластера – 1% от наилучшего показателя по СНГ и около 0,1% от наилучшего мирового показателя. При этом, в частности, удалось успешно провести численный эксперимент по моделированию эволюции крупномасштабной структуры Вселенной.

В предлагаемом сборнике упомянутые направления исследований в АФИФ получили свое дальнейшее развитие.

Так, были предложены критерии спектральной классификации В - звезд по особенностям ультрафиолетового спектра; разработаны начала для составления стандартов для наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне; проведены исследования симбиотических звездных систем и пекулярных звезд с эмиссионными линиями; обсуждены свойства переменности эмиссионных линий Ae - Be звезд Хербига в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах: наблюдения и модели.

Далее, приведены результаты моделирования эволюции галактик на фоне темной материи; найден эффект индуцированного звездообразования в диффузных туманностях; предложен метод исследования свойств темной материи в ультрафиолетовом диапазоне; обсуждены результаты спектральных исследований слабых объектов; предложен расчёт эволюции активных ядер галактик методом NBS; приведены данные о фотометрических исследованиях переменных звёзд на Тянь-Шанской обсерватории.

Кроме того, приведены результаты спектрофотометрических исследований атмосферы Сатурна за период с 1995 по 2009 годы;

отмечены особенности стадии роста 24 –ого цикла солнечной активности; дана оценка частоты опасных сближений ИСЗ в геостационарной зоне, обнаружена внутренняя связь околосолнечной пыли с «солнцескребущими» кометами.

Список литературы

[1] *Гнедин Ю.Н.* Современная астрономия: новые направления и новые проблемы. // <http://nature.web.ru/db/msg.html 1168609>.

[2] <http://www.ruslion.ru/science/tehprognosa72.html>.

[3] *Жантаев Ж.Ш., Омаров Т.Б., Чечин Л.М.* Астрофизическому институту им. В.Г. Фесенкова – 60 лет. // Земля и Вселенная, 2010. № 4, с. 33 – 36.

РАЗДЕЛ 1.1 ФИЗИКА ЗВЕЗД И МЕЖЗВЕЗДНОЙ СРЕДЫ

АСТРОНОМИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ В КАЗАХСТАНЕ

Денисюк Э.К.

1.1.1 Астрономическая техника. Телескопы

Любой телескоп это просто объектив, в принципе ничем не отличающийся от объектива фотоаппарата, бинокля или подзорной трубы. Однако большой размер и вес такого астрономического объектива требуют дополнительных устройств, таких как: подставка, которую называют монтировкой, помещение с раздвижной и/или поворачивающейся крышей, которая позволяет наводить телескоп в любую нужную точку неба, а в нерабочем положении закрывать телескоп, механизмы поворота телескопа по двум или трем осям и специальный механизм, который с нужной скоростью и точностью поворачивает телескоп, компенсируя вращение Земли. Как и любой объектив, телескоп строит изображение в фокальной плоскости, где устанавливается аппаратура для анализа и регистрации полученного изображения.

Телескопы делятся на рефракторы и рефлекторы. Линзовые телескопы – рефлекторы практически невозможно сделать размером более 1 метра, и у них имеется еще и ряд других недостатков, поэтому в профессиональной астрономии сейчас используют только рефлекторы, в которых изображение строится одним или несколькими зеркалами, иногда с корректорами из стекла или кварца.

1.1.2 Навесное оборудование для телескопов

Собранный телескопом свет перед регистрацией подвергается предварительной обработке с помощью навесных приборов в зависимости от задачи, решаемой наблюдателем. Можно фиксировать участки неба с имеющимися там звездами, планетами, туманностями или галактиками. Обычно регистрация ведется

в нескольких спектральных интервалах последовательно с использованием различных фильтров, установленных во вращающихся турелях или барабанах. Существенно сокращает время накопления использование дихроических фильтров, с помощью которых собранный телескопом свет делится по длинам волн на составляющие, и одновременно каждая регистрируется своим приемником. Для исследования поляризации могут добавляться специальные оптические устройства.

Приборами, дающими наиболее ценную и точную информацию о небесных объектах, являются спектрографы. Существует несколько типов астрономических спектрографов: объективные призмы, позволяющие одновременно во всем поле регистрировать спектры всех имеющихся там объектов, щелевые спектрографы для исследования спектров отдельных объектов с возможностью произвольно выбирать с нужным спектральным разрешением любой доступный спектральный интервал. На крупнейших телескопах: 6-метровом (САО, Россия) и 8.3 м (Субару, Япония) установлены многоканальные спектрографы. Там свет от десятков объектов в фокальной плоскости телескопа с помощью стекловолокон поступает на входную щель спектрографа для разложения в спектр и одновременной регистрации. Используются такие приборы тогда, когда на небольшом участке неба имеется много слабых объектов. Это поля с большим количеством галактик или скопления звезд. Наконец, есть эшеле-спектрографы, которые одновременно с высоким разрешением могут сразу охватывать весь интервал длин волн, размещая спектрограмму на большой площади приемника за счет многострочности. Эти приборы могут использоваться как приемники и в многоканальном варианте.

Путем простого интегрирования спектрограммы позволяют получить тот же результат, что и широкополосная фотометрия, причем для любых фотометрических систем.

На выходе всех этих приборов должны быть установлены соответствующие приемники излучения.

1.1.3 Астрономические приемники излучения

Коротко об истории таких приемников. Сначала это был глаз

наблюдателя. Через лупу-окуляр человек рассматривал то, что оказывалось в фокальной плоскости телескопа. Слабые объекты глазом были не видны, а чтобы и их можно было изучать, стали подолгу накапливать изображение, используя фотографию. Существовали фирмы, специализирующиеся на производстве специальных астрономических эмульсий высокого качества. Астрономы пользовались фотопластинками более 100 лет с середины 19-го до семидесятых годов 20-го века.

Для решения ряда задач необходимо наблюдать небесные объекты в определенном цвете. Для этого перед фотопластинкой ставят фильтр – стекло, пропускающее нужную область спектра. Фотоматериалы имели ряд существенных недостатков: требовали сложной химической обработки, имели низкую чувствительность, особенно в красной области, нелинейную зависимость почернения от накопленного изображения, зернистость и т.д., поэтому в настоящее время они практически не используются.

В 20-м веке появились приборы, которые линейно реагировали на свет и регистрировали его более чем в 10 раз эффективнее фотоматериалов. Вначале это были вакуумные трубки со специальной полупрозрачной пленкой на участке плоского стекла - фотокатоде. Попадающий туда свет выбивал электроны, которые в вакууме ускорялись электрическим полем и потом регистрировались счетчиком или накапливались на конденсаторе, напряжение на котором измерялось и было пропорционально пришедшему за время накопления излучению. Такие приборы называются фотоумножителями ФЭУ. Это одноканальные приборы и могут измерять излучение от одной звезды или от некоторой площадки на небе. Перед ними также обычно устанавливают светофильтры. Позже появились приемники, работающие на том же принципе, но фотоэлектроны путем электромагнитной фокусировки посылались на люминесцентный экран, где создавалось изображение, подобное тому, которое попало на фотокатод, но усиленное в сотни раз. Такие приборы называются электронно-оптическими преобразователями - ЭОПами.

Несколько таких устройств можно поставить друг за другом в одной колбе, тогда ЭОП будет многокаскадным. Некоторые приборы

содержали до пяти каскадов. Выходной люминисцентный экран ЭОПа можно фотографировать или регистрировать устройствами типа передающей телевизионной трубки.

С 80-х годов прошлого века практически во всех наблюдениях в качестве приемников начали использовать ПЗС-матрицы. Они являются многоканальными полупроводниковыми приемниками излучения с возможностью длительного накопления. Подобные приборы, применяемые в астрономии, снабжены охлаждающими системами для уменьшения шумов. Матрицы отличаются друг от друга количеством, формой и размерами пикселей, способом охлаждения и спектральной чувствительностью.

Мировая практика эффективно работающих обсерваторий показала что, для решения широкого круга задач навесное оборудование для телескопа по стоимости примерно равно стоимости самого неоснащенного телескопа.

1.1.4 Космические телескопы

Возможности всестороннего изучения астрономических объектов ограничивает атмосфера Земли. Это и ограничение углового разрешения в лучшем случае одной секундой дуги независимо от качества и размера телескопа, и поглощение электромагнитного излучения в УФ, инфракрасных и радиодиапазонах и невозможность точного планирования наблюдений из-за зависимости от погоды. Космические телескопы позволяют работать с излучениями любой длины волны, а угловое разрешение может достигать дифракционного. Можно составлять оптимальные программы для работы телескопа, которые будут выполняться всегда, если не будет технических сбоев. Результаты, полученные на таких телескопах, очень заметно подняли планку астрономических знаний. Эти телескопы запускают на высокие, часто эллиптические, орбиты. К ним предъявляются очень жесткие по точности и стабильности требования по ориентации. Поэтому на обитаемых станциях серьезные астрономические наблюдения проводить нельзя – любые движения человека на орбите будут требовать коррекции.

1.1.5 Телескопы и аппаратура АФИФ

Сохранение и развитие астрономии как науки считалось настолько важным, что даже во время Великой Отечественной войны по решению правительства, за подписью И.В. Сталина были выделены средства на организацию в Алма-Ате новой обсерватории. Руководителем ее стал выдающийся ученый Василий Григорьевич Фесенков. Для своей обсерватории он добился статуса «институт» из чисто практических соображений. В то время было много обсерваторий, не имеющих отношения к астрономии. В основном это были метеорологические обсерватории, на которых персонал средней квалификации занимался считыванием данных с приборов и передачей их специалистам для обработки и обобщений. Название «обсерватория» подразумевала не очень высокий уровень квалификации сотрудников и, соответственно, невысокие зарплаты. По этой причине обсерватория и была названа институтом.

Именно в этот институт, как в лучшую действующую обсерваторию СССР, в 1948 году доставили трофейный 50-ти сантиметровой немецкий телескоп фирмы «Gerz» из Подсдамской обсерватории (пригород Берлина). Позднее здесь же был установлен первый крупный светосильный телескоп, сделанный в Ленинграде по вновь изобретенной Д. Д. Максutowом оптической схеме (входное отверстие 50 см., зеркало 66 см., светосила 1:2.4). В 1964 году начал работать 70-сантиметровый телескоп АЗТ-8, заказанный ранее сектором Астроботаники и переданный в АФИФ после смерти Г.А. Тихова. В 1985 году вступил в строй 60-см телескоп фирмы Карл Цейс.

После войны решено было поднять в СССР астрономическую науку на мировой уровень. Крупнейшими в мире тогда были американские телескопы диаметром 5 метров и 2.5 метра. В АН СССР решили в первую очередь изготовить три телескопа с диаметрами 2.6 м для вновь создаваемых Крымской и Бюраканской, а также для действующей Алма-Атинской обсерваторий. Два таких 2.6-метровых телескопа давно установлены и работают в Крыму и Бюракане. Однако аналогичный казахстанский телескоп так и не был изготовлен, так как Казахстану удалось оплатить лишь примерно половину его стоимости. Позже был изготовлен и

6-метровый телескоп, и СССР в течение ряда лет был обладателем самых крупных в мире телескопов.

На сегодняшний день в распоряжении Астрофизического Института находится несколько достаточно крупных телескопов. Это три рефлектора с диаметром зеркал 1 метр, изготовленные фирмой Карл Цейс Йена и телескоп АЗТ-20 с диаметром зеркала 1.5 метра, изготовленный на ЛОМО. Один из метровых Цейссов установлен на Ассы-Тургенском плато и в течение 25 лет успешно работает. Два других Цейса были смонтированы на Тянь-Шанской наблюдательной площадке астрономическим институтом Московского государственного университета. После образования независимого Казахстана эти телескопы перешли в собственность АФИФ. В настоящее время благодаря помощи со стороны Казахстанского Клуба любителей астрономии один из этих телескопов оснащен современной системой управления, сбора и анализа астрономических данных. На нем ведутся наблюдения в рамках программы Всемирного телескопа по поиску экзопланет, а также фотометрия ядер активных галактик и исследование переменных звезд. Одновременно проводится обучение и формирование кадрового резерва астрономов - наблюдателей. К июлю 2013 года планируется окончание модернизации второго метрового телескопа на Тянь-Шаньской обсерватории АФИФ. Одновременно ведутся работы по запуску АЗТ-20 – 1,5 метрового телескопа. Этот телескоп был заказан Казахстаном и изготовлен в конце 80-х в Ленинграде. Собранный и протестированный на заводе, телескоп показал отличное качество оптического тракта. На Ассы-Тургенском плато для него была построена башня оригинальной конструкции, благодаря которой можно рассчитывать на значительное уменьшение влияния приземной турбулентности воздуха, мешающей наблюдениям. Телескоп был смонтирован в башне. Однако, в связи с распадом СССР работы по окончательному запуску телескопа прекратились на долгие 20 с лишним лет. К началу 2014 года, мы совместно с казахстанским Клубом любителей астрономии, рассчитываем его ввести в строй. На его базе смогут проводить наблюдения наши молодые научные сотрудники.

Кроме перечисленных инструментов Астрофизический

институт располагает рядом других, менее крупных телескопов. Некоторые из них специализированы, например, для наблюдений Солнца или быстродвижущихся объектов. Большая часть из них не эксплуатируется из-за отсутствия наблюдателей и современной приемной аппаратуры.

О навесном оборудовании в АФИФ можно сказать следующее. Метровый телескоп на Ассы-Тургенском плато оснащен необходимой аппаратурой – спектрографом УАГС фирмы Карл Цейсс, фотометром и поляриметром. Приемниками излучения служат две ПЗС-матрицы недостаточно высокого по современным меркам качества. Телескоп АЗТ-8 оснащен спектрографом оригинальной конструкции, созданном в АФИФ в 1967 году. Этот же прибор с набором фильтров используется для широкополосной фотометрии. Приемник излучения - ПЗС-матрица ST-8 фирмы «SBIG». 60-сантиметровый телескоп, используемый по планетной тематике, снабжен заводским спектрографом и ПЗС камерой.

Необходимо сделать следующее важное замечание, касающееся астрономических ПЗС-матриц. Специалисты, давно работающие с такими приборами, утверждают, что всепроникающие космические лучи (элементарные частицы очень больших энергий) постепенно разрушают все, сделанное на базе микроэлектроники. Так, примерно через 10 лет могут выходить из строя компьютеры и другие подобные устройства, однако, их моральное старение и замена на новые современные модели происходит гораздо быстрее. К сожалению ПЗС-камеры, работающие на телескопах в АФИФ, уже перешагнули десятилетний рубеж и нуждаются в срочной замене, так как значительная доля пикселей матриц уже безнадежно испорчена. В этом можно убедиться, сравнивая новые и старые кадры. Кстати, на каждом снимке видно по несколько следов от космических частиц, которые после ряда воздействий на один и тот же пиксель портят его окончательно. Ясно, что работа с подобными ПЗС камерами требует дополнительных затрат наблюдательного времени и специальных методик при обработке результатов.

1.1.6 Научные результаты

Астрономия, как и любая фундаментальная наука, к настоящему

времени накопила огромный потенциал знаний и теорий, касающихся разных по природе и масштабам объектов и явлений. Для того, чтобы сделать новый вклад в науку, необходимо знать все, что сделано ранее в данном конкретном направлении предшественниками, следить за всем тем, что появляется в литературе сейчас и уметь использовать все это в своей работе. Разнообразие изучаемых объектов и процессов приводит к тому, что один человек не в состоянии знать все и быть специалистом по всем вопросам в широких научных направлениях физики, химии и т.п. Специалисты, способные вносить вклад в науку, могут быть только узкими, а вся наука разбивается на ряд отдельных направлений. Специалистов, работающих по каждому узкому направлению, объединяют обычно близкие по свойствам объекты изучения, схожая методика работы и приблизительно одинаковое оборудование.

В следующем разделе речь пойдет о новых результатах, полученных в этой области за последние годы

1.1.7 Эмиссионные объекты в околядерных областях галактик типа Sy1

До середины прошлого века лишь немногие из астрономических объектов, признавались переменными: Солнце – из-за появления пятен на его поверхности, переменные звезды и планеты Солнечной системы. Более внимательное изучение объектов с применением новой техники показало, что практически все они меняются со временем. Более того, оказалось, что очень трудно обнаружить заведомо стабильные объекты с тем, чтобы использовать их в качестве стандартов.

Переменными оказались и ядра сейфертовских галактик. Широкие эмиссионные линии в спектрах этих галактик меняют свою форму и поток излучения на небольших, вплоть до суток, интервалах времени. На широких крыльях линий со смещением от центра в коротковолновую и длинноволновую стороны наблюдаются дополнительные эмиссии. Ясно, что они должны излучаться плотными газовыми облаками, движущимися в околядерном пространстве. Эти облака вдали от ядра не ионизованы, не имеют собственных источников излучения, и поэтому не могут наблюдаться

обычными средствами. О том, что эти облака плотные, говорит факт отсутствия запрещенных эмиссионных линий.

На наличие таких деталей обращали внимание многие наблюдатели. Смещение этих деталей от центра основной линии интерпретируется как проекция скорости их движения на луч зрения. На интервалах в несколько лет при не очень точном измерении их лучевая скорости кажется неизменной. В АФИФ, где спектральные наблюдения сейфертовских галактик проводятся с 1967-го года, удалось установить, что лучевые скорости таких деталей у конкретных сейфертовских галактик меняются со временем. У нас для некоторых деталей можно построить зависимость лучевой скорости от времени на интервале порядка 40 лет. Эта зависимость позволяет вычислять почти все параметры движения объекта, излучающего эту эмиссию, т.е. строить орбиту его движения как пробного тела с нулевой массой в гравитационном поле центрального тела с одновременным определением массы этого тела.

Нами создан пакет компьютерных программ для поиска таких орбит с учетом ошибок измерения лучевых скоростей. К настоящему времени найдены орбиты движения объектов в галактиках NGC 4151, [1] и Akn 120 (Маркарян 1095). В спектре Akn 120 наблюдаются одновременно четыре эмиссионных детали разной мощности. Их лучевые скорости измерялись на спектрограммах, полученных в АФИФ, и по данным, опубликованным в различных статьях. Очень полезными для этой работы оказались 72 спектрограммы, любезно предоставленные нам Бредом Петерсоном (США). Для двух самых мощных эмиссионных объектов нами найдены наиболее вероятные орбиты движения. Результат докладывался в апреле 2013 г. на XXX конференции «Актуальные проблемы внегалактической астрономии», г. Пущино, организованной ПРАО.

Поскольку источник ионизации таких объектов, – ядро галактики, – имеет заметную переменность, переменным оказывается и поток эмиссий от объекта, но с запаздыванием. Это запаздывание легко вычисляется при известной орбите для любого момента времени. Экспериментально запаздывание находится путем сравнения спектральных и фотометрических данных методом кросскорреляции. Одинаковые значения экспериментального

и расчетного запаздываний в пределах ошибок подтверждает правильность расчета орбит.

Спектральные и фотометрические наблюдения в АФИФ продолжаются. С 2010 по весну 2013 года такие наблюдения проведены для 26 различных сейфертовских галактик. Общее количество спектрограмм, полученных за этот период, - 264, со стандартной экспозицией 30 минут.

Заключение

Метод поиска орбит объектов, движущихся в гравитационном поле сверхмассивных тел, находящихся в центре галактик Сейферта, предложен и реализован впервые в АФИФ. Он позволяет не только исследовать движение объектов, недоступных для наблюдений другими способами, но и наиболее точно измерять массы центральных тел соответствующих галактик. Эти результаты могут быть также использованы для решения задач, касающихся космологии и проблемы дефицита массы в галактиках. Учитывая быстрый технический прогресс, можно надеяться, что с помощью оптического или инфракрасного интерферометра удастся непосредственно измерить угловое расстояние между ядром и таким объектом. Такой интерферометр должен быть создан в 2019 году по проекту «Миллимикрон». Он, возможно, позволит наблюдать холодные объекты с очень высоким угловым разрешением. Если это удастся, то можно получить независимое ни от каких дополнительных предположений значение постоянной Хаббла, поскольку для орбиты известно расстояние в обычных единицах длины, а при расчетах используется только одно постоянное гравитационное тяготение.

Первые результаты расчета орбит показали, что их эксцентриситеты близки к единице. Это означает, что объекты попадают в область ядра из более внешних частей галактики после динамического взаимодействия с другими массами. Если они при этом они теряют свою орбитальную скорость, то начинают просто «падать» к центру по весьма вытянутым эллиптическим орбитам. Мало того, наклоны плоскостей орбит практически совпадают с наклонами галактик к картинной плоскости. Позиционный угол линии пересечения плоскости орбиты с картинной плоскостью

данным методом определить невозможно. Однако близость углов наклона плоскостей орбит и галактики говорит о том, что объекты должны попадать в область центра из областей, близких к плоскости симметрии галактик, т. е. объекты начинают движение из плоской галактической подсистемы.

Важным является вопрос о количестве таких объектов в галактиках и их собственной массе. Сведений, которые позволили бы оценить истинную массу данных объектов, которые при расчете орбит считаются пробными телами с нулевой массой, крайне недостаточно. Измерим лишь поток излучения в эмиссионных линиях в абсолютных единицах, а отсутствие в их спектрах запрещенных эмиссионных линий свидетельствует об их высокой плотности.

Поток излучения в линии $\text{H}\alpha$ от наиболее мощной эмиссионной детали в спектре $\text{Akn } 120$ приблизительно составляет $10^{-12} \text{ эрг/см}^2/\text{сек.}$, полная мощность $L(\text{H}\alpha) = 4 \times 10^{24} \text{ эрг/сек}$ при расстоянии 128 Мпс. Приблизительно такую же светимость имеют галактические НII - области с массой 10^6 Mo . Полная ширина наиболее мощной эмиссионной детали $2\Delta\lambda \sim \pm 1500 \text{ км/сек}$. Если предположить, что причиной уширения линии является вращение, то динамическая масса излучающего объекта составляет $\sim 20 \text{ Mo}$. Ясно, что эти оценки носят предварительный характер.

Вероятнее всего подобные компактные объекты встречаются и в нашей галактике. Космический телескоп «Спитцер» зафиксировал один из них по затмению звезды в Малом Магеллановом облаке [2]. С использованием наземных телескопов удалось доказать его принадлежность к нашей Галактике. Понятно, что вероятность такого покрытия звезды небольшим невидимым объектом крайне мала. Поэтому о свойствах и количестве подобных объектов сведений нет.

Наблюдения показывают, что компактные эмиссионные объекты присутствуют в окооядерных областях сейфертовских галактик практически постоянно. Грубую оценку их количества можно сделать, используя данные о нашей Галактике. На прямых снимках области ядра Галактики, [3], обнаружено нескольких звезд, движущихся по эллиптическим орбитам в объеме, сходном

с объемом околядерной области сейфертовских галактиках, в котором наблюдаются эти объекты эмиссионные объекты.

Если количество звезд в околядерной области Галактики близко (по порядку величины) к количеству эмиссионных объектов, обнаруженных в околядерных областях сейфертовских галактик, общее количество тех и других в масштабах родительских галактик не может заметно отличаться. А если масса эмиссионных объектов в среднем оказалась хотя бы порядка $10 - 20 M_{\odot}$, то это могло бы объяснить дефицит масс галактик, измеренных по кривым вращения. Таким образом, 90% массы нашей Галактики и других галактик может быть невидимой вдали от ядра.

При дальнейших исследованиях ядер близких сейфертовских галактик было бы очень полезно использовать данные, полученные в вакуумном ультрафиолете с космических телескопов. В частности, мощные разрешенные линии CII, CIV, MgII и др., наблюдаемые в УФ, не искажены блендированием и позволяют с большей точностью измерять лучевые скорости эмиссионных деталей.

Список литературы

[1] *Denissyuk E., Valiullin R., Gaisina V.* The Motion of an Emission-line Region near the Center of the Galaxy NGC 4151// *Astronomy Reports*. 2011.-V. 55. pp. 761–769.

[2] *Linda Vu.* “Spitzer Seeks Out Milky Way Dark Matter.” May 30, 2007, INTERNET.

[3] *Eisenhauer F., Genzel R., Alexander T., et al.* Sinfoni in the galactic center: young stars and infrared flares in the central light-month // *ApJ*. 2005. V. 628. P. 246.

1.2 ПЕРЕМЕННОСТЬ ЭМИССИОННЫХ ЛИНИЙ AeBe ЗВЕЗД ХЕРБИГА В ОПТИЧЕСКОМ И УЛЬТРАФИОЛЕТОВОМ ДИАПАЗОНАХ: НАБЛЮДЕНИЯ И МОДЕЛИ

Павлова Л.А.

Спектральные исследования молодых звезд разных масс в ультрафиолетовом диапазоне (УФ) являются пробой для обнаружения областей высоких температур и сложных физических условий в околозвездной оболочке. Предварительные спектры молодых звезд, полученные со спутников IUE, ТД 2 и телескопа Хаббла показали, что ряд эмиссионных линий MgII h и k (2795,2802 Å), C IV(1548 Å) и др. обладают большой переменностью и могут служить диагностикой структуры и механизмов в околозвездной среде. Присутствие эмиссионных линий свидетельствует о высокой электронной плотности, линии разных элементов позволяют представить характер пространственного изменения градиента плотности и скорости вращения околозвездной оболочки по изменениям лучевых скоростей эмиссионных пиков разных линий.

Основным признаком молодых объектов является их активность, которая по оптическим наблюдениям проявляется в переменности почти всех наблюдаемых параметров: амплитуды блеска, спектральных особенностей и параметров поляризации. Класс Ae/Be звезд Хербига (AeBeX) относится к молодым объектам из-за их связи с молекулярными облаками (местом их рождения), их время жизни оценивается часто до миллиона лет. Молодые звезды находятся на стадии формирующихся объектов и располагаются на диаграмме Герцшпрунга-Рессела вблизи нулевого возраста. Присутствие в спектрах этих звезд эмиссионных линии водорода и металлов, значительных избытков инфракрасного и радиоизлучения определяет присутствие газово-пылевых околозвездных оболочек, сложная структура которых пока до конца не понятна. В понятие активности может входить: фотометрическая и поляризационная переменность, переменность непрерывного спектра и спектральных линий, избытков излучения в УФ и длинноволновом диапазоне.

Для уточнения природы объектов необходимы знания характерных времен переменности параметров, которые определяются по длительным рядам наблюдений разными методами в широком волновом диапазоне. Современные оценки переменности в эмиссионных линиях для молодых звезд показывают времена от минут, часов до нескольких лет. Только для единичных объектов проведены комплексные мониторинги с использованием фотометрических, спектральных и поляризационных методов, в результате которых были получены предварительные выводы относительно механизмов и природы переменности молодых звезд. Любые наблюдаемые параметры зависят от суммарного вклада излучения звезды и оболочки, что является проблемой при интерпретации данных наблюдений. Моделирование физических процессов значительно зависит от принятой геометрии оболочки, которая меняется в процессе эволюции. Около этих типов звезд обнаружены разные структуры: диски - по наблюдениям ИК избытков, неоднородные газовые оболочки – по наличию в спектрах сильных эмиссионных линий разных элементов, полярные выбросы (джеты) – по радио данным.

Исследования эмиссионных профилей и лучевых скоростей линий разных элементов позволяет изучать распределение плотности и температуры в оболочке. Современная классификация видов эмиссионных профилей в оптическом диапазоне дает первое представление о характере основных механизмов и структуре оболочек. Наблюдаемые профили линии $H\alpha$ AeBe звезд Хербига можно разделить на четыре группы: 1 группа - около 60% звезд имеют вид двойного профиля (двухкомпонентного), с меняющейся интенсивностью синего V или красного R пика (d); 2 группа – 20% звезд имеют профили с P Cyg абсорбцией с коротковолновой или длинноволновой стороны линии (P Cyg); 3 группа - 20% имеют одиночный профиль (s); 4 группа - около 5% звезд имеют неправильный профиль [1,2]. Принято считать, что прямые и обратные P Cyg особенности профилей указывают на процессы истечения или аккреции вещества в оболочке, двугорбые профили могут быть свидетельством распределения вещества в оболочке в форме диска, переменное изменение интенсивности синего

V и красного R пиков указывает на механизм их формирования - истечения или аккреции. Длительные ряды спектральных наблюдений эмиссионных линий в оптике показали переходы от одного типа профиля к другому в разные моменты наблюдений. Данные, полученные методами коронографии и интерферометрии, подтвердили наличие дисков вокруг горячих звезд, но на самой ранней стадии эволюции, поскольку сильное излучение горячих звезд способно за короткий срок рассеять околозвездную среду [3].

Механизмы газовой-пылевой эмиссии и физические процессы в околозвездных оболочках устанавливаются из наблюдаемых данных о распределении энергии и эмиссионных особенностях AeBe звезд Хербига. Так, истечение газа подтверждается профилем типа PCyg и в УФ области и в оптике. Механизмы, связанные с аккрецией и вращением, моделируются по наблюдениям в двойных профилях линий с $V > R$ в оптике и по избытку излучения непрерывного спектра в УФ области. По ИК избыткам излучения обнаружены газово-пылевые диски, их ориентация может меняться по отношению к лучу зрения и влиять на переменность многих наблюдаемых параметров.

Большое сходство в наблюдаемой переменности и типах эмиссионных линий в оболочках горячих AeBeX и в холодных молодых звездах T Тау позволили применять для них одни и те же модели. Образование и переменность эмиссионных линий T Тау звезд связана с их хромосферами и успешно интерпретируются моделью магнитосферы. Для звезд T Тау сочетание конвекции и дифференциального вращения посредством динамо-эффекта приводит к усилению магнитной активности звезды, в результате которой появляются мощные хромосферы. Для горячих AeBeX звезд тоже было предположено наличие таких областей, как магнитосфера, корона и хромосфера вблизи их поверхности. Магнитная активность звезды может влиять на изменение радиуса магнитосферы, которое сопровождается переменностью скорости истечения и ростом начальной плотности вещества. В период активности замкнутые конфигурации, образующиеся на поверхности звезды, могут увеличивать начальную плотность и менять силу

звездного ветра. Наличие магнитосферы дает возможность объяснить не только появление дополнительной коротковолновой эмиссии после абсорбции Р Суг в профиле эмиссионной линии Н α , но и ее переменность [6]. Другой причиной переменности звездного ветра может быть наличие значительного градиента температуры на экваторе и полюсе на вращающейся звезде. В этом случае даже сферически-симметричный ветер может обладать разными свойствами. Мониторинг отдельных эмиссионных линий показал, что наблюдаемая вращательная модуляция резонансных линий может быть связана с особой структурой ветра в магнитном поле [6]. Магнитосферные модели были значительно развиты и успешно применены для ряда AeBeX звезд. Для качественного согласия с наблюдаемыми профилями эмиссионных линий и доказательства дисковой аккреции были рассчитаны модели с учетом магнитосферной аккреции. Модель магнитосферной аккреции, качественно объясняет многие наблюдаемые проявления для большого ансамбля AeBe звезд Хербига, предполагая скорость аккреции порядка $10^{-7} M_{\odot}$ /год [7].

Изучение УФ спектров звезд на протяжении 40 лет ведется на спутнике IUE (International Ultraviolet Explorer) в области среднего и далекого УФ 1150-3200 Å. Получена большая база спектров звезд AeBe Хербига, которая позволяет проводить изучение разных физических механизмов на основе переменности эмиссионных линий и непрерывного спектра. Идентичность поведения профилей эмиссионных линий в УФ и оптике позволяют уточнять эмпирические модели молодых звезд [2].

В ультрафиолете и в оптике присутствие звездного или дискового ветра определяется по Р Суг профилю - с абсорбцией со стороны коротких волн и смещением центра линии в сторону длинных волн. Оценка скорости звездного ветра проводится по синему краю абсорбционного профиля эмиссионной линии. Наблюдаемое мощное истечение в линиях УФ области спектра характерно для AeBe звезд Хербига и не типично для нормальных звезд ГП и классических Ве.

Анализ IUE спектров AeBeX звезд показал, что их звездные атмосферы сильно отличаются от нормальных звезд того же

спектрального класса и от классических Ве. Звездный ветер AeBeX звезд плотнее, протянут до очень высоких скоростей и перекрывает широкий диапазон в ионизации. Эти звезды имеют большое разнообразие характеристик профиля от ветра, значительные различия в структуре профиля линий $H\alpha$ и $Mg\ II$ могут быть связаны с большим градиентом ионизации в ветре. Исследования профиля дублета $MgII$ необычайно полезны для определения эволюционного статуса молодых звезд - это один из критериев спектрального класса и наличия потери массы или аккреции у звезды. Эта линия очень переменна и чувствительна к плотности, что можно использовать для определения переменности плотности истечения. Для этой линии наблюдаемые профили делятся на 4 категории: РСуг, двойной, простой абсорбционный профиль, напоминающий межзвездный и сложный, аналогично классификации эмиссионных линий в оптике [4].

Линии $Mg\ II$ - 2795A, 2802 (h и k) могут формироваться в узоре потока ветра и иметь моду периода вращения ветра, который больше звездного периода вращения. Эти линии чувствительны к плотности и могут быть использованы для определения скорости и переменности в истечении. Исследование УФ дублета $MgII$ и сравнение со свойствами оптической линии $H\alpha$ для выбранных звезд позволяет яснее представить структуру околосветной оболочки в близкой окрестности звезд. [2, 4]

Сравнительный анализ наблюдаемых профилей $MgII$ и $H\alpha$ для звезд AeBe Хербига по данным [1, 2, 4], приведенных в таблице 1, показал, что типы профилей этих линий похожи. Для ряда объектов (HD259431, HD200775) с двойным профилем линии $H\alpha$, у которых синий пик меньше красного, что интерпретируется в рамках истечения, в линии $MgII$ наблюдается истечение по профилю РСуг. Отметим, что для HD259431 все доступные наблюдения показывали большую величину синего пика в двойном профиле по сравнению с красным, что традиционно интерпретируется наличием аккреции на звезду. Только в 2005 г. нам удалось поймать момент обратного соотношения интенсивности пиков [8]. Для таких объектов, как Π Сер и BD+65.1637, у которых получено изменение эмиссионного профиля $H\alpha$ от единичного к двойному, линия $MgII$ не показывает

эмиссии и профиль обозначен как межзвездный.

К сожалению, оптические и УФ наблюдения получены в разные моменты. Такие сравнения для линий разных элементов позволяют представить характер изменения градиента плотности, понять различия в структурах околосветных оболочек, обусловленные эволюцией звезд.

При наблюдении эмиссионных линий N V, O I, C II, Si IV, C IV, He II и Mg II в спектрах 27 AeBe звезд Хербига в УФ области было установлено, что нормализованные потоки на порядок и более выше, чем те же потоки у карликов и субгигантов. Это связано с различием в источнике энергии.

Name	Sp	Vв	Av	Vокм/с MgII	Vокм/с H α
1	2	3	4	5	6
V594 Cas	B8	55	2.14	p	-425 p
AB Aur	A0	80	0.4	-470 p	-340 p
V380 Ori	B8	20	1.7	-1100 p/d	s
HD250550	B9	110	0.5	-600 p	-340 p
HD259431	B5	90	1.6	p	d
HD 150193	A0	100		-190 p	-188 p
HD163296	A0	120	0.3	-380 p/d	-296 p/d
HD190073	A0			-600 p	p
AS477	A0	150	1.0	PCyg p	-320 p
MWC 1080	B0	100	5.3		-700 p

В таблице 1 колонка- наименование объектов, 2- спектральный тип, 3- скорости вращения ($v \sin i$) звезды, 3- поглощение, 4- тип профиля MgII и скорость ветра, 5- типы профиля H α и скорость ветра.

Таблица 1 – Параметры звезд и типы профиля H α и Mg II и скорость ветра

Так скорость дисковой аккреции, которую определяют из анализа УФ-континуума, связана с потоками линий. HD 104237 показала, что поток линии варьируется с той же скоростью что и поток от ближайшего континуума, который образуется от граничных слоев аккреционного диска. Этот результат ясно показывает, что аккреция - главный источник энергии эмиссионных линий звезд Хербига. Спектры УФ с высоким разрешением показывают переменность скорости линий с P-Cyg особенностями. Это

позволило предположить формирование линий в узком биполярном потоке истечения, перпендикулярно диску [9]. На основе архивных наблюдений в УФ и подборке данных об эмиссионных линиях в оптике были выделены объекты с признаками истечения и аккреции по разным элементам, мы добавили данные по оценке спектрального класса в УФ работы [5]. В таблице 2 приведены AeBe звезды Хербига с признаками звездного ветра в линиях ионов сильных линий в УФ [1, 2, 5].

Анализ спектров юных Be звезд Хербига HD259431 и HD 250550, полученных со спутника FUSE, позволили обнаружить абсорбционные линии молекулярного водорода, присутствие которого свидетельствует в пользу большого количества газа. В спектре HD 250550 наблюдаются эмиссионные линии C III и OIV, что указывает на очень горячие области с температурой до 300 000K. В спектре HD259431 наблюдается истечение по P Cуг профилю линии Mg II- 2795A,2802 (h и k). На более коротких длинах волн линии CIV 1548 и Si IV 1394-1402A показали истечение со скоростью -400км/с.

Обнаружено истечение у других компонент мультиплета C III 1175A со скоростью -305км/с, что может быть связано с вкладом от хромосферы/ветра в образование линии. Анализ показал, что сильная резонансная линия CIV 1548A формируется в эмиссионных областях с температурой выше 90 000K и электронной плотностью около 10^{12} см^{-3} - типичная плотность для формирования многих эмиссионных линий в ветре. Количество молекулярного водорода согласуется с величиной поглощения, общая плотность водорода оценивается с учетом $N(\text{H}) = N(\text{HI}) + 2N(\text{H}_2)$ для HD259431 $N(\text{H}) = 2.5 \cdot 10^{21} \text{ см}^{-2}$ и для HD 250550 $N(\text{H}) = 9.4 \cdot 10^{20} \text{ см}^{-2}$. Анализ молекулярных и атомных линий в УФ и оптике позволяет исследовать плотностную и температурную обстановку в околос звездных оболочках [10].

Name	V	Vvar	Spv	Spuv	VSini	Ion	Vel	MgII	H α
1	2		3		4	5	6	7	8
V594Cas	10.25	0.73	B8	B5				P	P
AB Aur	6.96	0.43	B9	A1	100	MgII	-360v	P	P
HD31648	7.65		A2	A2.5		MgII	-250	P	D
V380 Ori	10.30	0.54	B8	A1	20	MgII	-1100	P	D

HD250550	9.47	0.15	B9	B5	110	MgII	-600	P	P
HD259431	8.62	0.23	B6	B5	90	CIV	-400	P	D
HD163296	8.66	0.18	A1	A1	120	MgII	-380v	P	P/D
HD200775	7.35	0.10	B2	B3	40	CIV	-600	P	D
BD+65.1637	10.05	0.23	B2/5	B2	180	MgII	-90	IS	S/D
HD216629	10.25	0.82	B2/3		180	MgII		IS	P
BD+46.3471	10.09	0.16	A0	A0	100	Si II	-300	P	P
1- название объекта, 2- звездная величина в фильтре V и уровень переменности в звездных величинах, 3- спектральный класс Spv в оптике и Spuv в УФ, 4- скорость вращения звезды Vsini, 5-6 имя иона Ion и скорость Vel, 7- тип профиля дублета MgII, 8-тип профиля H α (P- P Cyg, D – двойной профиль, S- единичная эмиссия, e- эмиссия									

Таблица 2- Список звезд с признаками звездного ветра по линиям в УФ

Name	V	ΔV	Sv	Suv	Vsini	Ion	Vel	MgII	H α
1	2		3		4	5	6	7	8
HD45677	7.55	1.25	B2		>200	CIV	+400	P	D
HD 37806	8.0	0.09	B8	B9	120	CIV	+400	P	D
HD 37411	9.79	0.09	B9			MgII	+150	abs	D
UX Ori	9.7	2.7	A2/3						
Обозначения, как в таблице 1									

Таблица 3- Список звезд с признаками аккреции в УФ

Name	V	ΔV	Spv	Spuv	Vsini	Ion	Vel	MgII	H α
1	2		3		4	5	6	7	8
R Cra	10.0	4.4	A5II/F		10	NaI	+500	E	D
WW Vul	10.9	2.6	A0/5V			NaI	+75	e	D
RR Tau	10.2	4.0	B8/A5II		60	NaI	+200	e	D
VV Ser	11.1	2.2	B1/3/A		85	NaI	+150		D
HK Ori	11.38	0.78	A4	B8	175	NaI	+150	e	D
Обозначения, как в таблице 1									

Таблица 4- Список звезд с признаками аккреции в оптике

Изолированная звезда HD 163296 является звездой Хербига с типичными для этого класса объектов характеристиками, но без туманности. В спектрах этой звезды наблюдалась сильная переменность эмиссионных линий от УФ до ИК. Обнаружены быстрые изменения интенсивности и положений Бальмеровских линий, кроме того наблюдались катастрофические изменения

эмиссионного профиля H α от P Cyg III до двойного на шкале от часов до нескольких дней [6]. В таблице 5 приведены параметры профилей эмиссионных линий HD 163296 по данным наблюдений со спутника FUSE в области дальнего ультрафиолета [11].

ИОН	Дата наблюдений	Интегр.поток 10 ⁻¹³ erg s ⁻¹ cm ⁻²	Vblue kms ⁻¹	Vred kms ⁻¹	Тип профиля
C III 977 Å	2001/04/27	7.30 ± 0.11	-650	+670	P-Cyg III
C III 977 Å	2001/04/29	7.80 ± 0.11	-650	+670	P-Cyg III
C III 1176 Å	2000/07/22	5.03 ± 0.07	-595	+545	Double peak
C III 1176 Å	2001/04/27	4.69 ± 0.08	-595	+545	Double peak
C III 1176 Å	2001/04/29	4.37 ± 0.08	-595	+545	Double peak
Si III 1206 Å	2000/07/22	22.30 ± 0.08	-740	+870	Double peak
HI Ly α 1215 Å	2000/07/22	62.00 ± 0.13	-970	+1700	P-Cyg III
NV 1238 Å	2000/07/22	2.38 ± 0.02	-680 ?		Blend MgII
OIV 1032 Å	2001/04/27	6.13 ± 0.06	-560	+600	Double peak
OIV 1032 Å	2001/04/29	5.84 ± 0.06	-590	+620	Double peak
S VI 933 Å	2001/04/27	0.44 ± 0.03	-440	+425	Gaussian
S VI 933 Å	2001/04/29	0.39 ± 0.03	-440	+425	Gaussian

Таблица 5- FUSE данные эмиссионных линий HD 163296

В спектрах HD163296 сильные эмиссионные линии CIII и OVI показывают широкий и комплексный асимметричный профиль с шириной крыльев более 1000км/с. Профили L α и CIII доказывают очевидность истечения с терминальной скоростью 270км/с. По архивным спектрам HST/STIS линия водорода L α показывает тип III P Cyg с шириной, достаточной для возбуждения верхних уровней F II. Как и для AB Aur предполагается присутствие хромосферы над фотосферой. Однако сверхионизация не может быть в этой области. Обсуждается два альтернативных механизма для объяснения спектральных особенностей: магнитосферная аккреция и замагниченная конфигурация ветра. Обе интерпретации привлекают масштабные магнитные поля, которые определяются по спектрополяриметрическим исследованиям данного класса звезд [10, 12].

Ультрафиолетовые спектры AeBe звезд Хербига показывают признаки звездного ветра, избыток излучения за счет аккреции, значительную переменность линий, с подобными типами

эмиссионных профилей линий в оптике и ИК. Исследование природы X-ray эмиссии в звездах с оболочками оказались полезными для понимания физических процессов, которые предполагают присутствие горячей плазмы с температурой миллионы градусов вблизи звездной поверхности. Спектральная диагностика позволяет исследовать корональные структуры, их стратификацию и протяженность. Некоторые особенности были выделены для молодых звезд: присутствие аккреционных ударов на звездную поверхность, флюоресценция на околозвездных дисках при переизлучении X-ray и УФ, и ударное нагревание при истечении звездного ветра. Массивные горячие звезды доминируют взаимодействием с галактической межзвездной средой: это главный источник ионизованного излучения, механической энергии и химического обогащения в галактиках. Эмиссия X-ray этих объектов часто связана с особенностями истечения звездного ветра [13,14].

Данные спектрометров Chandra и XMM Ньютон X-ray позволили детально исследовать такие физические условия как температура, плотность и химическое обилие в областях эмиссии X-ray в молодых звездах. Эти исследования привели к очевидности того, что значительная X-ray эмиссия может формироваться в результате аккреционных процессов в более сложных корональных структурах. Потоки эмиссионных линий от углерода до никеля, гелия и водорода серии, железа L -серии и динамические эффекты, определяемые из положений, вида и переменности линий являются главными инструментами диагностики физики структур [13, 14]. Если эмиссия X-ray относится к внутренней системе звезда + активные околозвездные структуры, то можно ожидать корреляцию с параметрами звезды. Было проведено сравнение болометрических и X-гаусветимостей звезды. Для выбранных звезд было найдено среднее значение $\log (L_x/L_{bol}) = -5.62$. Не было найдено зависимости X-ray эмиссии ни с болометрической светимостью звезды, ни с радиусом звезды, ни со скоростью ее вращения. Для поздних типов такие корреляции определены с достаточной долей вероятности. Имеется возможность существования магнитных полей в направлении на AeBeX звезды, магнитное взаимодействие звезды и диска может создавать X-ray эмиссию, как и присутствие неразрешенных

компаньонов со свойствами мало массивных Т Тау звезд. Для мало массивных объектов типична сильная X-ray эмиссия, связанная с магнитно – гидродинамическими и корональными явлениями (подобно Солнцу). [15, 16]. Альтернативой гипотезе двойных компонент для интерпретации наблюдаемого X-ray излучения являются процессы в короне, или в системе магнитосферы звезда - диск, или в истечении. (см. рисунок 1).

В настоящее время для объяснения природы X-ray эмиссии в звездах разных масс рассматриваются некоторые процессы, присущие всем звездам до главной последовательности: аккреционные удары на звездную поверхность, флюоресценция на околозвездных дисках, благодаря переизлучению X-ray эмиссии и/или ударный нагрев в звездных истечениях, корональные и магнитосферные явления. Если для мало массивных холодных звезд наблюдаемая X-ray эмиссия может быть связана с магнитными ловушками горячего коронального газа подобно солнечной корональной плазмы или магнитосферными процессами, то для горячих звезд используют другие модели. Наиболее популярные среди них - присутствие неразрешенных компаньонов, аккреционные удары на звездную поверхность, ударный нагрев в звездных истечениях. Все эти процессы связаны с магнитной активностью и эволюцией объектов. Многие из этих механизмов связаны с эволюцией объектов, которая сопровождается рассеянием оболочек и уменьшением активных явлений. Очевидно, что X-ray плазма горячее в AeBeX звездах, чем в В-звездах главной последовательности. Эти различия могут быть сигналом затухания действия динамо. Для звезд поздних типов X-ray светимость и магнитная активность тоже уменьшаются с возрастом. Возможно, компаньоны AeBe звезд Херbiga имеют более горячие короны чем у звезд на ГП [15, 17].

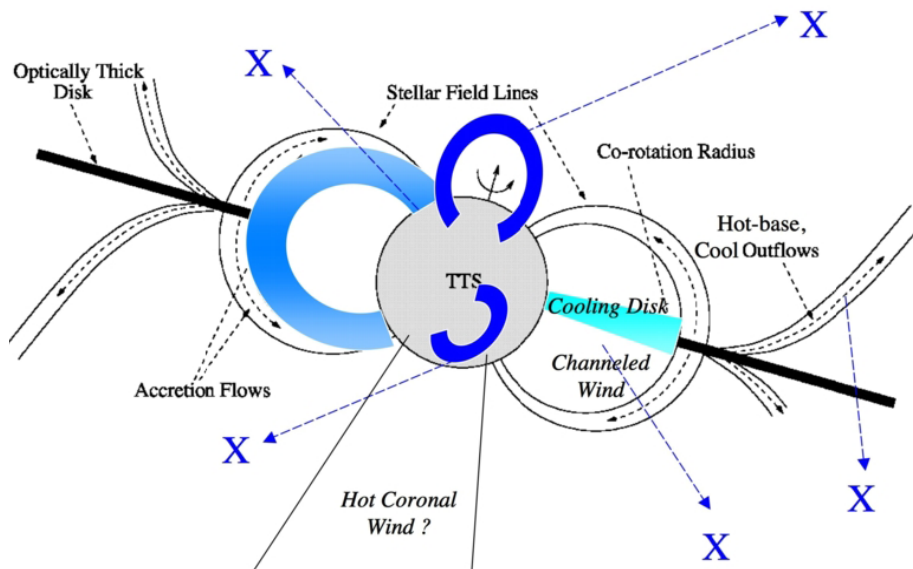


Рисунок 1 - Области X-гау эмиссии от молодых мало-массивных звезд и AeBe звезд Хербига

Список литературы

- [1] *Finkenzeller U., Mundt R.* The Herbig Ae/Be stars associated with nebulosity // *Astron. Astroph. Suppl. Ser.* 1984. V. 55.P.109-141
- [2] *Grady C.A., Perez M.R., Talavera A. et.al* The beta Pictoris phenomenon among Herbig AeBe stars // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* V.120.P.157.
- [3] *Acke B. , van den Ancker M.* ISO spectroscopy of disks around Herbig Ae/Be stars // *arXiv:astro-ph/0406050v3*
- [4] *Imhoff C.L.* MgII in IUE spectra of AeBe Herbig stars // *ASP Conf.* 1994.Ser.62. 107
- [5] *Valenti J., Johns-Krull C., Linsky J.* On IUE atlas of PMS stars // *Ap.J.* 2000. V. 129. P. 399
- [6] *Pogodin M.A. et.al* Active phenomena in envelope of the Herbig Ae/Be star HD 163296 // *Modern problems of astronomy, Odessa,* aug.12-18, 2007.
- [7] *Muzerolle J. et.al.* Magnetospheres and disk accretion in Herbig Ae/Be stars // *Astrophys.J* 2004.V. 617.P. 406-417
- [8] *Pavlova L.A., Kondratyeva L.N., Valiullin R.R.* Spectral variations

of AeBe Herbig stars in Mon R1 // A&A Transactions. 2005. V.24. .P.307.

[9] *Bouret J.C., Martin C., et.al.* Far UV spectroscopy of the circumstellar environment of Herbig Be stars HD259431 and HD 250550 // Astron.Astroph.2003.V.410.P.175.

[10] *Deleuil M. et.al.* New insights in FUV into the activity of the Herbig Ae stars HD163296 // A&A. 2005. V. 429. P. 247-255

[11]. *Djie H.R.E., Tjin A., Blondel P.F.C. et. al.* UV emission lines from Herbig Ae/Fe stars // Conference: Ultraviolet astrophysics beyond the IUE Final Archive, P. 133 – 136.

[12] *Harrington D.M., Kuhn J.L.* . Spectropolarimetry of H α line in Herbig AeBe stars // Ap.J. L., 2007. v.667.L89

[13] *Gudel M., Naze Y.* X-Ray Spectroscopy of stars // A&A Rev. 2009.V.17.P.309.

[14] *Testa P, Drake JJ, Peres G* The density of coronal plasma in active stellar coronae //ApJ. 2004. V. 617. P. 508.

[15] *Stelzer B., Micela G., Hamaguchi K., and Schmitt J. H. M. M.* On the origin of the X-ray emission from Herbig Ae/Be stars // A&A 2006.V.457.P.223.

[16] *Stelzer B., Robrade J., Schmitt J. H. M. M., and Bouvier J* New X-ray detections of Herbig stars //A&A 2009. V.493. P.1109.

[17] *Montmerle Th.* What can X-rays tellus about accretion, mass loss and magnetic fields in young stars? // Star –disk interaction in young Stars. IAU symp. 2007, № 243.

1.3 СИМБИОТИЧЕСКИЕ ЗВЕЗДЫ. ОСНОВНЫЕ ПРОБЛЕМЫ. РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЙ В АФИФ

Кондратьева Л.Н., Рспаев Ф.К.

1.3.1 Введение

Симбиотические объекты представляют собой двойные звездные системы, состоящие, как правило, из гиганта позднего спектрального класса и белого карлика. В ряде случаев горячим компонентом может быть звезда главной последовательности или нейтронная звезда. Симбиотические объекты разделяются на два класса: «классические симбиотические» и «симбиотические новые».

Объекты первого типа отличаются достаточно стабильным характером термоядерных реакций горения водорода, падающего на поверхность горячего компонента в процессе аккреции. Однако, изменения скорости и мощности аккреции могут приводить к внезапным колебаниям блеска объекта (до 1 – 3 звездных величин, как в видимой области длин волн, так и в УФ диапазоне. При этом светимость объекта остается практически постоянной, изменяется только эффективная температура. К данному классу относятся, например, объекты MWC 560, V725 Tau, BF Cyg, CHCyg. В некоторых объектах этого типа обнаружены высокоскоростные биполярные выбросы – джеты. Особый интерес представляют «униполярные» выбросы.

Второй класс - «симбиотические новые» к настоящему времени состоит всего из 8 объектов. В процессе вспышки представители этого класса достигают очень высокой светимости и остаются в данном состоянии на протяжении десятков а иногда и сотен лет. Мощные ударные волны, формирующиеся в момент вспышки нагревают окружающую плазму до температуры $10^7 - 10^8 \text{K}$ и становятся источником образования эмиссионных линий разной степени ионизации: от корональных, типа FeX, FeXI, [NiXV], до линий низкого возбуждения, типа [NII], [OII] и бальмеровской серии водорода. Примером «симбиотических новых» могут служить объекты AG Peg и RS Oph.

В комплексе проблем, связанных с эволюцией симбиотических

объектов, ведущее место занимают:

- механизмы эволюции и взаимодействия компонент в симбиотических системах. «Обмен масс»: начальный и вторичный этапы этого процесса.

- процессы аккреции: причины, вызывающие изменения скорости и мощности аккреции и их проявления.

- образование джетов. Механизмы и необходимые условия формирования джетов, в частности, причины возникновения однополярных выбросов.

1.3.2 Основные эволюционные характеристики симбиотических звезд

Как правило, в качестве эволюционных параметров реальных астрономических объектов выбираются характеристики, которые меняются в процессе эволюции, причем эта зависимость должна носить однозначный и устойчивый характер. Выбор эволюционных параметров для каждого класса объектов является крайне трудоемкой задачей, он должен основываться на всем объеме экспериментальных и теоретических данных, имеющихся в распоряжении исследователей. Успешное решение данной проблемы даст возможность оценивать эволюционный статус отдельных объектов и даже предсказывать их дальнейшее поведение. К сожалению, параметров, однозначно определяющих эволюционную стадию рассматриваемого класса симбиотических объектов, практически не существует. Начать с того, что в этих системах процесс обмена массами между звездными компонентами может повториться, и в результате ранее массивная звезда, потеряв свою атмосферу, может превратиться в карлик, а ее место главной компоненты займет звезда, прежде отличавшаяся малой массой. В этом случае происходит коренное изменение ионизационной структуры газовой составляющей, и начинается эволюция качественно иной симбиотической системы. Объекты данного класса по сути своей не могут сохранять стабильность. Физические состояния горячей и холодной компонент зачастую взаимосвязаны. Так, например, изменение скорости и мощности механизма потери массы в атмосфере поздней звезды приводит к усилению (или ослаблению) аккреции на поверхность горячей

звезды, и, как следствие, к изменению ее температуры. Пожалуй, наиболее стабильной характеристикой симбиотической системы, напрямую связанной с ее возрастом, является размер и масса газовой оболочки. Туманность образуется и постоянно пополняется за счет вещества, поступающего в виде звездного ветра из атмосферы красного гиганта. В «старых» системах туманность охватывает обе звездные компоненты, и ее масса может достигать нескольких десятых масс Солнца, несмотря на то, что часть газа успевает рассеяться в пространстве и пополнить межзвездную среду. В принципе, зная среднюю мощность звездного ветра для звезд данного спектрального класса и имея оценки массы туманности, можно определить возраст объекта. Проблема, однако, состоит в том, что мы можем наблюдать и регистрировать только ионизованную часть туманности. В любом случае, характеристики газовой составляющей представляются наиболее подходящими для оценки стадии эволюции симбиотических объектов, так как другие параметры являются еще более непредсказуемыми.

1.3.3 Роль космических телескопов в исследовании симбиотических объектов

В процессе наблюдений симбиотических звезд в оптическом, ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах длин волн решаются следующие задачи:

1. Спектральный мониторинг симбиотических Новых.

УФ исследования симбиотических Новых в моменты их вспышек дают необходимую информацию о физическом состоянии и динамике расширяющейся оболочки, образовавшейся в процессе взрыва. Подробные данные об изменении во времени температуры, степени ионизации выброшенной массы газа и скоростях ее движения позволяют оценить мощность ядерного механизма. Наблюдения в УФ симбиотических Новых дают возможность определить и сравнить характеристики объекта во время вспышки и в «спокойной» стадии. Более того, полученная информация со временем позволит предсказывать наступления активных стадий.

2. Обнаружение джетов в симбиотических объектах.

Наблюдения эмиссионных линий в УФ и рентгеновском

диапазонах позволяют обнаружить джет, определить скорость движения и ее изменение со временем. Полученная информация о физической и динамической структуре джетов используется для анализа и конкретизации особых условий, необходимых для появления однополярных джетов.

3. Анализ причин изменения блеска симбиотических объектов.

К настоящему времени известно, что колебания блеска могут быть вызваны:

- взаимным экранированием компонент в процессе их орбитального движения
- пульсациями атмосферы красного гиганта (мириды)
- нестабильностью аккреционного диска, связанной с колебаниями темпа потери массы красным гигантом
- «новоподобными» вспышками, в основе которых лежат ядерные реакции на поверхности горячей компоненты

Основными параметрами, которые могут использоваться для выявления источников фотометрической переменности симбиотических объектов, являются эффективная температура и светимость горячей компоненты. Для количественных оценок этих параметров используются следующие характеристики, получаемые из наблюдений в оптическом и УФ диапазонах:

- эмиссионный спектр в ультрафиолетовом диапазоне. Наличие линий высокого возбуждения в околозвездной оболочке является косвенным признаком существования горячего компонента в звездной системе. Эмпирическое соотношение $T_{\text{eff}} \Rightarrow \chi(\text{eV})$ используется для предварительной оценки нижнего предела его эффективной температуры. В приведенном выражении T_{eff} – эффективная температура в шкале 10^3 K , а χ – максимальный потенциал ионизации наблюдаемых эмиссионных линий;

- непрерывный спектр в ультрафиолетовом диапазоне. Измерения континуума в ультрафиолетовом и оптическом диапазонах дает возможность определить наклон кривой распределения энергии в непрерывном спектре горячей звезды и оценить значения ее температуры;

- профили фотосферных линий в спектре горячей звезды. Ширина профилей фотосферных линий позволяет определить

класс светимости горячей звезды. Изменение лучевой скорости этих линий отражает орбитальное движение звезды относительно общего центра масс.

Анализ информации, получаемой из наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне, дает возможность выявить источники изменения блеска объекта. В частности, непосредственная связь колебаний блеска с изменениями T_{eff} свидетельствует о том, что именно горячая компонента является причиной фотометрической переменности. Соответственно, отсутствие данной корреляции указывает на то, что изменения блеска происходят вследствие взаимного экранирования компонент или пульсаций красной звезды. Измерения лучевых скоростей фотосферных линий позволяет оценить наклон плоскости орбиты относительно наблюдателя. В тех случаях, когда орбита расположена практически перпендикулярно к лучу зрения (при этом изменения лучевых скоростей не фиксируются), можно исключить из рассмотрения «затмения звезд», как механизм переменности

4. Исследования физических условий и динамики газовой составляющей симбиотических объектов.

Как правило, звездные компоненты погружены, частично или полностью в газовую оболочку. Последняя формируется под действием звездного ветра красной звезды, ее размеры и плотность определяются темпом потери массы из атмосферы красного гиганта и возрастом объекта. В ряде случаев состав оболочки пополняется за счет вещества, выброшенного в процессе вспышки горячего компонента. Основным источником ионизации газовой составляющей является ультрафиолетовое излучение горячего компонента, имеются в виду излучение, как самой звезды, так и ее аккреционного диска. Определенный вклад в ионизацию и возбуждение газа вносят ударные волны, формирующиеся, например, в процессе пульсаций звездных атмосфер мирид. Наблюдения в ультрафиолетовом диапазоне ($\lambda < 912 \text{ \AA}$) дают возможность измерить поток излучения и определить эффективную температуру источника ионизации.

В так называемой «спокойной» стадии поток ионизирующего излучения сохраняется на постоянном уровне и должен обеспечивать

стабильное состояние ионизации газа. Любые изменения в спектре оболочки, наблюдаемые в «спокойной» стадии, могут быть связаны со структурными перестройками, например, с колебаниями плотности газа, вызванными изменениями звездного ветра. «Активная» фаза сопровождается вспышками на поверхности аккреционного диска, при этом поток ультрафиолетового излучения резко возрастает. Вспышки локального масштаба носят кратковременный характер, и через несколько дней уровень ультрафиолетового излучения нормализуется. Вспышки типа «Новых» приводят к увеличению ультрафиолетового потока на порядок величины. Более того, образовавшиеся при взрыве ударные волны нагревают газ и вызывают дополнительное «ударное» возбуждение. Последствия подобных вспышек сохраняются на протяжении нескольких месяцев, и даже лет. Таким образом, для выявления источника ионизации окружающей оболочки необходимо проводить измерения непрерывного спектра в ультрафиолетовом диапазоне длин волн.

Степень ионизации газа напрямую зависит от температуры горячей звезды и от состояния среды на пути ультрафиолетовых квантов, например, от величины коэффициента поглощения ультрафиолетового излучения пылевой составляющей оболочки и плотности газа. Для оценки степени ионизации используются потоки излучения в эмиссионных линиях. В видимой области спектра измеряются линии водорода, гелия, кислорода, азота, серы. В ультрафиолетовом диапазоне могут присутствовать эмиссионные линии разной степени ионизации: Mg V, Mg VI, Mg VII, Ca VII, Fe VII, NIV, NV, Si VII, CIV, CIII, [OVI], HeII, NeIII, Mg II, Si IV. Измеряя относительные потоки излучения ионов разной стадии ионизации, например $F(\text{MgVI})/F(\text{MgV})$ или $F(\text{CIV})/F(\text{CIII})$, можно получить процентное распределение соответствующего элемента по ионизационным состояниям. Более того, сравнивая потоки излучения в запрещенных и разрешенных линиях, можно выделить основной механизм, ответственный за ионизацию газа в данном объекте. Так, например, существенное усиление запрещенных линий (по сравнению с результатами модельных расчетов) свидетельствует о том, что доминирующими механизмами являются ударное возбуждение и ионизация. Отношения интенсивностей

линий, которые имеют общий нижний энергетический уровень (MgV, 1324,2783Å; MgVI, 1189,2629Å; MgVII, 1191,1806Å и др), используются для определения электронной плотности разных зон ионизации. Таким образом, для оценки степени ионизации газовой составляющей необходимо проводить измерения потоков излучения во всех эмиссионных линиях, попадающих в оптический и ультрафиолетовый диапазон длин волн.

Структуры газовых составляющих симбиотических объектов отличаются большим разнообразием. Оболочки могут состоять из нескольких слоев сферической формы с разными скоростями расширения. В ряде случаев туманность представляет собой вытянутую структуру, соединяющую звездные компоненты. В некоторых симбиотических объектах обнаружены джеты, образовавшиеся в процессе вспышечной активности горячей звезды. Основным источником информации о структуре и динамике оболочек являются профили эмиссионных линий.

Зоны формирования эмиссионных линий располагаются на разных расстояниях от ионизирующей звезды. Для запрещенных переходов существуют ограничения по плотности газа. Так, например, для линий [OIII] критическое максимальное значение плотности Ne составляет $5 \cdot 10^5 \text{ см}^{-3}$. Профили линий (положение максимума, полуширина, протяженность крыльев) дают информацию о скорости движения и динамических характеристиках соответствующей зоны. Вращение оболочки придает линиям куполообразную форму, расширение проявляется в виде профилей с двумя или несколькими максимумами. Наличие поглощающей материи на луче зрения приведет к появлению центральной абсорбции в эмиссионном профиле. Не менее ценную информацию можно получить, исследуя крылья эмиссионных линий.

Известно несколько основных механизмов образования широких крыльев: звездный ветер, электронное рассеяние и рамановское рассеяние. Высокоскоростной звездный ветер приводит к появлению абсорбции на «синем» крыле эмиссионных профилей. Положение абсорбции зависит от скорости ветра. Влияние электронного рассеяния обнаружено в спектрах звезд W-R и в квазарах. Протяженность крыльев в этих случаях определяется температурой

электронного газа, и не зависит от длины волны. Иными словами, влияние электронного рассеяния должно одинаковым образом проявляться в профилях всех эмиссионных линий, формирующихся в одной зоне. Наконец, для возникновения рамановского рассеяния необходимо, излучение определенных эмиссионных линий в ультрафиолетовом участке спектра. Это излучение поглощается атомами водорода, находящимися в возбужденном состоянии и переизлучается в видимом диапазоне. В результате создается дополнительное излучение на крыльях известных эмиссий, а также образуются новые линии. Таким образом, для изучения структуры и динамики газовых оболочек необходимо исследовать профили эмиссионных линий, полученные с высоким разрешением в ультрафиолетовом диапазоне.

1.3.4 Спектральные и фотометрические исследования, выполняемые в АФИФ

1. Аппаратура и методика наблюдений.

Для наблюдений используются два телескопа Астрофизического Института им. Фесенкова: 1-метровый рефлектор фирмы Карл-Цейс Йена, установленный на высокогорной станции Ассы-Тургень ($H=2.7\text{ км}$), и 70-см телескоп АЗТ-8 (Обсерватория вблизи Алматы, $H=1.3\text{ км}$).

При фотометрических наблюдениях в кассегреневском фокусе 1-метрового телескопа приемником излучения служит ПЗС матрица ST-7 (765 x 510, 9мк) с полем зрения $4' \times 3'$. На телескопе АЗТ-8 используется специальная оптическая система спектрографа, которая, проектирует область неба с размерами $9' \times 9'$ на матрицу ST-8 (1530 x 1020, 9мк), минуя диспергирующий узел. Наборы BVR фильтров создают полосы пропускания, соответствующие стандартной фотометрической системе Джонсона-Моргана. Коэффициенты трансформации в стандартную фотометрическую систему определены по наблюдениям ~ 60 стандартных звезд (от 6 до 10 зв.вел). Для каждого исследуемого объекта подбираются стандарты аналогичного спектрального класса. Проводится коррекция получаемых изображений с учетом «плоского поля», темнового фона и атмосферной экстинкции. Для измерения звездных

изображений используется стандартный пакет Maxim DL5 (www.cyanogen.com).

Спектральные наблюдения также выполняются на двух телескопах. На телескопе АЗТ-8 используется дифракционный спектрограф, установленный в фокусе кассегрена и предназначенный для исследования слабых эмиссионных объектов. Приемником излучения служит CCD камера ST-8 (1530x1020, 9μ). Спектрограммы с дисперсией 0.75 Å/пиксель охватывают ~ 1200 Å в диапазонах длин волн $\lambda\lambda$ 4000 - 5200 Å и $\lambda\lambda$ 6100 - 7300 Å. 1-метровый телескоп оснащен спектрографом UAGS. Спектрограммы с дисперсией 0.5 Å/пкс покрывают два диапазона: $\lambda\lambda$ 4400 - 5200 Å и $\lambda\lambda$ 6100 - 6900 Å. В проекции на небо рабочая ширина входной щели спектрографов соответствует 3».0 - 3».6. Для абсолютной калибровки потоков излучения используются спектрограммы стандартных звезд, полученные с широкой щелью (0.7 – 1.0 мм). Стандарты выбираются с таким расчетом, чтобы в момент наблюдений они располагались на одинаковых зенитных расстояниях с объектом исследования. Обработка спектрограмм состоит из стандартных процедур: учета «темнового шума», ошибки поля, атмосферной экстинкции. Спектры стандартной звезды используются также для учета спектральной чувствительности аппаратуры.

4.2 Результаты исследования отдельных симбиотических объектов

Объект MWC 560 представляет собой двойную звездную систему, состоящую из красного гиганта класса M4.5 – M5.5 и белого карлика с аккреционным диском [1,2]. Плоскость орбитального движения располагается практически перпендикулярно к лучу зрения наблюдателя. Фотометрическая история объекта сводится к следующим этапам. Две вспышки MWC 560 наблюдались в 30-х и 50-х годах. До 1990 блеск объекта колебался в пределах $m_B \sim 11^m - 12^m.5$, никогда не превышая $10^m.5$ [3]. В начале 90-х годов имело место резкое повышение блеска, связанное с выбросом большой массы газа в виде джета. Максимальное значение $m_V \sim 9^m.2$ отмечалось в середине 1990г., затем последовало ослабление блеска: до $\sim 10^m$ к середине 1991г и до $\sim 10^m.5$ - в 1993г. Минимальное

значение ($10^m.7$) было зарегистрировано в мае 1994 г. Снижение яркости сопровождалось флуктуациями блеска во всех полосах. Показатель цвета (B-V) увеличивался на $0^m.033$ в год, (U-B) оставался стабильным (колебания не превышали $0^m.07$). [2, 4-6]. Несмотря на хаотичность поведения блеска MWC 560, на основе многолетних фотометрических наблюдений удалось выявить периодическую составляющую его переменности. Довольно регулярные изменения блеска с периодом 1930 дней, скорее всего, связаны с орбитальным движением горячей компоненты, при этом прохождение периастра сопровождается усилением процесса потери массы красным гигантом. В инфракрасном (ИК) диапазоне выявлено несколько дополнительных периодов изменения блеска, так, период $P=339$ дней, вероятно, связан с радиальной пульсацией атмосферы красного гиганта [7]. Быстрые и кратковременные колебания блеска (flickering) объясняются, как правило, нестабильностью на внутренней границе диска [2].

Наблюдения показывают, что большую часть времени объект MWC 560 находится в достаточно стабильном состоянии. Вспышки происходят редко, причины, вызывающие активизацию объекта пока неизвестны [8]. В статье [9] высказывается предположение о том, что стадии «активности» и «стабильности» объекта MWC 560 могут быть связаны с состоянием магнитного поля горячей звезды.

Спектр MWC 560 представлен следующими компонентами:

- широкая абсорбционная полоса на «синем» крыле эмиссионных линий,
- узкие эмиссии однажды ионизованных и нейтральных элементов,
- мощные эмиссионные линии бальмеровской серии водорода
- сильный «голубой» континуум без деталей,
- молекулярные полосы.

Линии поглощения формируются в мощном высокоскоростном джете, его максимальная лучевая скорость $V_{\max}$, определяемая по положению «синей» границы абсорбции, меняется в пределах: от -1500 км/сек до -2500 км/сек с тем же периодом, что и блеск объекта [3]. Кроме периодических были зафиксированы «внеплановые» быстрые повышения лучевой скорости абсорбционной компоненты.

Активные стадии начинались внезапно и продолжались от одного до нескольких месяцев. Существенные изменения скоростей происходили в течение одного или нескольких дней, при этом светимость объекта, по крайней мере, в оптическом диапазоне оставалась неизменной [9].

В Астрофизическом институте фотометрические наблюдения объекта MWC 560 выполнялись на телескопе АЗТ-8 и 1-метровом телескопе (Ассы-Тургень). В таблице 1 приведены фотометрические данные, полученные в 2010 – 2012 гг. В столбцах таблицы даны даты наблюдений, юлианские даты фотометрические фазы, рассчитанные по эфемеридам из работы [7], а также звездные величины в полосах В V R.

В ходе наших наблюдений, в конце 2010 - г была зарегистрирована вспышка MWC 560. На рисунке 1 приведены результаты наблюдений из работы [10] и наши данные. По своей мощности эта вспышка занимает второе место после события 1990 г.

Дата наблюдений	JD-2400000	Фаза [7]	B	V	R
1	2	3	4	5	6
10.02.2010	55238.234	0.707	10.76±0.05	10.46±0.06	8.94±0.05
10.11.2010	55511.444	0.848	10.26±0.05	9.90±0.04	9.20±0.05
13.11.2010	55514.410	0.850	10.25±0.04	9.89±0.04	9.12±0.04
13.02.2012	55971.151	0.087	10.39±0.05	10.13±0.05	8.96±0.04
03.03.2012	55990.130	0.096	10.58±0.05	10.22±0.04	9.22±0.06
21.11.2012	56233.423	0.222	10.69±0.05	10.27±0.03	9.31±0.04

Таблица 1 Фотометрические данные для объекта MWC 560

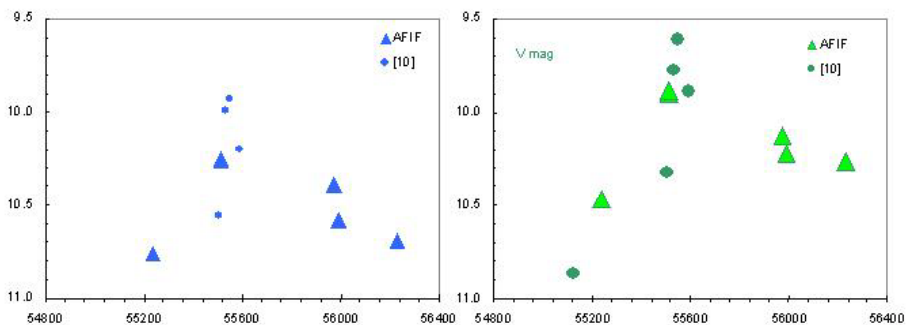


Рисунок 1. Изменение блеска объекта MWC 560 во время вспышки 2010г. Ось X соответствует шкале юлианских дат, ось Y: левая панель –В величины и правая панель –V величины. Наши данные и значения из работы [10] обозначены треугольниками и кружками, соответственно.

Спектральные наблюдения MWC 560 показали присутствие эмиссионных линии H δ , H γ , H β , H α и FeII, 4924, 5018Å. Линии HeI, зарегистрированные в 1998 г. [2], отсутствовали на наших спектрограммах 2008 - 2009 гг и появились только в 2010 - г. Эмиссионные линии в спектре объекта образуются в туманности, окружающей горячую звезду. Исчезновение и появление линий HeI, свидетельствует, прежде всего, об изменениях степени ионизации газа и, возможно, связаны с колебаниями потока ультрафиолетового излучения аккреционного диска.

В таблице 2 приведены потоки излучения в эмиссионных компонентах линий H γ , H β , и H α , и в непрерывном спектре при $\lambda=4800$ и 6500 Å. Значения получены с точностью 8 – 10%.

Дата наблюдений	F(H γ) эрг/ см ² сек	F(H β) эрг/ см ² сек	F(H α) эрг/см ² сек	F (4800) эрг/см ² сек Å	F (6500) эрг/см ² сек Å
1	2	3	4	5	6
21.12.2008	$2.35 \cdot 10^{-13}$	$1.40 \cdot 10^{-12}$	$1.60 \cdot 10^{-11}$	$2.3 \cdot 10^{-13}$	$2.2 \cdot 10^{-13}$
04.01.2009	$2.79 \cdot 10^{-13}$	$1.84 \cdot 10^{-12}$	$2.20 \cdot 10^{-11}$	$2.3 \cdot 10^{-13}$	$2.2 \cdot 10^{-13}$
10.02.2010	$6.35 \cdot 10^{-13}$	$3.74 \cdot 10^{-12}$	$1.99 \cdot 10^{-11}$	$2.2 \cdot 10^{-13}$	$2.2 \cdot 10^{-13}$

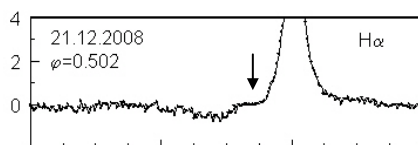
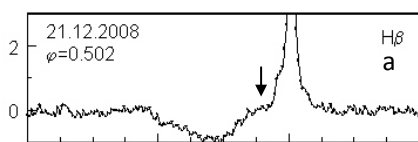
13.11.2010		$9.04 \cdot 10^{-12}$	$4.12 \cdot 10^{-11}$	$5.2 \cdot 10^{-13}$	$3.4 \cdot 10^{-13}$
13.02.2012		$1.6 \cdot 10^{-11}$	$7.4 \cdot 10^{-11}$	$4.7 \cdot 10^{-13}$	$3.2 \cdot 10^{-13}$
21.11.2012			$8.7 \cdot 10^{-11}$		$3.2 \cdot 10^{-13}$

Таблица 2. Поток излучения в эмиссионных линиях и непрерывном спектре объекта MWC 560.

Следует отметить, что в начале 2010 г. потоки излучения в линиях H γ и H β значительно возросли по сравнению с данными 2008 – 2009 гг при практически неизменном уровне непрерывного спектра. Вспышка 2010 г. сопровождалась дальнейшим повышением уровня эмиссии как в H β , так и в H α , и эта тенденция сохранялась до конца 2012 г. Возможно, усиление эмиссионных потоков связано с увеличением массы газовой оболочки, инициированным вспышкой. Частично этот эффект может быть вызван ослаблением поглощения на «синих» крыльях эмиссионных профилей.

Главной особенностью объекта MWC 560 является однополярный джет, сформировавшийся во время вспышки 1990 г. Его движение направлено в сторону земного наблюдателя, и радиальная составляющая его скорости меняется из-за прецессии джета.

Профили абсорбционной компоненты в линиях H β , и H α приведены на рисунке 2 для нескольких дат наблюдений. Коротковолновая граница линии H α соответствует несколько меньшей лучевой скорости по сравнению с линией H β . Это связано с положением джета относительно луча зрения наблюдателя. Прецессия джета приводит к тому, что он проектируется на разные участки двойной звездной системы, в разной степени экранируя излучение горячей и холодной компонент.



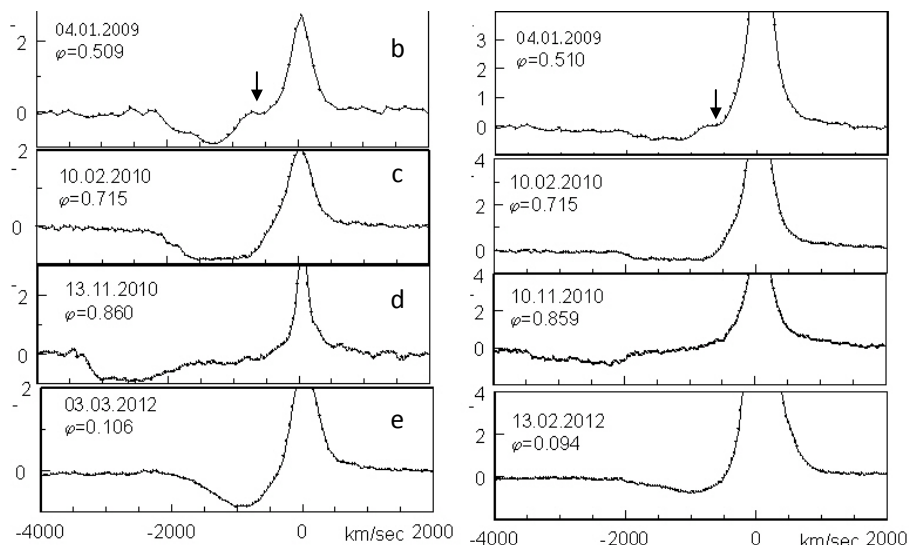


Рисунок 2. Профили линий H β и H α . Дата наблюдений указана на каждом графике. По оси X указаны значения гелиоцентрической лучевой скорости в км/сек, ось Y соответствует шкале значений $(F(\lambda) - F_{\text{cont}}) / F_{\text{cont}}$, где $F(\lambda)$ – поток излучения в данной длине волны, а F_{cont} – поток излучения в континууме в той же длине волны

Особый интерес представляет тот факт, что на наших спектрограммах конца 2008 – начала 2009 гг. эмиссионная компонента и абсорбция разделены участком непрерывного спектра. Разделение наблюдается в профилях обеих линий, (на рисунке 2 а, b эти участки обозначены стрелками) и соответствует диапазону лучевых скоростей: от -500 км/сек до -800 км/сек. В джете подобные скорости характерны для самых внутренних, наиболее близких к звезде, областей [2]. Как отмечалось выше, джет образовался 20 лет тому назад. Естественно, что за прошедшее время выброшенный газ удалился от звезды на значительное расстояние (~ 0.02 парсек), и степень его возбуждения должна была понизиться. Кроме того, какая-то часть массы джета могла рассеяться в пространстве. Однако наблюдения показывают, что эквивалентная ширина абсорбционных компонент практически не меняется в течение 20 лет, т.е. поглощательная способность джета остается достаточно высокой. Скорее всего, внутренние (низкоскоростные) зоны джета пополняются за счет продолжающегося истечения вещества из полярной области аккреционного диска. Выше говорилось о том,

что в моменты так называемой, «активности» наблюдался сдвиг наблюдаемых значений лучевых скоростей в сторону больших абсолютных значений. Можно предположить, что это происходит в результате внезапного высокоскоростного выброса, новые «быстрые» фрагменты в своем движении увлекают более медленное вещество и на какое-то время освобождают внутренние зоны от поглощающей материи.

В нашем случае, на спектрограммах 2008 – 2009 гг., поглощение на малых лучевых скоростях исчезает, но смещение коротковолновой границы в сторону больших значений не происходит. Можно предположить, что это вызвано временным прекращением истечения вещества из аккреционного диска.

Ситуация стабилизировалась к началу 2010 г. На спектрограммах этого периода (рисунок 2с) эмиссионная линия плавно переходит в поглощение, коротковолновая граница абсорбционной компоненты соответствует скорости ~ -2000 км/сек.

Переход в активную стадию сопровождался быстрым увеличением скорости джета (до -3500 км/сек). При этом длинноволновая граница полосы поглощения также сместилась в сторону больших значений, так что между абсорбционной и эмиссионной компонентами появился фрагмент непоглощаемого непрерывного спектра шириной $\sim 10 - 20 \text{ \AA}$. Данный процесс наблюдается на спектрограммах, полученных во время вспышки (10 - 13.11.2010). И, наконец, последние спектрограммы, полученные в 2012 г., свидетельствуют о том, что объект вновь перешел в стабильное состояние.

Объект V725 Tau = A0535+26 является двойной звездной системой, состоящей из звезды спектрального класса O9.7Ife и нейтронной звезды - X-гау пульсара. Пульсации блеска с периодом 103 сек происходят благодаря осевому вращению нейтронной звезды с орбитальным периодом 111.38 ± 0.11 дней при $T_0 = \text{JD } 2446734.3 \pm 2.6$, эксцентриситет орбиты ~ 0.46 [11].

Оптический компонент, в данном случае гигант класса O9, является источником вещества для формирования аккреционного диска вокруг нейтронной звезды, который, в свою очередь, служит источником энергии рентгеновских вспышек. Присутствие

аккреционного диска, по крайней мере, во время рентгеновских вспышек, подтверждается ускорением в этот период осевого вращения нейтронной звезды и появлением квазипериодических осцилляции рентгеновского излучения.

В зависимости от уровня рентгеновского излучения пульсара выделяются три его состояния: спокойная фаза, вспышки I типа («нормальные») и II типа – гигантские. Вспышки I типа (normal flash) происходят вблизи периастра, они длятся порядка 50 - 70 дней и сопровождаются повышением X-ray светимости до 10^{36} - 10^{37} эрг/сек. Подобные события связаны с повышением темпа аккреции вещества оптического компонента на поверхность нейтронной звезды при их сближении и наблюдаются только в двойных системах с большим эксцентриситетом.

Более мощные вспышки II типа (giant flash) могут происходить в любой орбитальной фазе (в диапазоне $\phi = 0.0$ - 0.5) и характеризуются длительностью ~ 15 дней и более значительным повышением X-ray светимости ($> 10^{37}$ эрг/сек) [12,13]. Понятно, что они вызваны еще более резкими спонтанными изменениями аккреционных процессов, причина которых пока неясна. В качестве возможных версий рассматривается коренная перестройка околзвездного диска оптической звезды, его деформация, вплоть до полного разрушения [14, 15].

Объект V725 Тау был впервые обнаружен во время гигантской рентгеновской вспышки в апреле 1975 г. [15,16]. С тех пор было зарегистрировано еще 7 вспышек того же типа: в октябре 1980 г. [17], в июне 1983 [18], в апреле 1989 г. [19], в феврале 1994 г. [20], и в мае-июне 2005 г. [21]. Последние вспышки, зарегистрированные в декабре 2009 г. и феврале 2011 г., по своей мощности также относились ко II типу [22,23].

Фотометрические мониторинги V725 Тау [24,25] показали, что в «спокойной» стадии, вне вспышки, колебания блеска в В и V полосах составляют $\sim 0^m.7$ - $0^m.5$, причем период этих циклических изменений $P = (103.39315 \pm 0.00005)$ отличается от орбитального периода. Дополнительные нерегулярные колебания блеска обусловлены изменениями характеристик околзвездного диска оптической компоненты. Компиляция фотометрических данных

за последние 14 лет представлена на рисунке 3. Можно отметить синхронность изменений В и V величин. Все предыдущие вспышки, попадающие в охватываемый временной интервал, обозначены на рисунке красными линиями. Как правило, каждой гигантской рентгеновской вспышке II типа предшествуют кардинальные изменения околосреднего диска, а именно увеличение его массы и размеров. Эта перестройка должна проявляться в усилении потоков излучения эмиссионных линий и увеличении блеска звезды в оптическом диапазоне. Действительно, как видно на рисунке 3, повышение блеска объекта происходило перед каждой вспышкой. Не стало исключением и последнее событие, которое произошло во время наших наблюдений. Новое повышение блеска V725 Тау было зарегистрировано в феврале 2011 г. По амплитуде изменения оптического блеска оно сравнимо с предыдущей гигантской вспышкой.

Анализ фотометрической истории объекта V725 Тау показывает, что гигантские рентгеновские вспышки происходили в среднем через каждые 5 -10 лет, последние события – две мощных X-ray вспышки II типа за неполные два года, являются уникальным явлением, свидетельствующим о глобальных изменениях в структуре объекта. Более того, повышение блеска, начавшееся сразу после вспышки 2011 г., продолжается, и, возможно, приведет к новым проявлениям активности.

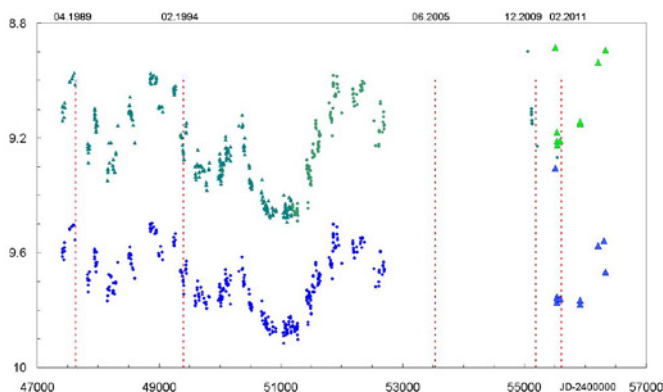


Рисунок 3 - Изменения блеска V725 Тау в полосах В (синие значки) и V (зеленые значки) за период 1989 – 2013гг. Данные, полученные в АФИФ, обозначены треугольниками. Ось X соответствует юлианским датам: JD-2400000, по оси Y представлены звездные величины.

Оптический спектр объекта представлен континуумом звезды О9 и эмиссионными линиями водорода и гелия, которые формируются в мощном околосветном диске. Его структура крайне неоднородна, и, как отмечалось выше, меняется со временем.

Предыдущие мониторинги V725 Тау [26-29] дали возможность подробно исследовать его спектральные изменения. Авторы указанных работ приводят, в качестве меры потока излучения, значения эквивалентных ширин эмиссионных линий, ссылаясь на то, что уровень звездного континуума в оптической области меняется слабо. В процессе наших наблюдений были получены значения абсолютных потоков излучения в эмиссионных линиях (Fabs) и эквивалентные ширины (EW).

Данные, приведенные в таблице 4, подтверждают тот факт, что в целом изменения EW отражают аналогичные изменения Fabs .

Дата наблюдений	JD-2400000	Орбит. фаза	EW(H β) (Å)	Fabs(H β) (эрг/см ² сек)	EW(H α) (Å)	Fabs(H α) (эрг/см ² сек)
1	2	3	4	5	6	7
15.02.2010	55243.100	0.397	1.59±0.16		15.44±0.43	
04.11.2010	55046.302	0.630	1.18±0.28	9.96·10 ⁻¹³	8.59±0.54	3.78·10 ⁻¹²
01.12.2010	55532.292	0.993			9.88±0.40	3.83·10 ⁻¹²
06.12.2010	55537.304	0.038	1.19±0.21	9.90·10 ⁻¹³		
12.12.2010	55543.292	0.092			8.68±0.41	
25.01.2011	55587.192	0.486	0.91±0.20	8.54·10 ⁻¹³	8.41±0.20	3.68·10 ⁻¹²
27.09.2011	55831.562	0.680			7.48±0.25	
23.12.2011	55918.212	0.458			10.25±0.25	4.46·10 ⁻¹²
24.12.2011	55919.250	0.468	0.85±0.20	8.94·10 ⁻¹³	9.94±0.15	4.86·10 ⁻¹²
14.10.2012	56215.354	0.126	0.53±0.15	5.73·10 ⁻¹³	6.89±0.11	3.32·10 ⁻¹²
12.02.2013	56336.054	0.210	1.38±0.12	1.07·10 ⁻¹²	11.65±0.13	8.47·10 ⁻¹²

Таблица 4 - Результаты спектральных наблюдений объекта V725 Тау

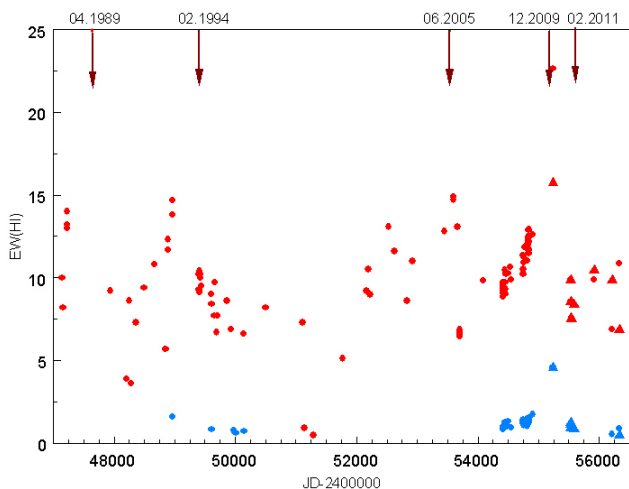


Рисунок 4 - Изменение эквивалентной ширины линий $H\alpha$ (красный цвет) и $H\beta$ (синий цвет). Данные из работ [26 - 29] обозначены кружками, результаты, полученные в АФИФ - треугольниками. Ось X соответствует юлианским датам: JD-2400000. Стрелками отмечены моменты гигантских вспышек.

На рисунке 4 представлены значения $EW(H\alpha)$ и $EW(H\beta)$, полученные разными авторами[27-31] за период 1989 – 2013 гг. Там же приведены наши данные за 2010 – 2013 гг. Можно отметить, что значения EW испытывают периодические подъемы и достигают максимума непосредственно перед очередной гигантской вспышкой, после чего следует довольно резкий спад.

В работах [30, 32] отмечено, что перестройка диска начинается примерно за год до будущей вспышки. Именно околозвездный диск служит резервуаром и источником вещества, аккрецирующего на нейтронную звезду и вызывающего гигантскую вспышку. В свою очередь рентгеновская вспышка оказывает огромное влияние на структуру диска. Степень влияния зависит от взаимного расстояния между звездами. Последующее резкое ослабление эмиссионных линий, свидетельствует о том, что диск теряет изрядную долю своего вещества. В поведении значений $EW(H\alpha)$ отмечаются и менее глобальные изменения. Так, наблюдаются локальные уменьшения эквивалентных ширин при периодическом прохождении нейтронной звездой периастра. В работе [29] была найдена слабая корреляция между $EW(H)$ и блеском объекта в оптическом диапазоне, связанная

с тем, что околозвездный диск, в котором формируются эмиссионные линии, вносит определенный вклад в изменения блеска объекта.

Все полученные данные свидетельствуют о том, что аккреционный диск испытывает порой катастрофические изменения. В результате в профилях эмиссионных линий могут появиться дополнительные эмиссионные детали, свидетельствующие о перераспределении масс газа в диске. Так, в 1998 г. аккреционный диск практически исчез, как источник эмиссии, и в спектре оптической компоненты на фоне континуума наблюдались только линии поглощения. Слабые эмиссионные линии водорода появилась вновь в начале 1999 г. [21]. После вспышки 2009 г. изменились период и начальная эпоха, вычисленные ранее для отношения V/R [32].

Линии HeI, 6678Å в спектре V725 Тау наблюдаются как в эмиссии, так и в поглощении. Особый интерес представляют исследования приведенные в Giovannelli & Bernabei [28]. Они обратили внимание на тот факт, что слабые эмиссионные линии HeI, 5015, 6678, 7065 появились в октябре 1999 г., когда аккреционный диск оптической компоненты, после своего странного «исчезновения» в 1998 г., только начинал обретать нормальные размеры и массу. На этом основании авторы предполагают, что иногда источником эмиссионных линий HeI может служить временный аккреционный диск около нейтронной звезды.

На всех наших спектрограммах 2010 – 2011 гг. линии HeI, 5015, 6678Å наблюдались в эмиссии. Максимальное значение $EW(6678) = 1.4\text{Å}$ получено 15.02.2010. Начиная с ноября 2012 г., эти линии наблюдаются в поглощении. Следует также отметить, что в феврале 2013г. (это дата наших последних наблюдений) абсолютные потоки излучения в линиях H α и H β достигли максимальных значений, что свидетельствует о значительном увеличении массы околозвездного диска и, возможно, об его готовности к новой вспышке.

Наблюдаемые профили эмиссионных линий, как правило, состоят из двух компонент, отношение интенсивностей «синего» и «красного» пиков (V/R) меняется в пределах 0.7 – 2.0 для H α и 0.5 – 1.9 для H β с периодом 500 ± 15 дней [26]. Авторы трактуют эти изменения, как доказательство глобальных осцилляций

вращающегося аккреционного диска. Соответствующая модель «global one-armed oscillation» (GOAO) была впервые предложена в работах [33, 34].

До декабря 2009 г. изменения V/R носили периодический характер, и период ~ 500 дней оставался практически неизменным в течение 25 лет [31]. Последняя вспышка 2009 г. вызвала значительные изменения в структуре околосветного диска. Так, в октябре – ноябре 2010 г. авторы работы [31] зарегистрировали изменения V/R с периодом ~ 25 дней. Наши наблюдения совпали этим с периодом активной перестройки.

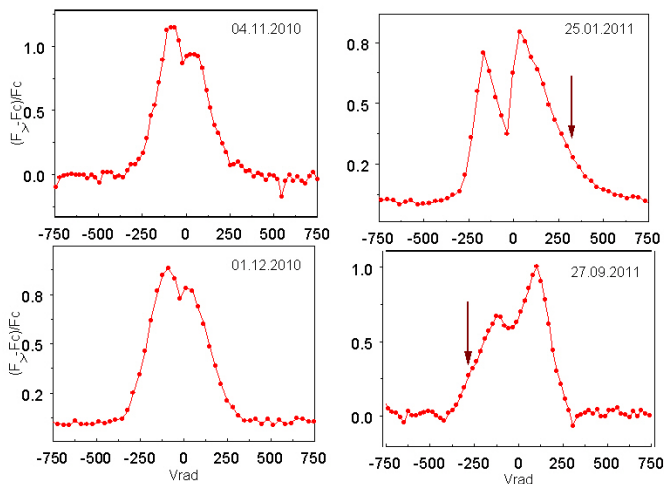


Рисунок 4 - Профили эмиссионной линии H α в спектре V725 Тау. Ось X – лучевая скорость в км/сек, ось Y – относительная интенсивность в шкале $(F(\lambda) - F_{cont})/F_{cont}$.

На рисунке 4 приведены профили H α , полученные в АФИФ в 2010 – 2012 гг. Можно утверждать, что изменения значений V/R не согласуются ни с прежним 500 дневным, ни с 25 дневными периодами. По данным работы [33] на профилях H α , полученных в конце декабря 2010 г., появилась эмиссионная деталь, свидетельствующая о появлении дополнительных высокоскоростных потоков газа, покидающих околосветный диск. На наших спектрограммах эта деталь явно проявилась в январе 2011 г., хотя некоторая асимметрия профилей намечается уже в начале ноября 2010 г. (рисунок 4). Интересно, что 27.09.2011, через 250 дней (это половина

предполагаемого периода вращения диска) дополнительная высокоскоростная компонента появилась на «синем» крыле На (на рисунке 4 она отмечена стрелками), но ожидаемый «реверс» отношения V/R не произошел. Очевидно, что перераспределение вещества в околозвездном диске еще продолжается.

1.3.5 Заключение

В данной статье рассмотрены основные проблемы физики симбиотических объектов и задачи, стоящие перед их исследователями, приводятся результаты, полученные для двух представителей этого класса.

Оба объекта: MWC 560 и V725 Тау, являются симбиотическими системами, но с совершенно разными звездными компонентами. Результаты многолетних исследований этих объектов позволили выделить ряд признаков, свойственных состоянию накануне вспышки. Так, последние наблюдения V725 Тау показали дальнейшее увеличение его блеска и рост потоков излучения в эмиссионных линиях, что может свидетельствовать о приближении следующей вспышки. Иными словами, на данном этапе можно попытаться предсказать грядущую активную стадию объекта, но причины, вызывающие дестабилизацию процессов обмена масс между компонентами, до сих пор непонятны. Именно поэтому дальнейшие исследования этих и других аналогичных объектов необходимы, при этом желательно получать данные в широком спектральном диапазоне, включая наблюдения в ультрафиолетовой области длин волн.

Список литературы

- [1] *Tomov T., Zamanov R., et.al.* MWC 560 - Jets or optically thick expanding envelope? // MNRAS. 1992. V. 258. P. 23.
- [2] *Schmid H., Kaufer A., et al.* Spectroscopic monitoring of the jet in the symbiotic star MWC 560 // A&A. 2001. V. 377. P. 206.
- [3] *Doroshenko V., Goranskij V., Efimov Ju.* MWC 560: Detection of a Periodic Component in the Light Curve // IBVS. 1993. No 3824.
- [4] *Tomov T., Kolev D., et al.* Monitoring MWC 560=V694 Monocerotis in 1990 -1995. I. Conventional and high speed UVB

photometry. //A&AS. 1996. V. 116. P. 1.

[5] *Mikolajewska M., Tomov T., et al.* Optical Properties of HD 154791 during X Ray Outburst // IBVS. 1997. No 1419.

[6] *Iijima T.* High Velocity Outflow of the Peculiar Symbiotic Star MWC 560 // ASP Conf. Ser. 2000. V. 204. P. 359.

[7] *Gromadzki M., Mikolajewska J., P. A. Whitelock P., et al.* On the nature of the cool component of MWC 560 //A&A. – 2007. V.463. P. 703.

[8] *Iijima T.* MWC 560: An SS433 type object with a white dwarf// A&A. 2002. V. 391. P. 617

[9] *Panferov A., Fabrica S., Tomov T.* Spectral study of MWC 560. Parameters of the system, the hot source and the jets. //Bull. Spec. Astroph. Obs. 1997. V. 43. P. 37.

[10] *Goranskij V., Doroshenko V., et al.* ATel 2011. No3149.

[11] *Motch C., Stella L., et al.* Accretion mechanisms in the Be/X ray transient system A0535+26 //ApJ. 1991. V.369. P.490.

[12] *Caballero A., Kretschmar P., Santangelo A., et al.* Pulse period history and phase resolved spectra of A0535+262 //A&A. 2008. V. 465. L21.

[13] *Hill A, Bird A., Dean A., et al.* An unexpected outburst from A0535+262 // MNRAS. 2007. V. 381. P. 1275.

[14] *Haigh N., Coe M., Fabregat J.* Cyclical behaviour and disc truncation in the Be/X ray binary A0535 + 26 // MNRAS. 2004. V. 350. P. 1457.

[15] *Rosenberg F. D., Eyles C. J., Skinner G. K., et al.* X ray outburst from the direction of the galactic centre // Nature. 1975. V. 256. P.628.

[16] *Coe M..J., Carpenter G. F., Engel A. R., et al.* Hard X ray measurements of nova A0535+26 in Taurus // Nature. 2005. V. 256. P. 630.

[17] *Nagase F., Hayakawa S., Kunieda H., et al.* Observation of an outburst of the transient X ray pulsar A0535+26 in 1980 // ApJ 1982. V. 263. P. 814.

[18] *Sembay S., Schwartz, R., Orwig, L., et al.* Observations of A0535 + 26 with the SMM satellite //ApJ. 1990. V. 351. P. 675.

[19] *Makino F., Cook W., Grunsfeld J., et al.* A0535+26 // IAU Circ. 1989. No 4769.

[20] *Finger M., Wilson R., Hagedon K.* A0535+26 // IAU Circ.

1994. No 5931.

[21] *Tueller J., Ajello M., Barthemy S.* A0535+262 in Outburst // ATel. 2005. V.504. P.1.

[22] *Acciari V., Aliu E., Araya M., et al.* Gamma ray observations of the Be/pulsar binary 1A 0535+262 during a giant X ray outburst // arXiv:1103.3250V2. 2011.

[23] *Caballero A., Pottschmidt K., Santangelo A., et al.* The Be/X ray binary A0535+26 during its recent 2009/2010 outbursts // arXiv 1107.3417 V1. 2011.

[24] *Larionov V., Lyuty, V., and Zaitseva, G.* X ray and optical periodicities in X ray binaries I. A0535+26 // A&A. 2001. V.378. P. 837.

[25] *Zaitseva G.* X ray binary A0535+26/V725 Tau UBV photometry // A&L. 2005. V. 31 P. 103.

[26] *Grundstrom E., Boyajian T., Finch, C., et al.* Joint H α and X ray observations of massive X ray binaries. III. The Be/X ray binaries HDE 245770 = A0535+26 and X Persei // ApJ. 2007. V. 660. P. 1398.

[27] *Moritani Y., Nogami D., Okazaki A., et al.* High dispersion spectroscopic monitoring of the Be/X ray binary A0535+26/V725 Tau I. The long term profile variability // MNRAS. 2010. V. 405. P.467.

[28] *Giovannelli F., Bernabei S., Rossi C., et al.* HeI doubled emission lines from A0535+26 $\equiv$ HDE 245770. A possible interpretation // A&A. 2007. V. 475. P. 651.

[29] *Clark J., Tarasov A., Steele I., et al.* Long term variability of the Be/X ray binary A 0535+26 // MNRAS. 1998. V.294. P165.

[30] *Moritani D., Nogami D., Okazaki A., et al.* Drastic Spectroscopic Variability of the Be/X ray Binary A0535+262/V725 Tau during and after the 2009 Giant Outburst // arXIV:1105.4721 V1. 2011.

[31] *Camero A. A., M.H. Finger M., Wilson-Hodge C., et al.* X ray and optical observations of A0535+26 // arXiv:1109.3924v1

[32] *Negueruela I., Reig P., Coe M. J. et al.* Large scale perturbations in the circumstellar envelopes of Be/X ray binaries // A&A. 1998,. V.336. P.251.

[33] *Kato S.* Pulsational instability of accretion disks to axially symmetric oscillations // MNRAS. 1978. V. 185. P. 629.

[34] *Okazaki A. T. Negueruela I.A.* Natural explanation for periodic X ray outbursts in Be/X ray binaries // A&A. 1991. V. 377. P.161.

1.4 О КРИТЕРИЯХ СПЕКТРАЛЬНОЙ КЛАССИФИКАЦИИ ЗВЕЗД ПО УФ СПЕКТРАМ

Курчаков А.В., Князева Л. Н.

Спектральная классификация представляет собой разделение на группы, в которые собраны звезды, имеющие подобные физические свойства. Группы описываются с помощью особенностей, наблюдаемых в звездных спектрах. Средние значения физических характеристик звезд в группе ($T_{\text{эфф}}$, L.R.M и др.) могут быть определены подходящей калибровочной процедурой. Звезды, которые не соответствуют ни одной из калиброванных «нормальных» групп могут быть выделены для дальнейшего изучения, и это является одним из наиболее действенных методов идентификации объектов, интересных с точки зрения астрофизики. Группы «аномальных» объектов сами по себе часто являются предметом дополнительных усилий для классификации, (например, Be звезды и Ap звезды).

Критерии, выбираемые для спектральной классификации, зависят от ее дальнейших целей. С теоретической точки зрения спектральная классификация должна обеспечить быстрый способ определения звездных параметров, таких как эффективная температура, гравитация, металлическое и гелиевое обилие. Это особенно полезно для слабых звезд, для которых трудно получить спектры высокого разрешения, но которые необходимы для многих статистических задач.

Морган-Киннан (МК) система спектральной классификации, связывающая спектральный класс звезды с ее температурой и классом светимости, была разработана, используя характеристики линий поглощения, такие, как интенсивность линий различных элементов в видимой области спектра и в разных стадиях ионизации. Критерии, использованные для МК классификации, были установлены по спектрам низкого разрешения в оптической области. Тем не менее, МК стандарты могут быть использованы для оценки новых критериев, основанных на особенностях, видимых на спектрограммах других участках спектра, полученных с другой дисперсией.

Благодаря многолетней успешной работе аппаратуры спутника

ультрафиолетового IUE стало возможным и желательным оценить методы выполнения спектральной классификации в УФ без ссылок на оптические критерии. Многие звезды ранних типов, наблюдаемые со спутника, оказались настолько слабыми, что для получения их обычных классификационных спектров на наземных больших телескопах потребовалось бы очень большое количество наблюдательного времени. Поэтому необходима оценка новых критериев, основанных на особенностях, видимых УФ спектре. К этой проблеме обращались примерно 20 лет назад в работах [1, 2], где использовались IUE наблюдения, которые в дальнейшем многократно редуцировались. В этих работах в качестве критериев для спектральной классификации в УФ были предложены отношения интенсивностей линий Si II / III, C II / III, Al II / III, и Fe II / III и сделан вывод, что нет никаких существенных различий между фотосферными линиями в УФ спектрах Be и «нормальных» В звезд соответствующего типа. (3) линии ветра Si IV и C IV в Be-звездах коррелируют как со спектральным типом так и с классом светимости.

Цель проводимых исследований - проверить предложенные ранее в [1, 2], критерии классификации в УФ, рассмотреть собственные критерии для звезд спектральных подклассов B0V-B8V, используя МК систему и сравнить изменение особенностей выбранных для спектральной классификации В и Be звезд. Хотя основные фотосферные линии спектров Be звезд подобны таковым для нормальных В звезд, выполнено мало работ, чтобы проверить это. Вопрос о том являются ли Be звезды просто нормальными В звездами с оболочками, которые производят эмиссионные линии, очень важен для понимания эволюционного статуса Be звезд. Для Be звезд в видимой области спектра линии поглощения «замыты» дополнительным излучением оболочки, но фотосферные линии многих элементов хорошо наблюдаются в УФ.

На первом этапе работы из каталога [3] были выбраны звезды, классифицированные как «нормальные» B0-B9 спектральные типы (без «е», «р», «п» или «пп») двух классов светимости V-IV, для которых проведены IUE наблюдения. Затем, используя базу данных SIMBAD (Страсбург), было проверено, насколько уверенная

спектральная классификация у выбранных звезд, т.е. должны совпадать данные разных авторов, исключены двойные и переменные звезды, и звезды, с сильным межзвездным покраснением.

Во звезды главной последовательности тех же спектральных подклассов были выбраны из базы данных BeSS (www.basebe.obspm.fr).

Затем для каждой выбранной звезды были найдены в базе данных Simbad графические представления абсолютного распределения энергии, полученного из IUE заключительного архива (INES) наблюдений в двух участках спектра: 1150-1980Å и 1850-3300Å. Использовались графики для отдельных дат наблюдений. Пример такого графика приведен на рисунке 1.

На основании анализа этих графиков были выбраны звезды, для которых имеются наблюдения хорошего качества для обоих участков спектра, полученные в одни и те же даты. Если имелись наблюдения для разных дат, выполнялось их сравнение, и оставлялись только те звезды, для которых было найдено хорошее согласие.

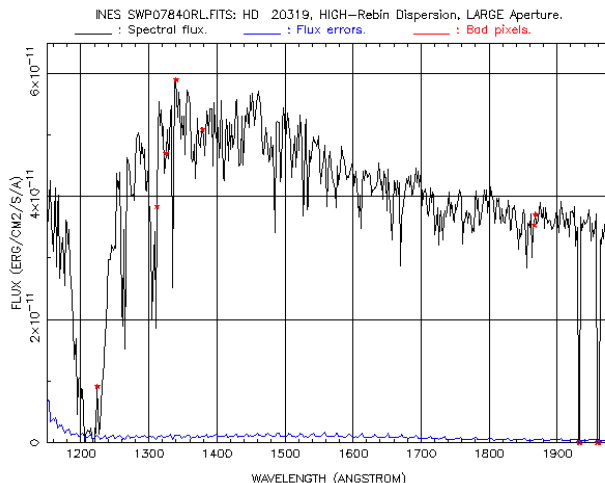


Рисунок 1- Пример графического представления IUE распределения энергии в области 1150-1980 Å для звезды

HD 20319

Затем выполнялась стыковка двух участков звездного спектра, наблюденных почти одновременно, в большинстве случаев эта стыковка показывала хорошее соответствие, что является

дополнительным подтверждением хорошего качества выбранных УФ спектров. На рисунке 2 приведен пример стыковки.

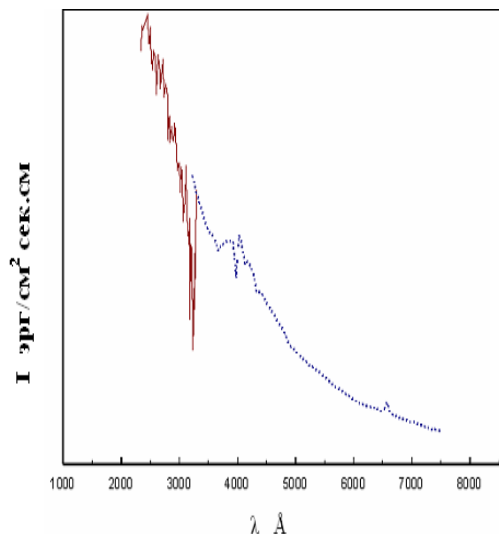


Рисунок 2- Пример соответствия УФ и оптического распределений энергии (звезда HD 191610)

Чтобы выбрать спектральные особенности, подходящие для спектральной классификации, мы используем для выбранных звезд спектрофотометрические данные, собранные в базе данных INES. INES - полный астрономический архив, который представляет заключительный этап IUE проекта, и который содержит полный набор данных для 104000 спектров, полученных за 18.5 лет ультрафиолетовой спектроскопии из космоса с IUE спутником. Система INES содержит все данные в форме, удобной для численного анализа.

Для каждой звезды из базы INES были отобраны лучшие наблюдения с высоким разрешением в области длин волн 1150-1950 Å и 1850-3200 Å. Для идентификации спектральных особенностей использовались стандартные длины волн элементов из базы данных NIST. Выбирались сильные неблендированные фотосферные линии элементов в разных состояниях ионизации и резонансные линии, вероятно, возникающие в звездном ветре. Их список представлен в таблице 1. Мы рассмотрели оба участка длин волн, но заметные

особенности присутствовали только в области 1150-1980 Å.

ион	λ (Å)	ион	λ (Å)	ион	λ (Å)
1	2	3	4	5	6
CII	1175.7	SiII	1527, 1533	AlII	1725
SiII	1260.4	CIV	1548.2, 1550.8	AlIII	1862.8
SiII	1264.7	FeIII	1601.2, 1602	FeIII	1869.8
SiIII	1299	AlIII	1605.8		
CII	1324, 1334.5, 1335.7	FeII	1608.5		
SIV	1393.8, 1402.7	AlII	1670.8		

Таблица 1-Список выбранных линий

Описание таблицы: 1,3,5 столбцы название элементов, 2,4,6 – длины волн элементов

Фотометрический профиль спектральной линии определяется распределением интенсивности внутри линии в зависимости от длины волны. Наиболее удобно в практическом и теоретическом отношениях, интенсивность линии определять в долях непрерывного спектра $r_\lambda = I_\lambda / I_c$, где I_c – интенсивность континуума вблизи линии. Тогда эквивалентная ширина (EW) линии в ангстремах будет представляться как

$$EW = \sum (1 - r_\lambda) d\lambda \quad (1)$$

Для вычисления EW отдельной линии необходимо оценить истинный континуум. Истинным континуумом спектра считают уровень потока, который был бы, если бы в спектре звезды не присутствовало никаких дискретных линий поглощения. Его оценка является достаточно простой, когда спектры не переполнены линиями, иначе определение истинного континуума является особенно трудным.

Оценка уровня континуума в звездном спектре, плотно населенном линиями поглощения – главный источник погрешностей для любого измерения EW, и пока еще нет общепринятой наилучшей методики для этой операции.

Спектры с высоким разрешением, которые мы используем, содержат множество слабых линий и различных выбросов, что

затрудняет оценку уровня континуума. На первом этапе при проведении непрерывного спектра мы сделали допущение о том, что слабые линии поглощения не влияют на интенсивность непрерывного спектра в области 1290-1980 Å. Чтобы проверить это допущение мы решили сравнить уровни континуума, полученные по спектрам с высоким разрешением (путем удаления сильных линий) и по спектрам с более низким разрешением. Для этой цели были получены спектры с низким разрешением (2.5 Å) путем сканирования графических представлений спектров выбранных звезд из базы данных INES, используя программу GetData Graph Digitizer 2.24a. На рисунке 3 приведено сравнение спектров высокого и низкого разрешения для звезды HD 36512. Как видно из рисунка 3 спектр низкого разрешения хорошо представляет основные особенности, видимые на спектре высокого разрешения. Затем из спектров низкого разрешения были удалены линии поглощения и выполнена аппроксимация полиномом 3-го порядка, чтобы получить данные для континуума.

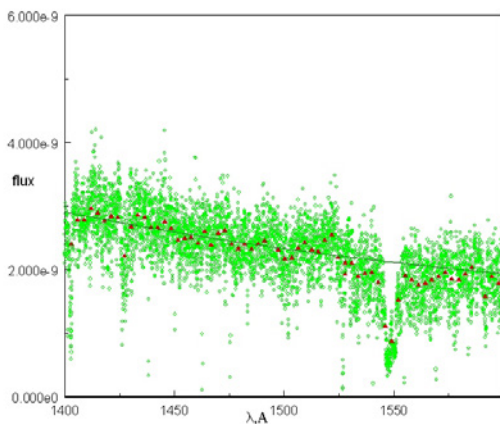


Рисунок 3 - Сравнение спектров высокого и низкого разрешения для звезды HD 36512

Затем из спектра с высоким разрешением были удалены сильные линии поглощения и выполнена аппроксимация полиномом 3-го порядка. На рисунке 4 приведено сравнение непрерывных спектров, полученных по спектрам высокого и низкого разрешения.

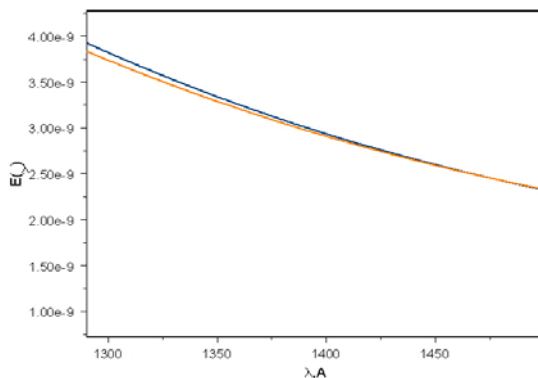


Рисунок 4 - Сравнение непрерывных спектров в области 1290-1500 Å, полученных по спектрам высокого и низкого разрешения для звезды HD 36512

Как видно из рисунка 4 наибольшее расхождение ($\sim 3\%$) имеет место для $\lambda < 1400\text{Å}$, где много сильных линий. Для $\lambda > 1400\text{Å}$ уровни континуумов практически совпадают, что может служить свидетельством того, что слабые линии мало влияют на уровень континуума.

Поэтому для оценки уровня континуума мы используем наиболее распространенную методику - удаление сильных линий из спектра, с помощью специально подготовленного нами шаблона. Затем полученный спектр аппроксимировался полиномом, в основном 3-го порядка, с шагом соответствующим длинам волн исходного спектра. На рисунке 5 приведен пример оценки континуума для HD 30076 на участке спектра $\lambda=1300\text{-}1400\text{ Å}$.

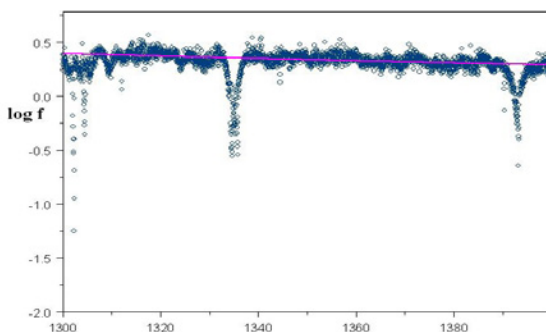


Рисунок 5- Пример оценки континуума для звезды HD 30076 в области спектра $\lambda=1300\text{-}1400\text{Å}$

Эквивалентные ширины EW, вычисленные по формуле (1) для звезд спектральных подклассов B1V, B3V, B5V, B7V и B9V, приведены в таблице 2.

SP	HD	SiIII 1299	SiII 1309	СII 1334	SiIV 1394	SiII 1526.7	SiII 1533.4	CIV 1548	HeII 1640	Cl 1657
1	2	3	4	5	6	7	8	9	12	13
B0V	195965 36512	- 0.217	- -	0.435 0.679	1,36 1.07	0.174 0.357	- 0.110	3.90 3.82	- 0.534	0.297 0.212
B0.5V	4760 4760 44470	0.480 0.502 0.520	0.081 - 0.067	0.697 - 0.632	2.41 - 2.25	0.324 - 0.353	- -	3.07 2.54 1.91	0.387 0.363 0.342	0.172 0.162 0.188
B1V	31726 37303	0.768 0.647	- -	0.807 1.080	1.98 1.92	0.642 0.587	- -	0.800 1.320	- 0.283	- -
B1.5V	64740	0.626	0.135	0.807	2.46	0.332	-	2.83	0.200	-
B2V	64802	0.730	0.522	1.70	0.971	0.351	<0.1	шум		0.069
B3V	74280	0.893	0.877	1.24	0.986	0.360	0.467	1.08		
B4V	136664	0.635	0.776	1.77	0. 0.303	0.363	-	-	-	-
B5V	128345	0.633	1.18	1.75	0.265	0.399	0.354	-		0.161
B6V	209952	0.490	1.60	1.78	шум	0.448	0.440	шум	0.244	0.244
B7V	87901	0.368	1.74	0.917	-	0.524	0.550	-		
B8V	33802	0.459	1.48	1.73	шум	0.635	0.635	шум	-	0.406
B9V	20319 21790	0.380 0.303	1.706 1.520	1.06 1.86	-	0.663 0.463	0.698 0.480	- <0.2	0.053 -	0.450 0.412

Таблица 2- Вычисленные эквивалентные ширины нескольких линий УФ спектра для выбранных В звезд главной последовательности

В колонке 1 приведены спектральные подклассы, колонка 2- HD номера использованных звезд, колонки 3-15

– измеренные эквивалентные ширины

Из этой таблицы хорошо видно явное изменение со спектральным классом EW линий SiIII($\lambda 1299\text{\AA}$) SiII($\lambda 1309\text{\AA}$) СII($\lambda 1334/5\text{\AA}$) SiIV($\lambda 1394\text{\AA}$) и CIV($\lambda 1548/51\text{\AA}$) Оставшиеся линии очень слабо меняются со спектральным типом. На рисунке 6 представлены примеры зависимости нескольких линий от спектрального подкласса. Интересно, что эквивалентная ширина дублета SiIV сильно меняется при переходе от спектрального подкласса B1V к B3V и практически исчезает для более поздних подклассов, то же относится и к CIV.

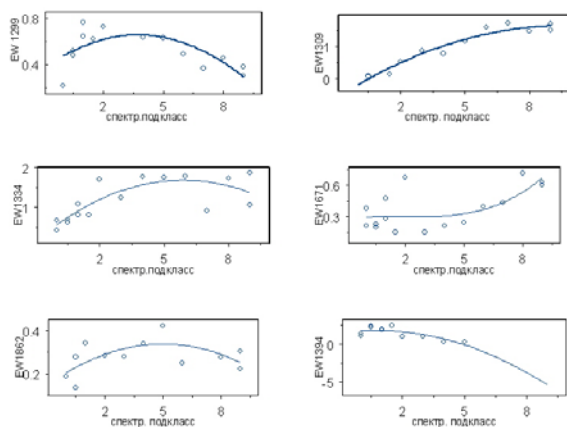


Рисунок 6- Примеры изменения EW некоторых линий в зависимости от спектрального подкласса

Для каждого спектрального подкласса найдены средние значения эквивалентных ширин (EW) для выбранных линий. С этой целью значения эквивалентных ширин каждой выбранной линии исследованных звезд были нанесены на графики в зависимости от спектрального подкласса и выполнена аппроксимация полиномом 3-го порядка. Затем с полученной кривой сняты значения EW соответствующей спектральной линии для каждого спектрального подкласса. На рисунке 7 приведен пример аппроксимации для линии $\lambda 1334/35\text{\AA}$. Полученные средние значения приведены в таблице 3.

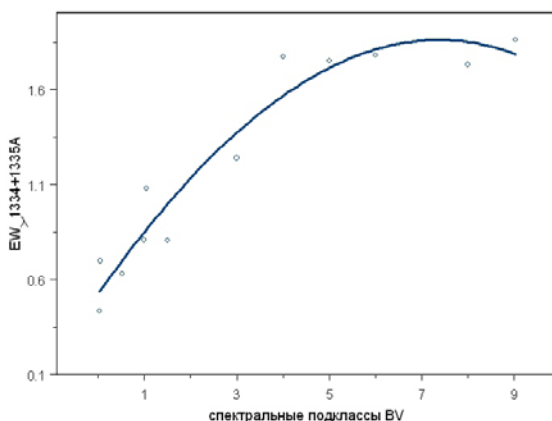


Рисунок 7- Пример аппроксимации EW данных для линии $\lambda=1334/35\text{\AA}$

Спектр класс	SiIII 1299	SiII 1309	CII 1334/35	SiIV 1394	SiII 1527	SiII 1534	CIV 1549	HeII 1640	$T_{\text{эфф}} \times 10^{-4}$	$T_c \times 10^{-4}$
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
B0V	0.20	-	0.40	1.47	0.32	-	3.85	0.53	3.1	4.25
B0.5V	0.50	-	0.67	1.91	0.33	-	2.70	0.36	2.9	4.18
B1V	0.62	-	0.85	2.10	0.34	-	1.32	0.28	2.53	3.90
B1.5V	0.69	0.37	0.96	2.02	0.34	-	-		2.5	3.75
B2V	0.72	0.45	1.14	1.70	0.35	-	-		1.86	3.60
B3V	0.73	0.74	1.35	0.82	0.36	-	-		1.83	3.35
B4V	0.65	0.96	1.60	0.39	0.38	-	-		1.8	3.05
B5 V	0.61	1.25	1.66	-	0.41	0.43	-		1.7	2.89
B6V	0.50	1.40	1.73	-	0.45	0.46	-		1.42	2.64
B7V V	0.45	1.60	1.76	-	0.50	0.55			1.28	2.4
B8V	0.40	1.62	1.85	-	0.55	0.60			1.25	2.30
B9V	0.35	1.67	1.86	-	0.60	0.70			1.13	2.14

Таблица 3- Выведенные средние значения EW для каждого спектрального подкласса В звезд главной последовательности

В колонке 1 приведены спектральные подклассы, колонки 2-9 – эквивалентные ширины, 10- средние эффективные температуры для подкласса, 11-вычисленные цветовые температуры цветовой температур.

Для того, чтобы оценить связь выбранных особенностей с температурой мы исследовали возможность определения эффективной температуры звезды путем сравнения ее наблюдаемого непрерывного спектра с модельным, полученным: во-первых, используя закон излучения Планка в приближении Вина и во-вторых, по модели Куруча. На первом этапе для этой цели мы использовали полученное нами из базы данных INES абсолютное распределение энергии для 30 звезд спектральных подклассов B0-B9V в области 1150-3200 Å с разрешением 2-6 Å. На рисунке 8 точками представлены распределения энергии в спектре звезды HD36512, B0.5V с $T_{\text{эфф}}=31800$ К. Красной линией показано относительное распределение энергии из модели Куруча с $T_{\text{эфф.}}=32000$ К, зелёной линией показано приближение аппроксимированное формулой Вина.

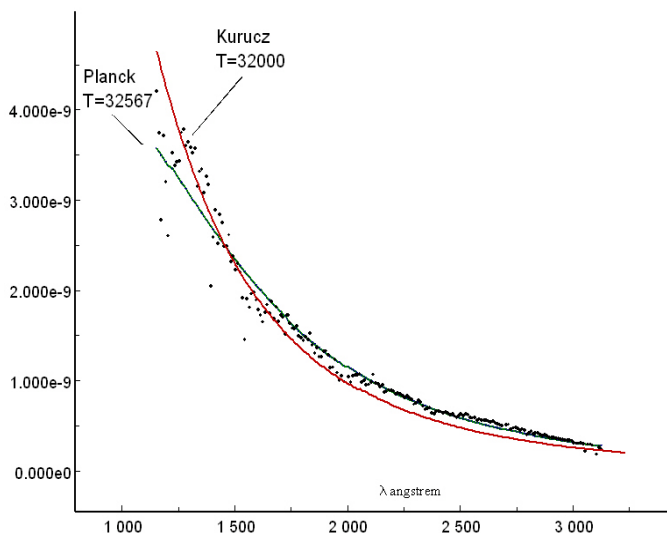


Рисунок 8 - Распределение энергии в спектре звезды HD36512

Аппроксимация методом наименьших квадратов даёт цветовую температуру $T_c = 32567 \pm 345 \text{ K}$. Из рисунка 8 видно, что приближение Вина лучше согласуется с наблюдениями, чем модели Куруча.

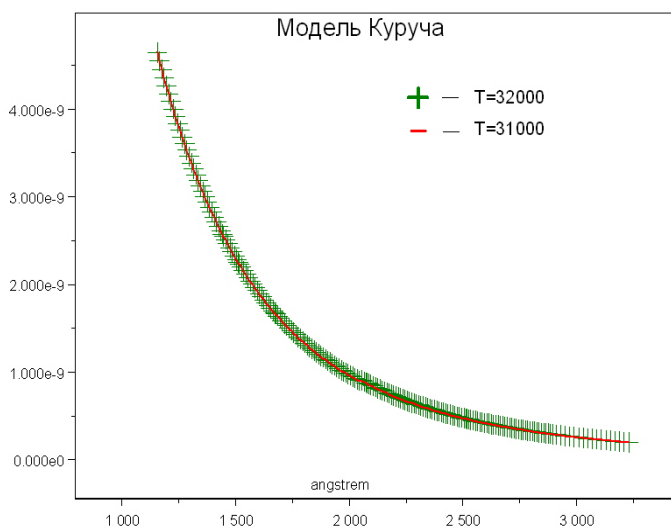


Рисунок 9- Сравнение модельных распределений для разных $T_{\text{эф}}$

Тем более, оказывается, что относительное распределение энергии в модели Куруча для высоких температур практически не зависит в широких пределах ($\sim 1000\text{K}$) от величины самой температуры (см. рисунок 9).

Этот анализ показывает, что для звёзд ранних спектральных классов для определения температуры по относительному распределению энергии в непрерывном спектре можно применять закон излучения Планка в приближении Вина. Мы использовали эту методику для определения температур выбранных звезд, но это не эффективные, а цветовые температуры, так как мы используем только УФ участок спектра. Затем мы оценили средние значения T_c для каждого спектрального подкласса, полученные значения приведены в последнем столбце таблицы 3. На рисунке 10 представлена зависимость $EW(\lambda 1299\text{\AA})$ и $EW(\lambda 1309\text{\AA})$ от эффективной температуры, которая взята из литературных источников. Видна уверенная зависимость EW этих линий от $T_{\text{эфф}}$, что позволяет их выбрать в качестве критериев для спектральной классификации.

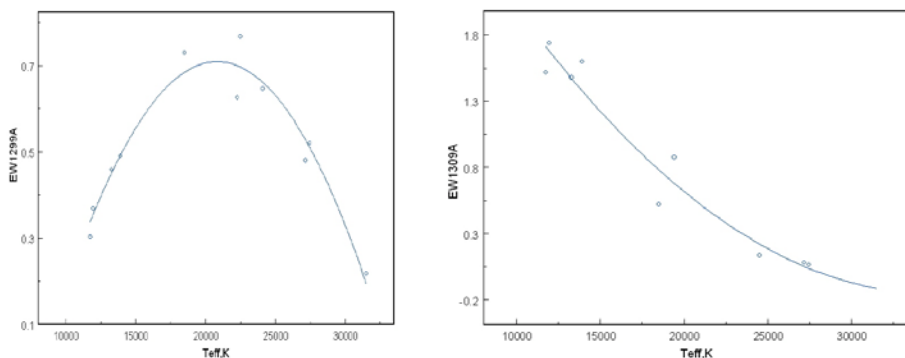


Рисунок 10- Зависимость $EW(\lambda 1299\text{\AA})$ и $EW(\lambda 1309\text{\AA})$ от эффективной температуры

Подобная процедура была выполнена и для В субгигантов, выведенные средние значения EW для каждого спектрального подкласса В субгигантов представлены в таблице 4.

Спек. класс. тип	SiIII 1299	SiII 1309	CII 1334 +1335	SiIV 1394	SiII 1526.7	SiII 1533.4	CIV 1548	HeII 1640	$T_c \times 10^{-4}$
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
B0	0.33	-	0.45	1.70	0.30	-	2.70	0.45	3.750
B0.5IV	0.50	-	0.60	1.75	0.32	-	2.85	0.43	3.700
B1 IV	0.60	0.25	0.85	1.75	0.33	-	2.20	-	3.500
B1.5IV	0.62		1.20	1.70	0.35	-	-	-	3.450
B2 IV	0.65	0.43	1.20	1.65	0.37	-	1.50	-	3.300
B3 IV	0.67	0.72	1.45	1.01	0.40	-	-	-	3.040
B4 IV	0.62	1.24	1.60	- 0.52,0.50	0.42	0.35	-	-	2.800
B5 IV	0.55	1.36	1.70	0.26	0.47	0.42	-	-	2.600
B6 IV	0.48	1.50	1.73	-	0.50	0.50	-	-	2.450
B7 IV	0.44	1.79	1.80	-	0.55	0.57	-	-	2.320
B8 IV	0.43	2.05	-	-	0.60	0.62	-	-	2.200
B9 IV	0.42	2.30	1.85	-	0.62	0.70	-	-	2.100
В колонке 1 приведены спектральные подклассы, колонки 2-9 – эквивалентные ширины, 10- вычисленные цветовые температуры.									

Таблица 4- Средние значения EW и цветовых температур для звезд BIV

Представленное на рисунке 11 сравнение поведения EW линий $\lambda 1299\text{\AA}$ и $\lambda=1309\text{\AA}$ со спектральным подклассом для В звезд главной последовательности и субгигантов не показывает заметного различия в поведении EW этих линий для двух классов светимости.

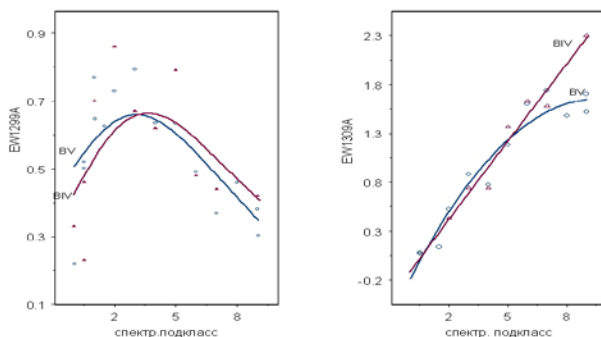


Рисунок 11- Пример поведения EW линий $\lambda=1299\text{\AA}$ и $\lambda=1309\text{\AA}$ со спектральным подклассом для В звезд главной последовательности и субгигантов

В таблице 5 приведены выведенные средние значения эквивалентных ширин выбранных спектральных линий и

вычисленные цветовые температуры для звезд Ве главной последовательности.

Спектр. класс	SiIII 1299	SiII 1309	CII 1334/35	SiIV 1394	SiII 1527	SiII 1533.4	CIV 1548/51	$T_c \times 10^{-4}$
1	2	3	4	5	6	7	8	9
B0.5 Ve	0.56	-	0.61	1.84	0.32		3.85	3.700
B1 Ve	0.61	0.10	1.05	1.25	0.30	-	3.50	3.500
B1.5 Ve	0.62	0.30	1.18	2.00	0.40	-	3.37	3.450
B2 Ve	0.62	0.35	1.42	1.77	0.42	-	2.88	3.300
B3 Ve	0.64	0.78	1.47	1.25	0.45	-	2.20	3.040
B4 Ve	0.65	0.96	1.91	0.87	0.48	0.45	1.50	2.800
B5 Ve	0.63	1.02	1.92	0.61	0.51	0.45	0.98	2.600
B6 Ve	0.57	1.17	2.00	0.48	0.52	0.45	0.62	2.450
B7 Ve	0.50	1.30	-	0.31	0.55	0.45	0.81	2.320
B8 Ve	0.42	1.43	1.90	-	0.56	-	0.25	2.200
B9 Ve	0.32	1.45	1.86	-	0.60	-	-	2.100
В колонке 1 приведены спектральные подклассы, колонки 2-8 – эквивалентные ширины, 9-цветовая температура.								

Таблица 5- Средние эквивалентные ширины спектральных линий и цветовые температуры для звезд ВеV

Используя данные этих таблиц, мы оценили отношения EW линий SiII ($\lambda 1309\text{\AA}$, $\lambda 1527\text{\AA}$) и SiIII($\lambda 1299\text{\AA}$) для В-звезд всех спектральных подклассов и 2-х классов светимости и для Ве звезд главной последовательности. Результаты приведены в таблице 6.

	EW($\lambda 1309\text{\AA}$) /EW($\lambda 1299\text{\AA}$)			EW($\lambda 1527\text{\AA}$) /EW ($\lambda 1299\text{\AA}$)		
Сп.кл.	V	IV	BVe	V	IV	BVe
B1	-	0.42	0.16	0.55	0.55	0.49
B1.5	0.53	-	0.48	0.53	0.50	0.64
B2	0.62	0.66	0.56	0.49	0.53	0.68
B3	1.01	1.07	1.22	0.49	0.60	0.70
B4	1.48	2.00	1.48	0.58	0.68	0.74
B5	-	2.47	1.62	-	0.85	0.81
B6	2.80	3.12	2.05	0.90	1.04	0.91
B7	3.56	4.07	2.60	1.11	1.25	1.10
B8	4.05	4.77	3.40	1.38	1.40	1.33
B9	4.77	5.48	4.53	1.71	1.67	-

Таблица 6-Отношения линий SiII ($\lambda 1309\text{\AA}$, $\lambda 1527\text{\AA}$) к SiIII($\lambda 1299\text{\AA}$) для В звезд всех спектральных подклассов и 2-х классов светимости и для Ве звезд ГП

На рисунке 12 представлена зависимость отношений эквивалентных ширин линий $\lambda 1309$ и $\lambda 1299$ от спектрального класса для В звезд двух классов светимости и звезд Ве. Отношение $EW(\lambda 1309)/EW(\lambda 1299)$ позволяет провести надежное разделение двух классов светимости для нормальных В звезд и отделить звезды В от Ве, поэтому его можно использовать как критерий спектральной классификации.

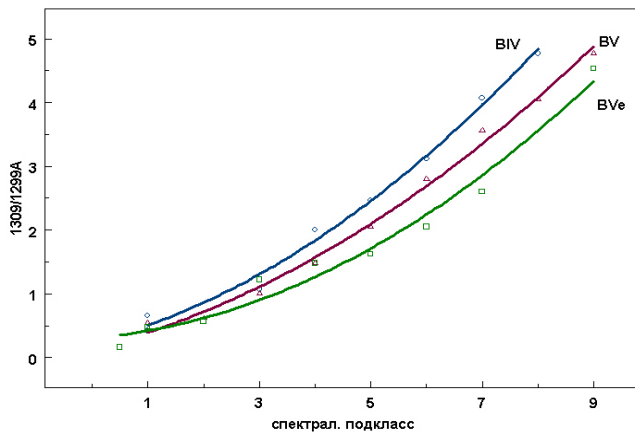


Рисунок 12- Зависимость отношений $EW(\lambda 1309\text{\AA})/EW(\lambda 1299\text{\AA})$ от спектрального подкласса для двух классов светимости и звезд ВVe

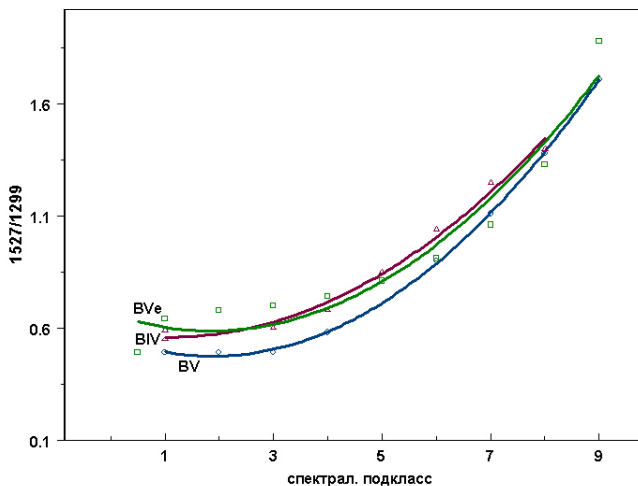


Рисунок 13- Зависимость отношений $EW(\lambda 1527\text{\AA})/EW(\lambda 1299\text{\AA})$ для В звезд двух классов светимости и звезд ВVe

Рисунок 13 показывает зависимость отношений $EW(\lambda 1527\text{\AA})/EW(\lambda 1299\text{\AA})$ для В звезд двух классов светимости и звезд BVe. Эти отношения хотя и показывают ход со спектральным подклассом, но нет четкого различия между двумя классами светимости, и поведение EW для Be звезд не отличается от такового для В звезд.

На рисунке 14 приведено поведение эквивалентной ширины линии CIV, наиболее сильной в УФ спектрах звезд Be, в зависимости от спектрального подкласса. Эта линия, в отличие от нормальных В звезд, присутствует во всех рассмотренных спектральных подклассах Be.

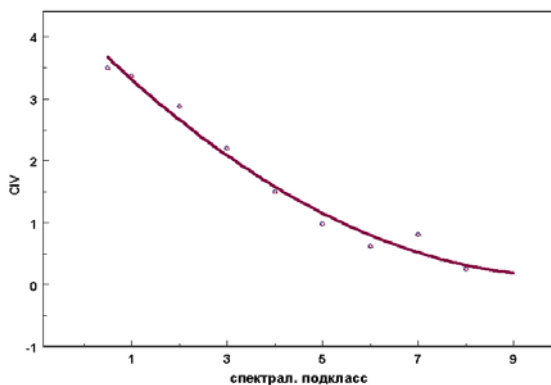


Рисунок 14- Изменение EW линии CIV со спектральным подклассом для звезд BVe.

Данные таблиц 3-5 могут быть использованы для грубой спектральной классификации В звезд и разделения нормальных В и Be звезд, используя УФ спектры. На рисунке 15 графически представлено изменение выбранных нами особенностей УФ спектра для спектральной классификации со спектральным подклассом.

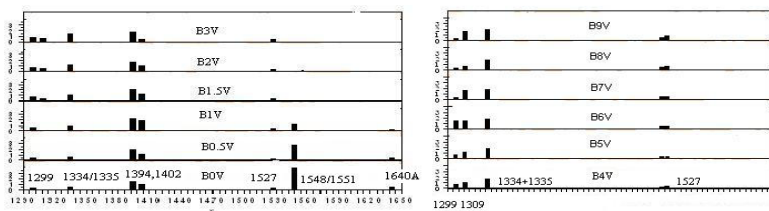


Рисунок 15- Изменение разных особенностей УФ спектра со спектральным классом для В звезд главной последовательности

Основной целью данной работы было показать возможность использования УФ спектров для выбора критериев спектральной классификации, связанных с МК спектральной классификацией. Как результат, мы показали, что отношение $EW(\lambda 1309\text{\AA})/EW(\lambda 1299\text{\AA})$ имеет явную зависимость от спектрального подкласса, и кривые имеют разный наклон для разных классов светимости, поэтому это отношение можно использовать для разделения классов светимости V и IV. Линия CIV может быть хорошим критерием для выделения звезд Ве.

Результаты работы являются предварительными, так как спектры высокого разрешения не очень подходят для выбора критериев спектральной классификации. Для получения дополнительных уверенных критериев спектральной классификации в УФ необходимы специальные наблюдения группы стандартных В звезд с умеренным разрешением.

Список литературы

- [1] *Rountree J., Sonneborn G.* Criteria for the spectral classification of B stars in the ultraviolet // *ApJ*.1991. V. 369. P. 515.
- [2] *Slettebak A.* Ultraviolet spectral classification and stellar winds in a sample of Be and standard stars // *ApJSS*. 1994. V. 94. P. 163.
- [3] *Skiff B.A.* Catalogue of stellar spectral classifications// *Simbad, Strasburg. VizieR On-line Data Catalog*. 2009.

1.5 СТАНДАРТИЗАЦИЯ СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ В УЛЬТРАФИОЛЕТОВОЙ ОБЛАСТИ

Терещенко В. М.

Задачей ВКО-УФ является получение спектров небесных тел в ультрафиолетовой области ($\lambda\lambda = 100 - 320$ нм) и передача информации о них на Землю [1]. На Землю данные о спектрах будут поступать в виде электромагнитных импульсов. Прежде чем приступить к научному анализу полученных на ВКО-УФ данных, необходимо преобразовать поступающие от нее импульсы в общепринятые физические величины и единицы. По сути, речь идет о калибровке аппаратуры и стандартизации наблюдений. Этот этап обработки является обязательным как для наземных, так и для космических наблюдений.

Если величина сигнала (число импульсов) находится в пределах динамического диапазона приемно-регистрирующей аппаратуры, то в общем случае она будет пропорциональна следующим факторам и параметрам:

- а) освещенности, создаваемой источником излучения в месте нахождения телескопа;
- б) размеру основного зеркала и отражающей способности всех зеркал телескопа;
- в) пропусканию оптических деталей используемой аппаратуры;
- г) ширине полосы пропускания для фильтровых наблюдений или щелей - для спектральных;
- д) квантовой эффективности приемника излучения;
- е) длительности экспозиции (времени интегрирования).

Учет всех этих факторов, - по отдельности или совместно, и составляет предмет калибровки. Предварительно общие вопросы калибровок, в том числе и в ультрафиолетовой области спектра, мы рассмотрели в работах [2, 3]. Здесь остановимся только на основных моментах.

Первичным стандартом для любых фотометрических измерений должен быть источник, интенсивность излучения которого можно

рассчитать по его физическим параметрам, измерение которых в принципе возможно. Прежде всего, это модель абсолютно черного тела (а.ч.т.). Излучаемый моделью а.ч.т. поток можно вычислить по формуле Планка, если известны ее температура и размеры отверстия. Отметим, что модель а.ч.т. для видимой области спектра – довольно сложная установка. Косвенным подтверждением этому является тот факт, что в СССР таких установок было всего две: во Всесоюзном Научно-исследовательском институте метрологии им. Д. И. Менделеева и Всесоюзном научно-исследовательском институте оптико-физических измерений (ВНИОФИ, Москва).

Если результаты наблюдений представлены в энергетических единицах, то метод их получения называют абсолютной фотометрией или спектрофотометрией и необходимая при этом калибровка тоже называется абсолютной. Она может осуществляться двумя способами. В первом из них калибровка сводится к сравнению отсчетов (числа импульсов) от исследуемого объекта и стандартного источника (звезды), для которого измеряемая величина известна. Это классический относительный метод. Во втором калибруются не единичные измерения, а аппаратура. Однако и в этом случае время от времени необходимы дополнительные наблюдения заведомо стационарных звезд с целью контроля чувствительности аппаратуры, ее стабильности. Отметим, что методы абсолютной спектрофотометрии также подразделяют по типу используемого приемника излучения [4]. В этом случае к первому методу относят спектрофотометрию, в которой используется неселективный приемник с известной абсолютной чувствительностью, например, болометр или самокалибрующийся светодиод. Во втором методе согласно последней классификации используются стандартные источники (а.ч.т., калиброванные лампы, синхротронное излучение частиц в ускорителе и радиолюминесцентные источники) и селективные приемники (фотоумножители, ПЗС-матрицы, микроканальные пластины и др.)

На первый взгляд кажется, что процедура сравнения излучения звезды с излучением модели а.ч.т. (калибровка) достаточно проста, но это далеко не так. Не случайно за всю историю астрономии было всего около десяти таких сравнений, большинство из которых

- косвенные. Из-за сложности работы модели а.ч.т. в полевых условиях звезды обычно «привязывались» к промежуточным стандартам — ленточным лампам. Лампы же предварительно калибровались в лаборатории по модели а.ч.т. Калиброванные по а.ч.т. или по ленточной лампе звезды сами становятся стандартами, если удовлетворяют некоторым требованиям, главное из которых — их постоянство.

Желательно также, чтобы стандарты удобно располагались на небе, имели подходящую яркость и относительно монотонный и гладкий ход распределения энергии в их спектрах. Последнему требованию удовлетворяют звезды ранних спектральных классов, гладкость спектров которых нарушают только линии водорода и гелия. Исторически сложилось так, что основным спектрофотометрическим стандартом в астрономии является яркая звезда Вега (0.^m03, A0V). В 1984 г. Д. Хейесс [5] на основании собственных и выполненных другими исследователями калибровок Веги получил для нее компилятивную калибровку, которой астрономы пользуются и по сей день. Точность выведенной Хейессом калибровки по его оценкам составляет в видимой области спектра - 1-2 %, а в ультрафиолетовой области $\lambda\lambda$ 320 - 400 нм - от 2 до 4%. Заметим, что одним из немногих учреждений, где выполнялись абсолютные калибровки распределения энергии в спектрах звезд, был Астрофизический институт им. В. Г. Фесенкова [6]. При наземных спектрофотометрических калибровках звезд основными трудностями являются учет ослабления света в атмосфере Земли и большой перепад интенсивности излучения от ламп и звезд. Учет влияния атмосферы осуществляется специально поставленными наблюдениями звезд, а перепад интенсивностей — аппаратурными ухищрениями и дополнительными исследованиями.

В ультрафиолетовой области спектра $\lambda\lambda=100-320$ нм, т.е. рабочей области ВКО-УФ, калибровка спектров намного усложняется из-за принципиальных трудностей создания модели а.ч.т., работающей при высоких температурах. Не существует ни моделей а.ч.т., ни ламп с температурой выше 3000°С. Чтобы а.ч.т. излучало в области 100 нм хотя бы тысячную долю от его максимального значения, необходима температура порядка 8000К [7]. Естественно, что таких

моделей а.ч.т. создать невозможно. Альтернативой им могут служить ускорители элементарных частиц. Движущиеся в них с ускорением электрические заряды порождают свечение, спектр которого можно рассчитать. Естественно, что процесс калибровки спектрографов по источнику синхротронного излучения – достаточно сложная процедура. Здесь возникают проблемы с сепарацией зарядов с одинаковой энергией (скоростью), учетом поляризации излучения и т.д. По-видимому, можно калиброваться также по черенковскому свечению, но нам такие калибровки не известны. Наконец, существует еще один вид источников, которые можно использовать в качестве эталона. Это радиolumинесцентные излучатели с яркостью, вычисляемой из фотохимических эффектов. С ними работать гораздо легче, но точность калибровки намного ниже.

Отмеченные выше трудности вынуждают астрономов искать принципиально другие способы калибровки спектрофотометрических наблюдений в ультрафиолетовой области спектра. С самого начала ультрафиолетовых наблюдений в космосе для этих целей использовался метод моделей звездных атмосфер. Распределение энергии в спектрах выбранных в качестве стандартов звезд вычислялось из имевшихся на то время моделей атмосфер. На сегодня имеется несколько сеток достаточно адекватных моделей атмосфер звезд, например, [8]. Естественно, что перед выбором подходящей модели для звезды, «претендующей» на роль спектрофотометрического стандарта, саму звезду необходимо предварительно всесторонне исследовать. Выбор соответствующей модели осуществляется путем сравнения наблюдаемых параметров с вычисленными из моделей в видимой области спектра. Таким способом можно осуществить относительную калибровку, т.е. получить ход кривой излучения звезды в зависимости от длины волны. Для абсолютизации данных о распределении энергии необходимо знать размеры звезды, расстояние до нее и межзвездное поглощение, либо звездную величину в какой-то из фотометрических полос и кривую реакции этой полосы. В последнем случае абсолютизацию можно осуществить через соотношение звездных величин Веги и звезды в заданной фотометрической системе по формуле:

$$E^*(\lambda) = E_0(\lambda_e) \cdot 10^{-0.4\Delta m} \cdot e(\lambda) \quad (1)$$

где $E^*(\lambda)$ и $E_0(\lambda_e)$ – соответственно внеатмосферные освещенности, создаваемые звездой - кандидатом в стандарты в длине волны λ и первичным стандартом – Вегой в эффективной длине волны в используемой фотометрической системе, $e(\lambda)$ – относительное распределение энергии в спектре подходящей модели, $10^{-0.4\Delta m}$ – абсолютизирующий множитель, Δm – разность звездных величин Вегы и звезды в полосе с эффективной длиной волны λ_e . Так как точность модельного распределения энергии в ультрафиолетовой области для ранних звезд главной последовательности менее 5%, то результирующая точность полученного таким образом абсолютного распределения энергии оказывается порядка 5-10%. Для решения многих задач астрофизики такой точности уже недостаточно.

Следующий метод создания звезд-стандартов можно назвать «методом солнечных аналогов». В связи с потребностями метеорологии распределение энергии в спектре Солнца $E(\lambda)$ по сравнению со звездами изучено более полно. Одно из самых надежных распределений энергии в спектре Солнца получено и приведено в монографии [4]. Если мы найдем среди звезд фотометрический и спектральный аналог Солнца в видимой области, то с большой вероятностью распределение энергии для этой звезды будет подобно солнечному и в других областях спектра. К сожалению, аналогов Солнца среди звезд до 8^m всего несколько. Кроме того, различия относительного хода кривых излучения для них в ультрафиолетовой области больше, чем в видимой.

Пожалуй, самым удачным методом калибровки наблюдений в ультрафиолетовой области спектра оказался метод моделей атмосфер, но не «обычных» звезд, а белых карликов. И не всех, а только тех, которые имеют чисто водородную атмосферу. Водород – самый простой элемент и для него относительно легко можно рассчитать необходимые для вычисления моделей атмосфер константы и параметры. Очевидно, что для чисто водородной атмосферы ее модель можно рассчитать более точно, чем для звезд главной последовательности. Так как белые карлики 14^m-15^m находятся на

расстояниях ближе 75 пк, то распределение энергии в их спектрах неотягощено межзвездным поглощением. [9, 10]. Вместе с тем, следует иметь в виду, что многие из белых карликов являются переменными, пусть и с небольшой амплитудой. Периоды их переменностей – от нескольких десятков секунд до десятков минут. Процедура поиска среди них стационарных, которые могли бы служить стандартами, сводится к фотометрическому патрулированию каждого кандидата на протяжении нескольких часов и последующему Фурье-анализу результатов наблюдений.

Здесь мы не будем углубляться в методику вычисления моделей атмосфер белых карликов. Подробно она изложена в работе Д. Костэра [11], в которой приведены основные физические принципы, заложенные в модели атмосфер, и дано описание методов вычислений. К сожалению, численных значений потоков для белых карликов в данной работе не приводится, но их можно запросить.

Требования к спектрофотометрическим стандартам сильно возросли в связи с запуском космического телескопа им. Хаббла. Как известно, на телескопе Хаббла ведутся наблюдения в широком диапазоне длин волн – от дальнего ультрафиолета (100 нм) до ближнего ИК (1000 - 2500 нм). Для калибровки наблюдений на телескопе им. Хаббла в Институте Космического телескопа (США) была специально создана система первичных спектрофотометрических стандартов [12]. Энергетическая шкала этой системы определяется основным спектрофотометрическим стандартом в астрономии – Вегой. В ультрафиолетовой области первичными стандартами являются три белых карлика 14-16^m, для которых относительное распределение энергии было получено с помощью моделей атмосфер. Абсолютизация калибровки осуществлена с помощью прецизионных фотометрических измерений в видимой области спектра. Точность калибровки трех белых карликов в видимой области спектра ее автор оценивает в 1%, в ультрафиолете – 2 - 4 % [13]. На наш взгляд приводимая точность несколько завышена. Впоследствии, уже с помощью наблюдений на спектрографе STIS, работающем на Хаббле, было создано около 30 вторичных спектрофотометрических стандарта 10^m-14^m в разных областях спектра [12]. В целом спектрофотометрических стандартов

в ультрафиолетовой области спектра слишком мало, поэтому увеличение их числа крайне желательно. Среди ультрафиолетовых стандартов отсутствуют звезды промежуточного блеска 6^m - 9^m .

В работе [14] мы предложили список из 32 звезд ранних спектральных классов – кандидатов на роль спектрофотометрических стандартов в видимой и ультрафиолетовой областях спектра. В список были включены звезды из Алма-Атинского спектрофотометрического каталога звезд [15], для которых вычисленные (синтетические) фотометрические величины B_T и V_T с точностью до 0.^m02 совпадают с аналогичными данными космического каталога «TICNO». Так как точность фотометрических данных каталога «TICNO» почти на порядок выше точности данных спектрофотометрических каталогов, то такое совпадение свидетельствует о «правильности» спектрофотометрических данных. Идея создания общих для видимой и ультрафиолетовой областей спектра спектрофотометрических стандартов основана на предположении, что совпадение модельных кривых распределения энергии с наблюдаемым ходом кривых в видимой области спектра будет соблюдаться и в ультрафиолетовой области. В первоначальный список вошло несколько звезд с эмиссионными и пекулярными спектрами, модели атмосфер для которых еще довольно грубы. Кроме того, большинство звезд-кандидатов в стандарты из предложенного списка оказались расположенными в направлении плоскости Млечного пути, т.е. их спектральное распределение энергии может быть искажено межзвездным поглощением.

В результате более тщательного и строгого подхода к критериям характеристик звезд – кандидатов в стандарты первоначальный список сократился более чем втрое. Из него были исключены все звезды с пекулярными спектрами, а также те, которые расположены в низких галактических широтах. Список оставшихся звезд приведен в таблице 1. Отобранные нами звезды принадлежат главной последовательности субгигантов.

№ п/п	HD	Название Звезды	α_{2000}	δ_{2000}	V	B-V	Sp
1	002913	51 Psc	00 ^h 32 ^m 24 ^s	06°57'20"	5.67 ^m	-0.014 ^m	B9.5V
2	006972	32 Cas	01 11 41	65 01 08	5.57	-0.072	B9 IV
3	010982	4 Ari	01 48 11	16 57 20	5.84	-0.039	B9.5V
4	023338	19 Tau	03 45 12	24 28 02	4.30	-0.110	B6IV
5	026356	BS1289	04 28 13	83 48 28	5.57	-0.106	B5V
6	199095	76 Dra	20 42 35	82 31 52	5.75	0.009	A0V
7	220599	67 Peg	23 24 51	32 23 06	5.57	-0.014	B9.5V

Таблица 1 Список исследованных на короткопериодическую переменность звезд и их основные характеристики.

Пять из семи звезд принадлежат спектральным классам B9-A0. Такие звезды считаются одними из самых стабильных, однако и для них нельзя полностью исключить переменность с характерными временами от нескольких минут до нескольких часов и амплитудой от нескольких тысячных до нескольких сотых звездной величины. С целью проверки отсутствия у рекомендуемых в качестве стандартов звезд указанных переменностей мы провели патрульные фотометрические наблюдения каждой из них.

Наблюдения выполнены в сентябре-ноябре 2009 г. на аппаратуре, которая установлена на одном из телескопов АЗТ-14 ТШАО ($h=2800$ м над у.м.). Использовалась оптическая камера диаметром 35 см и фокусным расстоянием 140 см ($D/F=1/4$). Наблюдения проводились через фильтр, формирующий полосу, близкую к полосе V системы UBV. В качестве приемника излучения служила ПЗС-камера ST-402. По своим характеристикам она аналогична известной камере ST-7. Линейные размеры матрицы равны 7×5 мм, размер пикселей – около 8 микрон. С используемым телескопом эти характеристики соответствуют полю 17×12 угловых минут и угловому разрешению $1''/\text{рх}$. Данная ПЗС-камера обладает относительно низким динамическим диапазоном, он ограничен значением порядка $65000e/\text{рх}$. Последнее ограничивает наблюдения звезд снизу, т.е. ярких звезд. С используемым телескопом и экспозициями более 1с (меньшие экспозиции методически не рациональны) с ней нельзя наблюдать звезды ярче 4^m .

Диафрагмирование объектива не является выходом из ситуации, так как при этом ослабляются и звезды сравнения - ближайшие

звезды, попадающие в кадр. Звезды сравнения обычно намного слабее выбранных звезд. При диафрагмировании зеркала уменьшается поток от них и, соответственно, точность их измерений. Калибровка относительной чувствительности пикселей матрицы («плоское поле») делалась по записям сумеречного неба перед наблюдениями. Во время наблюдений матрица охлаждалась до температуры -20°C . Все наблюдения выполнены в фотометрические ночи.

Процедура наблюдений сводилась к непрерывному мониторингу исследуемой звезды на протяжении 3-4 часов. Непрерывно и поочередно получались кадры с экспозицией от 1 до 4 секунд звезд поля и темнового тока матрицы. В первичной обработке по стандартной программе “Munipack” вычислялись отношения отсчетов на исследуемую звезду за вычетом темнового фона к аналогичным отсчетам звезд поля, выбранных в качестве звезд сравнения. Полученные отношения представляют собой непрерывный ряд данных. Число такого рода «отсчетов» для каждой звезды было от 500 до 1000. Предварительный просмотр этих отношений в зависимости от времени показал, что ни трендов, ни случайных или периодических изменений интенсивности излучения исследованных звезд на протяжении 3-4 часов не наблюдается. Конечно, такой метод не исключает звезды с переменностью типа α Lyr и γ Cas, спорадически изменяющих свой блеск. Подтверждением последнего являются результаты наблюдений звезды BS1289. Данная звезда является переменной типа γ Cas, но в период наблюдений блеск не меняла.

В результате более тщательного анализа характеристик звезд первоначального списка и собственных наблюдений с целью проверки их постоянства мы рекомендуем использовать при наземных и космических наблюдениях на ВКО-УФ в качестве спектрофотометрических стандартов звезды, приведенные в таблице 1, кроме, естественно, BS1289. Постоянство их блеска на протяжении 3 - 4 часов не менее $0.^m01$. Поиск возможных переменностей с характерными временами сутки-годы потребует длительных рядов фотометрических наблюдений. Непосредственно сами данные о распределении энергии в их спектрах в ультрафиолетовой области спектра можно получить после подбора соответствующих моделей

атмосфер. Пока что такая задача не ставилась. Список может быть расширен за счет нескольких более ярких звезд. Но для расширения его в сторону более слабых звезд необходимы наблюдения с ПЗС-спектрографом.

Предлагаемые нами стандарты находятся на расстояниях 100-150 пк. На таких расстояниях межзвездное поглощение уже может сказываться. Следовательно, для рекомендуемых нами стандартов необходимо сделать оценку поглощения и, если потребуется, внести необходимые поправки. Для этой цели можно воспользоваться данными из каталога [15].

В заключение выражаю искреннюю благодарность А. В. Кусакину за помощь в наблюдениях и предоставленный пакет программ их обработки. Я также признателен М. Кругову и В. Секирову за предоставленную ими аппаратуру, на которой были проведены наблюдения.

Список литературы

[1] *Боярчук. А. А., Шустов Б. М.* Возможности ультрафиолетовой обсерватории «Спектр-УФ» и принципы организации наблюдений / В сб. «Ультрафиолетовая Вселенная», М. «ГЕОС». 2001. 220 с.

[2] *Терещенко В.М.* Проблемы стандартизации наблюдений небесных тел в ультрафиолетовой области спектра. / Труды конференции молодых физиков «Ядра, космос, наука и нанотехнологии», Алматы, 8-10 апреля 2009 г., КазНПУ им. Абая, с. 30-33;

[3] *Терещенко В.М.* О спектрофотометрических стандартах в ультрафиолетовой области спектра. Вестник КазНУ. Серия физическая. 2010. № 4 (35). С.85-89;

[4] *Макарова Е.А., Харитонов А.В., Казачевская Т.В.* Поток солнечного излучения. М. «Наука», 1991, 397 с.

[5] *Hayes D.S.* Stellar absolute fluxes and energy distribution. In book “Calibration of fundamental stellar quantities” Ed. *Hayes D.S., Pasinetti L.E., Davis Philip A.G.* Dordrecht. D. Reidel Publ. Comp. 1984. 644p.

[6] *Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л.Н., Бойко П.Н.* Калибровка спектров избранных звезд. Спектр Веги. Астрон. журн. 1980. т. 57. С. 287- 293.

- [7] Аллен К.У. Астрофизические величины. М. «Мир», 1977, 446 с.
- [8] Kurucz R., CD-ROM 13, ATLAS9 Stellar atmosphere programs and 2 km/s grid (Cambridge: SAO);
- [9] Vergely J.-L., 1993 Ferrero R. Freire, Egret D., and Koppen J. The interstellar extinction in the solar neighbourhood. I. // Astron. Astrophys., 1998, v. 340, p. 543-555.
- [10] Терещенко В.М. Оценка межзвездного поглощения в окрестностях Солнца по спектрофотометрическим данным // Изв. НАН РК. Сер. физ.-мат. 2010, № 4. С.59-62.
- [11] Koester D. White dwarf spectra and atmosphere models // Mem. Soc. Astr. Ital., 2008. v. 75. p. 282-292.
- [12] Bohlin R.C., Dickinson M.E., and Callzetti D. Spectrophotometric standards from the far-ultraviolet to the near-infrared: STIS and NICMOS fluxes // Astron. J. 2001. V. 122, P.1218-2128.
- [13] Bohlin R.C. HST stellar standards with 1% accuracy in absolute flux / In book „The future of photometric, spectrophotometric and polarimetric standardization”/ Ed. C. Sterken. 2007. ASP Conf. Series. V. 364. P.313-324.
- [14] Терещенко В.М. Результаты сравнения Алма-Атинского спектрофотометрического каталога звезд с фотометрическим каталогом «TICHO». Изв. НАН РК. 2004. Сер. физ.-мат. Т. 4. С. 60-64;
- [15] Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л.Н. Спектрофотометрический каталог звезд. Алма-Ата. «Қазақ университеті» 2011. 304 с.

1.6 ИНДУЦИРОВАННОЕ ВЕЗДООБРАЗОВАНИЕ В ДИФФУЗНЫХ ТУМАННОСТЯХ.

Джакушева К.Г., Мычелкин Э.Г., Симакова Т.Б.¹

1.6.1 Введение

С введением в астрономическую практику современных технологий появились широкие возможности для детальных наблюдений периферийных структур диффузных туманностей и выяснения их роли в контексте изучения активных областей звездообразования.

Опыт проведенных в течение длительного периода в Астрофизическом институте спектральных и поляризационных исследований, в частности, для таких объектов как туманности Омега (M17) и Ориона (M42) позволяет проследить важнейшие особенности взаимодействия газового и пылевого вещества.

В результате анализа комплексных данных, полученных в разное время, возникает возможность детально и по-новому представить то глубокое содержание, которым наполняется современное представление о концепции звездообразования, окончательно сформулированной во второй половине прошлого столетия. Как известно, согласно данной концепции, причина появления звезд обусловлена в первую очередь процессами гравитационной конденсации в газопылевой межзвездной среде.

В силу сложной динамики и неоднородности межзвездной среды эти процессы происходят крайне неравномерно. Примечательно, что при определенных условиях могут также возникать избирательные направления в пространстве, вдоль которых идет массовое звездообразование. Эти грандиозные явления удается выявлять и устанавливать, в частности, на основе анализа современных астрономических измерений со спутников. Именно такие анизотропные эффекты индуцированного звездообразования представляют особенный интерес для настоящего обзора.

Как известно, ценность самых ранних результатов тщательных астрономических измерений со временем способна возрасти,

¹ Московский государственный индустриальный университет.

потому что они дают уникальный материал для сопоставления с более поздними данными. Применительно к вышеупомянутым туманностям М42 и М17, сопоставление представленных ниже спектральных и поляризационных измерений, полученных в АФИФ начиная с 60-х годов, с самыми современными спутниковыми данными, позволяет объединить исследуемые явления в единый сценарий, а также выработать рекомендации для последующих астрономических наблюдений.

1.6.2 М42: результаты наблюдений

Спектральные наблюдения в Астрофизическом институте им. Фесенкова выполнены на 700-мм телескопе АЗТ-8 с помощью спектрографа, оснащенного электронно-оптическим преобразователем (ЭОП). Аналогичный ЭОП эффективно использовался также в конструкции электрополяриметра, установленного на 500-мм телескопе системы Д.Д. МаксUTOва.

Оценки электронной плотности по дублету серы $[SII] \lambda 6717, 6731$ в М42 [1] свидетельствуют о неоднородном распределении газа и о наличии в периферийных областях туманности компактных уплотнений с линейными размерами порядка $(0,03 \div 0,05)$ пк (при оценке расстояния до туманности в 500 пк). Вычисленные значения плотности в таких уплотнениях в ряде случаев превышают 10^3 см^3 . Компактные сгустки высокой электронной плотности появляются, как правило, в результате прохождения ударных волн.

По многочисленным поляризационным измерениям в М42 наблюдается линейная поляризация, характерная для отражательных туманностей. Однако на фоне сравнительно плавного хода $P(r)$ в западном направлении от Трапеции было отмечено резкое увеличение степени поляризации излучения в континууме. Значительно возрастает поляризация и в эмиссионных линиях. Иногда P возрастает до 30% на расстоянии $(2,5 \div 3)$ пк от Трапеции [2,3]. Показано, что на водородное излучение, исходящее непосредственно от газового облака туманности Ориона, накладывается то же излучение, но рассеянное и частично поляризованное пылью [4].

В области “*SW-cavity*” (см. рисунок 1 слева, где данная

область обозначена пунктирной линией) была обнаружена линейная поляризация до 13% со строго ориентированной плоскостью поляризации $\theta \approx 140^\circ$ [3]. Следовало ожидать, что столь упорядоченная поляризация может быть обусловлена рассеянием излучения на пыли, ориентированной под воздействием потока горячей плазмы, разогретой мощными звездными ветрами от Трапедии. Новейшие измерения мощного мягкого рентгена на периферии М42 [5] указывают на существование таких газоплазменных потоков. В этой связи остановимся более подробно на обнаруженных эффектах рентгеновского излучения в М42.

1.6.3 Мягкий X-ray феномен в М42

Это – уникальное открытие 2007-2008 гг., установленное с помощью спутника XMM-Newton (X-rays Multi-Mirror satellite) [5]. С XMM-Newton CCD-камерами наблюдались области, впоследствии получившие названия “Southern and Northern cavities”. На инфракрасных снимках, выполненных на телескопе Spitzer Space в областях спектра $4,5 \mu m$ и $8 \mu m$, данные особенности располагаются между инфракрасными структурами, образованными плотной теплой пылью в виде характерных последствий воздействия ударных волн на западе и яркими периферийными волокнами на юге.

В северо-западную часть туманности М42 проникает горячая плазма с температурой $(1,7 \div 2,1) \times 10^6 K$ (на рисунке 1 пунктиром обозначена соответствующая оптически слабо видимая область – “SW-cavity”, которая является мягким X-гау источником). Ионизованный газ течет со скоростью около 10 км/с в “SW-cavity”, где плотность становится около 30 см^3 , т.е. намного меньше, чем в области III.

Более жесткая звездная эмиссия и отсутствие плотных групп молодых звезд в этой области дает основание утверждать, что наблюдаемая мягкая X-гау эмиссия является именно диффузной.

Наблюдаемая X-ray светимость равна $EM = n_e^2 V \approx (1,5 \pm 0,3) \times 10^{54} \text{ см}^{-3}$ в северной области, и

$EM \approx (1,9 \pm 0,3) \times 10^{54} \text{ см}^{-3}$ в южной области. В двух областях “SW-cavity” зарегистрирована очень низкая плотность нейтрального газа:

$N_H = (4,1 \pm 0,7) \times 10^{20}$ в 1σ -уровне для северной области и $N_H \leq 10^{20} \text{ см}^{-2}$ для южной. Отсюда следует, что горячая плазма располагается впереди плотного молекулярного облака, то есть оптически тонкий видимый фронт ионизации находится на поверхности молекулярного облака.

Собственная X-ray светимость наблюдаемого диффузного источника с учетом поглощения, оценивается как $L_x = 5,5 \times 10^{31} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ в области $0,1 \div 10 \text{ keV}$. Вполне вероятно, что горячая плазма в “SW-cavity” разогревается звездными ветрами высоких скоростей группы звезд Трапедии. Только ветер от $\theta^1 \text{ Ori C}$ (главной звезды Трапедии) имеет кинетическую энергию: $L_w = \dot{M} V_w^2 / 2 = 7 \times 10^{35} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ (где $\dot{M} \approx 8 \times 10^{-7} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ – темп потери массы и $V = 1650 \text{ км} / \text{с}^{-3}$ – тепловая скорость ветра), т.е. на четыре порядка больше, чем наблюдаемая X-гаy светимость плазмы.

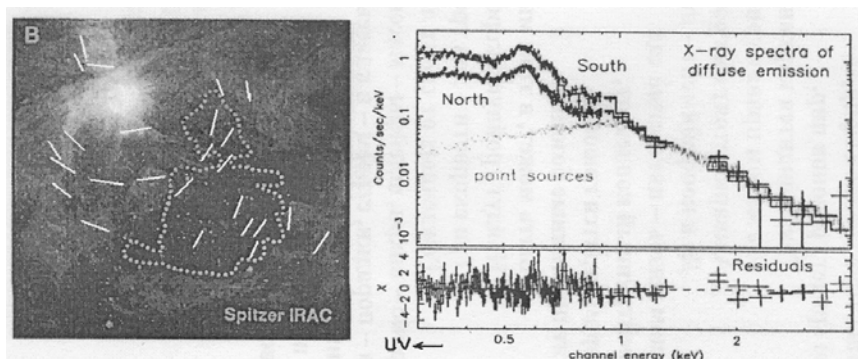


Рисунок 1. М 42. Поляризационная картина и X-гаy спектр излучения в области “SW cavity”.

На рисунке 1 справа показана X-гаy эмиссия “SW-cavity”, растущая в сторону ультрафиолет. Данных по ультрафиолету в настоящее время еще не имеется, но из приведенной зависимости определенно следует, что запаса энергии ветров для возбуждения

жесткого ультрафиолета более чем достаточно. Итак, поскольку мягкий рентген смыкается с жестким ультрафиолетом, целесообразно провести также УФ-измерения в “SW-cavity” со спутников. Диффузное УФ-излучение может оказаться энергетически даже более предпочтительным.

1.6.4 Спектрофотометрические исследования М17

Волнообразная структура по краям туманности М17 “Омега”, напоминающая фрагменты громадной расширяющейся оболочки, а также обнаруженная ранее высокая степень поляризации ее излучения (до 50%) [6] приводили даже к предположению, что источниками свечения туманности могли быть нестационарные, взрывные процессы, например, типа взрыва сверхновой. После детальных фотометрических и поляриметрических исследований М17 и звезд в ее окрестности [7, 8] нами было принято альтернативное решение - свечение туманности Омега возбуждается группой звезд, большинство которых расположено в области темного залива (область *D* на рисунке 2). Эффектов типа сверхновой не выявлено.

Более внимательный анализ новых данных наблюдений М17, полученных с помощью спектрографа, оснащенного ЭОП, позволил обнаружить новые явления, которые в основном укладываются в наши представления о возбуждающем центре излучения М17. Наблюдения выполнены на 700-мм телескопе АЗТ8 Астрофизического института имени В.Г.Фесенкова. Более 200 спектрограмм (дисперсия $70 \text{ \AA} / \text{mm}$) были получены в области $\lambda 3700 \div 8100 \text{ \AA}$. Длина щели спектрографа составляла $360''$ при ширине $3,6''$ и $7,5''$ (в проекции на небо). Методика стандартных этапов наблюдений и их последующей обработки подробно описана в работе [12]. Предварительные результаты спектрофотометрических наблюдений М17 были опубликованы в работах [9-12]. Исходные результаты спектральных наблюдений представлены в Приложении.

1.6.5 М17 (UC1 – I) – пекулярный источник инфракрасного излучения

М17 содержит несколько компактных областей III ,

ассоциируемых с оптически яркими областями M17, две из них совпадают с положениями мощных радио-источников M17E и M17N. На рисунке 2 представлен снимок M17, выполненный в красной области спектра на 2.6 м телескопе Бюраканской обсерватории. Здесь знаком + представлены в основном области с электронной плотностью $n_e(SII) > 10^3 \text{ см}^{-3}$, $\perp$ – $n_e(SII) > 10^3 \text{ см}^{-3}$, $\times$ при $K \geq 1$. Отрезками обозначены направление E - вектора линейной поляризации. Ультракомпактный источник инфракрасного излучения с плотностью $n_e(SII) = 17000 \text{ см}^{-3}$ обозначен UC. Здесь отчетливо видно, что ионизирующий уровень в компактных областях HII в M17 резко увеличивается при переходе в область темного залива (на рисунок 2 – область D). В области залива мы наблюдаем максимальные в M17 значения электронной плотности и степени ионизации. В апексе веерообразных волокон найдено $n_e(SII) = 17280 \text{ см}^{-3}$, а степень ионизации $K = 1,62$ (см. рисунок 4 А, таблицу 2 А). Именно с этой областью ассоциируется пекулярный источник инфракрасного излучения UC1-I [13], в который внедрена недавно сформировавшаяся звезда типа B0 – B0,5. Объект во многом подобен инфракрасному объекту Orion KL, связанному с системой Трапедии в M42, т.е. с центром недавнего звездообразования.

Потенциальные источники, генерирующие свечение компактных областей HII, были определены согласно фотоэлектрическим измерениям звезд, ассоциированных с зоной интенсивного звездообразования [13-17], на основании аномального поведения электронной плотности и степени ионизации компактных областей HII [10-12]. В таблице 1 [18] приводятся данные для YSOs (Young Stellar Objects), наблюдаемых в области темного залива M17. Здесь учтены результаты, полученные из наблюдений на орбитальных телескопах (IRAS, GLIMPSE) [18]. Названия звезд – CEN [19], OI [20]; l b – галактические координаты; спектральный тип звезды по данным разных каталогов; спектральный тип звезды, определенный по распределению энергии по спектру звезды, обозначен как SED (spectral energy distribution) для расстояний до туманности $d = 1,6$

и 2,1 кпк и значений поглощения A_V в направлении объектов (в звездных величинах).

Открытая нами специфическая группа звезд в качестве возбуждающих источников свечения M17 [7], представляющая так называемую физически обусловленную последовательность, входит в состав молодых звезд и *ОВ* скоплений, которые и инициируют известные процессы звездообразования, являясь источниками сверхмощных потоков ионизованного газа (звездных ветров).

Существование мощных звездных ветров, несущих X-гау эмиссию, было предсказано тридцать лет назад, но впервые наглядно продемонстрировано недавно наблюдениями в массивных областях звездообразования M17 (Омега) и RCW49 (Розетка) на спутнике Chandra [20]. При этом об особенной активности ряда звезд, например, спектральных типов *O9–B2*, *O7–O8* и *O7V*, выразительно свидетельствует присутствие в их окрестности типичных дугообразных структур, напоминающих по форме действие ударных волн. Они хорошо видны на увеличенном изображении фрагментов по данным GLIMPSE [20]. Здесь же показано, что направление ударных фронтов определяется именно потоками межзвездной среды, вызванных активностью звезд, а не пространственным движением звезд как таковым. Ударные волны в форме дуг, возникающие под воздействием звездных ветров в окрестности *YSOs* служат своего рода «флюгером», указывающим скорость и направление потоков большого масштаба внутри и вокруг *НИ* областей.

No.	Name	I	b	Cataloged	Spectral Type from SED		A_V
		(deg)	(deg)	Sp. type	$d = 1.6$ kpc	$d = 2.1$ kpc	mag
1,2	CEN Ia,b	15.0562	-0.6884	O4+O4 V			
3	CEN 43	15.0533	-0.7045	O3-O5 V	O4-O5 V	O5+O5 V	12.3
4	CEN 2	15.0731	-0.7004	O5 V	O5.5 V	O5.5+O7 V	5.2

5	CEN 37	15.0559	-0.6883	O3-O6 V			
6	OI 345	15.0110	-0.7020	O6 V			
7	CEN 18	15.0812	-0.6569	O6-O8 V	O6 V	O6+O7.5 V	7.6
8	M17-S3	15.1032	-0.6487		O7 V	O5 V	11.2
9	CEN 25	15.0673	-0.6879	O7-O8 V	O9 V	O6.5 V	8.0
10	OI 352	14.9945	-0.7486	O8 V	O5.5+O5.5V	multiple	~7
11	OI 174	15.1325	-0.5257	O9 V	O6 V	O4 V or O6+O7 V	7.0
12	CEN 3	15.0658	-0.7084	O9 V	O7 V	O5 V or O7+O7 V	3.7
13	CEN 16	15.0748	-0.6460	O9-B2 V	O9.5-B0.5 V	O8 V or BO+BO V	5.9
14	CEN 61	15.0594	-0.6884	O9-B2 V	O9 V	O6.5 V or O9.5+O9.5 V	9.9
15	CEN 27	15.0433	-0.6950	O9 V	B1 V	O9 V	~9.5
16	CEN 31	15.0759	-0.6534	O9.5 V			

Таблица 1. Объекты типа YSO, открытые в области D темного залива в M17 по данным [18] (O Stars в NGC 6618).

1.6.6 Область ожидаемого эффекта диффузного ультрафиолета в M17

На востоке M17 в обширной области с волокнистой структурой в виде протяженных дуг на фоне нитевидных волокон отношение интенсивностей линий $H_{\alpha} / \lambda 6584 > 2$ (в этом районе везде) [9], а отношение интенсивностей $H_{\alpha} / \lambda 5007 > 3$. Это противоречит гипотезе об эффекте воздействия на свечение сферических волокон ударной волны расширяющейся оболочки сверхновой. Для остатков вспышек сверхновой следовало бы ожидать, что отношение интенсивностей, соответственно, меньше 1 и 0,3. Тем более, что

плотность наиболее ярких волокон $n_e < 100 \text{ см}^3$.

Как уже отмечалось, результаты детальных поляризационных исследований непрерывного излучения М17 (см. рисунок 2, [8]) не подтвердили объявленной ранее высокой степени поляризации излучения (до 50%) и, как следствие, предположения о нетепловой природе ее излучения [6]. В М17 степень поляризации во всех случаях не превосходит 10%, что является характерным для большинства диффузных туманностей.

Основные структурные особенности в туманности М17 являются результатом струйной и ветровой деятельности открытого инфракрасного молодого скопления. Потоки ионизованного газа (звездного ветра) от формирующихся молодых звезд и *ОВ* скопления в Темном заливе М17 настолько мощные, что даже в периферийных областях зоны *III* в результате взаимодействия ветров формируются области и структуры, имеющие высокую температуру и вносящие заметный вклад в свечение туманности, особенно на коротких длинах волн.

Наблюдаемая структурная особенность в виде «гребня» (непрерывная цепочка областей с высокой плотностью вдоль восточной границы яркой области *III* – см. рисунок 2) и представляет границу такого ударного фронта. Процесс формирования ударных волн должен сопровождаться изменением энергетического баланса области. Можно ожидать, что возбуждение этой горячей зоны (аналогично с М42 [1]) со временем может приводить к жесткому УФ излучению в результате ионизации газа, заполняющего локальную полость за «гребнем» диаметром порядка 90 *дуг. сек* (0,96 *пк* при расстоянии до туманности 2 *кпк*) в северо-восточной части М17, окаймленную волокнистыми образованиями – светлыми и темными ободками и дугами. Обсуждаемая область на рисунке 2 выделена пунктирным овалом. С целью конкретной привязки в дальнейшем к возможным спутниковым УФ измерениям можно указать координаты центра данной области: $\alpha_{1950.0} = 18^h 18^m, 2;$

$$\delta_{1950.0} = -16^\circ 10'.$$

На рисунке 2 эти координаты обозначены белым крестом.

Поглощение здесь мало [7]: $A_V \geq 1^m,4 \div 1^m,9$, но за пределами данной зоны резко увеличивается до $A_V \geq 4^m,2 \div 4^m,8$. Далее фотовизуальное поглощение в направлении зоны *III* меняется в пределах $A_V \geq 3^m,9 \div 5^m,8$, а в направлении на область звездообразования (область Темного залива) поглощение снова неуклонно растет до значений $A_V \geq 6^m,8 \div 10^m,21$. Существенно, что в окрестности так называемого «гребня» на фоне сравнительно плавного хода E -векторов в видимой области *III* (их радиально-симметричной ориентации относительно темного залива) наблюдается отклонение от общей картины в ориентации плоскости поляризации излучения в континууме [8], что может быть связано, в частности, с прохождением мощных ионизационных фронтов.

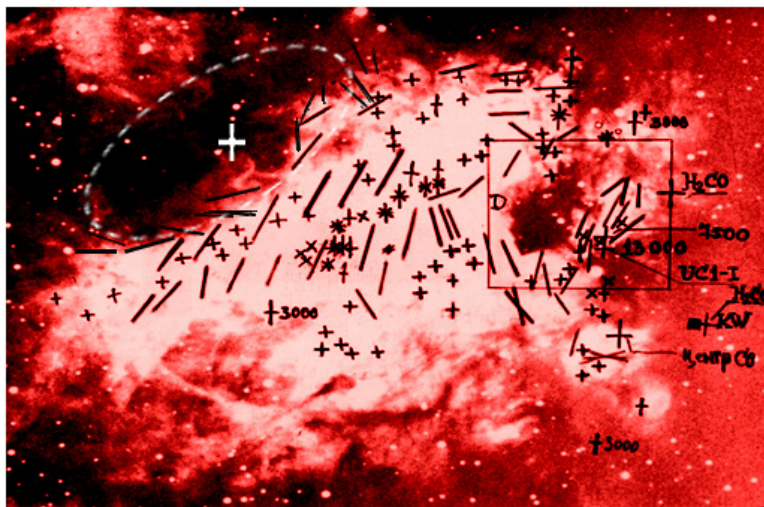


Рисунок 2. Снимок M17, выполненный в красной области спектра на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории.

Здесь знаком + отмечены области с электронной плотностью $n_e(SII) > 10^3 \text{ см}^3$, знаком $\perp$ указаны области с $n_e(SII) > 10^3 \text{ см}^3$, и знаком $\times$ при $K \geq 1$.

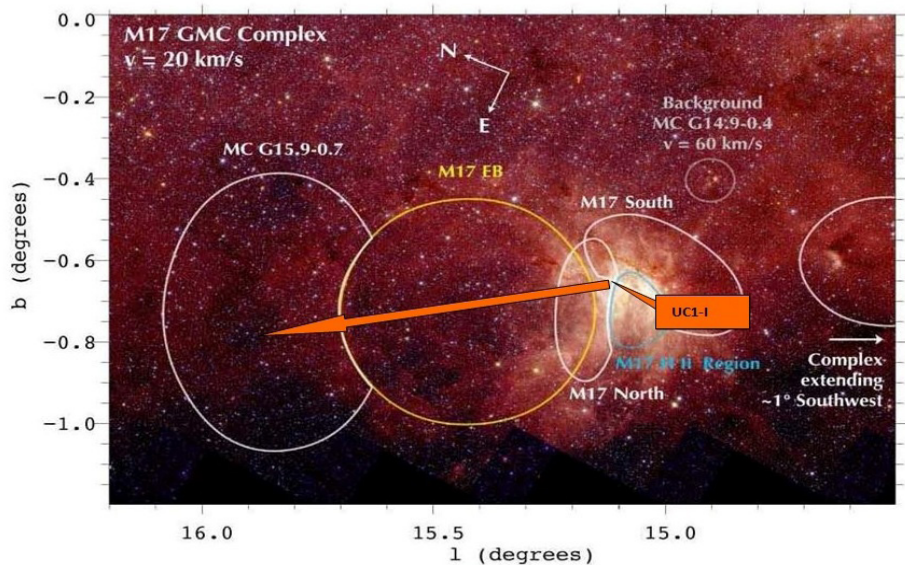


Рисунок 3. Три волны звездообразования в направлении на NE от Темного залива в M17 [18].

Если исходить из предположения, что рассматриваемая полость в M17 аналогично “SW-cavity” в M42 [5] заполняется горячей плазмой, естественно предположить, что излучение могло быть поляризовано в результате, например, рассеяния излучения при прохождении через пыль, ориентированную под воздействием потока горячей плазмы, разогретой мощными звездными ветрами. Данные распределения поглощения указывают на эффект выметания вещества плазмой из указанной зоны.

1.6.7 Краткий обзор космических исследований комплекса M17

По результатам накопленных космических наблюдений в инфракрасном, радио и рентгеновском диапазоне спектра в комбинации с данными в мм-диапазоне [18] процесс звездообразования в комплексе Омега распространяется в определенном направлении. По всем признакам этот процесс инициирован открытой первоначально в АФИФ локальной областью D интенсивного звездообразования и происходит в направлении

примерно на $0^{\circ},5$ к северо-востоку от границ основной зоны *III* туманности M17 (см. рисунок 3). Будучи заслоненной молекулярным облаком, эта область, ассоциированная с Темным заливом, не выделяется в оптическом диапазоне, но, как уже отмечалось, является центром интенсивного ИК и радиоизлучения.

M17 лежит на краю M17 EB [18] - гигантской оболочки диаметром примерно 20 *пк* (при расстоянии до комплекса порядка 2,1 *кпк*), окружающей слабую диффузную *III* область несколькими *Myr* старше. Здесь процессы звездообразования, мягко говоря, приобретают лавинообразный характер.

В области M17EB обнаружено 406 кандидатов *YSOs*. Примерно 85% из них являются молодыми объектами среднего возраста менее 0,075 *Myr*, т.е. возраст дисков порядка 0,5 *Myr* для источников с $M > M_{\odot}$ (соответственно звездам спектрального класса *B* на Главной последовательности). Располагаются они по краю оболочки M17EB и, вероятно, являются причиной расширения данной области.

Данные наблюдений в инфракрасной области $8 \mu m$ на камере GLIMPSE позволили также выделить для ряда кандидатов в *YSO* следующие эволюционные стадии: стадия *O/I*, когда звезда еще скрыта в оболочке; стадия *II*, для звезд с оптически толстым околос звездным диском; стадия *III*, для звезд с оптически тонким околос звездным диском; наконец, стадия образования массивных *OB* звезд.

Резюмируя сказанное, можно утверждать, что благодаря своим геометрическим особенностям и ориентации в пространстве комплекс M17 представляет тот редчайший случай, когда перед наблюдателем как бы разворачивается своеобразный «парад событий» в их эволюционном развитии.

Анализ современных исследований объекта M17 с помощью спутниковых данных [18] позволяет выделить в процессах звездообразования данного комплекса три основных пространственно-разделенных этапа:

1) Формирование молодого скопления NGC 6618 PG (2000-3000 звезд) в течение $2 \div 5 \text{ Myr}$ и как следствие – расширение III области M17 EB;

2) Быстрый коллапс гигантского молекулярного облака с массой порядка $\geq 6 \times 10^4 M_{\odot}$ к концу периода в 2 Myr . Это привело к образованию массивного скопления NGC6618, которое ассоциируется с обширной областью, где интенсивное формирование звезд продолжается до настоящего времени ($11\,000 \div 14\,000$ звезд);

3) начало процессов звездообразования в молекулярном облаке MC G 15.9-0.7, где обнаружено более 1000 молодых звезд.

Отсюда возник вопрос о принципиальной возможности волнообразного характера процесса звездообразования [18] и, в частности: может ли прародительское массивное скопление звезд запустить образование еще более массивного дочернего скопления? Ответить на этот «мучительный вопрос», по-видимому, можно следующим образом. Образование первоначально массивного скопления (непосредственно в M17) действительно смогло вызвать формирование еще более массивного дочернего скопления прежде всего потому, что соседнее молекулярное облако оказалось гигантским по массе. Более того, не вызывает сомнения, что этот процесс имеет выраженную тенденцию пролонгироваться дальше в северо-восточном направлении от прародительского скопления в районе Темного залива и, тем самым, фактически представляет уникальный анизотропный каскадный эффект индуцированного звездообразования в масштабах Myr [21-23].

1.6.8 Заключение

В целом, на основании представленного анализа наблюдений, выполненных в комплексах типа M17, M42 в весьма широком диапазоне длин волн (от радио данных до рентгена), можно выделить три характерных признака индуцированного звездообразования в диффузных туманностях Галактики.

Это, во-первых, наличие активной области – источника сверхмощных струйных потоков ионизованного газа и звездных ветров от формирующихся молодых звезд (YSO) и OB скоплений,

которые и инициируют (или усиливают) процессы массового звездообразования. Такой источник может быть явно видимым (как область Трапеции в Орионе) или скрытым (закрытым молекулярным облаком на луче зрения, как область Темного залива в комплексе Омега). В последнем случае возникает нетривиальная ситуация, которая может быть разрешена комплексными методами исследования (дополнительными спектральными и поляризационными измерениями, а также с помощью инфракрасных и радио наблюдений, как это продемонстрировано в настоящем обзоре).

Во-вторых, типичным признаком является выраженная анизотропия указанных потоков и ветров в форме коридоров с ударными фронтами высокой плотности и температуры. Такие фронты способны пробиваться не только к периферийным областям зон *III*, но и далеко за пределы видимых очертаний туманностей, сосредотачиваясь, как правило, в каком-то определенном направлении. При этом эффект возникновения новых зон повышенного диффузного рентгеновского и, по-видимому, ультрафиолетового излучения, как это имеет место в туманности M42 [5, 21] (и, как можно ожидать, аналогично в M17), является важным индикатором, указывающим на инициацию или интенсификацию процессов формирования звезд.

Наконец, в третьих, данные процессы имеют тенденцию перемежающимися волнами распространяться через соседние области, и тем самым фактически представляют собой анизотропный каскадный эффект, который при определенных условиях проявляется как своеобразная «цепная реакция» звездообразования (рисунок 3) на временных масштабах порядка M_{yr} .

1.6.9 Приложение

Выводы, сделанные в основном тексте (см. раздел 1.2.4), получены на основании результатов обработки точных измерений, представленных ниже.

В таблице 1А данного Приложения для каждой исследованной области приведены средние оценки (по данным нескольких спектрограмм). Было измерено более 200 спектров. При этом в каждой

первой строке таблицы даются электронные плотности $n_e(SII)$ при $T_e=10\ 000^\circ$ (даны с учетом уточненных атомных параметров иона $[SII]$ [24]); в каждой второй строке – результаты анализа ионизации по отношению

$$K = I(HeI6678) / ([SII]6717 + [SII]6731) / 2. \quad (1)$$

На рисунке 1А–3А указаны положения щели спектрографа в проекции на туманность, номера которых соответствуют номерам в первой колонке Таблицы 1А. При фотометрии делалось 10 разрезов вдоль эмиссионных линий. Таким образом, каждый раз исследовалась область туманности размером около $25'' \times 6''$. Номера данных областей на рисунках 1А, 2А возрастают справа налево, на рисунке 3А и в сечениях 28, 29 на рисунке 2А – сверху вниз.

<i>№области</i>	1	2	3	4	5	6	7	8	9
<i>K</i>	1.10	0.58	0.70	0.98	1.02	1.62	1.01	0.86	0.70
$n_e\text{ см}^{-3}$	4450	1060	1140	1280	1550	270	670	7500	17280
<i>№области</i>	10	11	12	13	14	15	16	17	18
<i>K</i>	0.83	1.14	0.68	0.33	0.30	0.52	0.43	1.19	1.62
$n_e\text{ см}^{-3}$	1100	50	1060	1230	2660	1920	4240	3070	240

Таблица 2А. Данные спектрофотометрии для области D темного залива [11]

В таблице 2А номера 1-18 соответствуют номерам областей, указанных на рисунке 4А. Через *K* обозначена степень ионизации, определенная по той же формуле.

Электронные плотности n_e в единицах см^{-3} даны при $T_e = 10\ 000\text{ К}$ с учетом уточненных атомных параметров иона $[SII]$, согласно данным, приведенным в работе [24].

	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
1	3144 0.58	1314		2323 0.44	2485 0.42	2890 0.35	2323 0.33	1086 0.35	2485	2404
2		3379 0.30	3652	3144 0.27	3749 0.43	2011 0.32	4598 0.13	2485 0.35	3398 0.46	1528 0.44
3		2809 0.64	4817 0.59	0.49	4379 0.44	3652 0.24	6350 0.17	3652 0.44	2404 0.37	1162 0.39

4		1086 0.95	3779 0.74	7598 0.78	8534 0.68	2485 0.67	2728 0.55	5693 0.40	3017 0.27	2242 0.73
5	1390 0.65		1597 0.60	0.87	3000 0.87	200 0.56	4598 0.86	3779 0.91	6662 1.05	
6		2728 0.45	2890 0.53	3779 0.80	2323 0.64	1569 1.13	1804 0.75	4033 0.77	3398 0.93	5255 0.60
7	0.87	6350 1.36	4160 0.95	1735 0.51	224 0.96	6662 1.16	5036 0.70	2890 0.54	2404 0.32	5036 0.74
8		4817 1.06	5912 1.10		4598 0.74	27280.40	544 0.44	6131 0.12	1459	
9		3271	1735	1804 0.42	782 0.29	2890 0.83	2809 0.83	1666 0.88	2890 0.12	8222 1.65
10	5036	3525	3906 0.45		6974 0.40		2728 0.80	2566 1.12	4379 0.54	
11	200 0.37	2647 0.24	4110 0.26		1086 0.18	3144 0.17	1804 0.21	3017 0.35	2080 0.57	1528 0.86
12	1528 0.44	2485 0.62	2809 0.95	1238 0.87	1804 0.80	1666 0.70	1942 0.48	2011 0.46	3525 0.55	
13	0.74	0.63	3271 0.69	2890 0.47	2011 0.39	2566 0.39	2080 0.61	1807 0.54	6974 0.47	5693 0.36
14		4379 0.21	1238 0.21	2890 0.39	2404 0.47	4598 0.33	4817 0.55	5255 0.39		
15	1666 0.40	6131 0.36	2161 0.74	3398 1.19	286 0.54	1942 0.38	1528 0.35	4160 0.81		
16	3906 0.18	2080 0.20	8846 0.17	566 0.24	3779 0.43	2890 0.52	5474 0.38	2242 0.31		
17		782 0.46	2728 0.23	1666 0.60	2242 0.32	2566 0.26	1804 0.24	3144 0.16	2485 0.18	
18			2485 0.23	2080 0.37	4817 0.35	2485 0.30	1010 0.31	1314 0.26	1804 0.46	458 0.48
19	6350 0.77	6662 0.49	5255 0.30	4033 0.52	1010 1.10	2728 0.96	3779	4160 0.68	1086 0.65	4033
20	3017 0.95	5912 0.72	5474 1.11	2485 1.28	2728 0.92	3271 0.97	4538 1.26	4598 1.04	3779 0.96	
21	4817 1.01	7286 1.19	2323 0.73	3525 0.93	2728 0.71	3017 0.35	4033 0.33	1207 0.30	2404 0.27	2404 0.23
22		243 0.45	13637 0.43	100 0.44	0.54	2728 0.78	8222 0.66	1390 0.70		
23		3525 0.47	2566 0.33	2890 0.40	1238 0.46	2647 0.45	3144 0.24	2809 0.36	2080 0.46	1804 0.76
24	2728 0.89	3652 0.60	3652 0.45	7598 0.51	2890 0.43	2566 0.43	1390 0.38	2161 0.43	2323 0.43	2647 0.66
25			5912 0.18	1804 0.43	1804 0.60	2323 0.62	2323 0.62	6974 0.38	5036 0.48	6131 0.49
26	458 0.62	6974 0.53	3652 0.37	3906 0.27	2728 0.38	3271 0.40	2404 0.48	2323 0.40	1735 0.38	

27	1086 0.32		3652 0.40	2080 0.37	1597 0.19	2404 0.36	5255 0.30	0.56		
28	5036 0.33	4160 0.73	2161 0.42	1.05	544 0.78	5912 0.87	4817 0.42	1390 0.59	5255 0.42	
29	7910 0.94	7286 1.11		2890 1.14	3906 0.76	934 0.90	2647 0.46	9470 0.60	3906 0.52	14100
30	2485 0.80		4033 0.36	5036 0.48	1528 0.78	2080 1.34	6662 0.97	3906 0.62	3779 0.82	3271 0.52
31	1238 0.50	3398 0.68	2566 0.71	4598		8222 0.99	6131 0.90	5036 0.88	6974 0.52	1459
32		6350 0.46	5255 0.56	1528 0.57	2890 0.54	28900.32	1528 0.75	2809 0.70	3906 0.92	3271 0.94
33			3652 0.42	3271 0.50	0.84	1804 0.73	5693 0.80	594 0.63	6974 0.32	4817 0.39
34			1666 0.36	1086 0.58	329 0.52	1528 0.53	2890 0.70	200 0.75	1666 0.57	3906 0.40
35	5912 0.75	3906 0.70	3779 0.32	3398 0.61	4160 0.56	4598 0.63	2404 1.00	9158 0.94	1735 0.92	3779 0.88
36		2404 0.23	8222 0.42	934 0.70	4598 1.02	2728 0.74	6131 0.88	4379 0.48	2485	
37	2242		1804 0.35	3144 0.40	5255 0.29	6350 0.40	6350 0.46	3144 0.60	3906 0.36	3271 0.77
38		6350 0.75	2485 1.20	3652 0.66	15690 0.66	2485 0.83	0.84	1.00	2728 1.07	4033 0.72
40	1100 0.83	670 1.01	1550 1.02	4598 0.65	4450 1.10	4160 0.87	2485 0.50	7598 0.61	4160 0.98	

Таблица 1А. Данные спектрофотометрии туманности М17.

Данные для сечений 39, 41-43 представлены в таблице 2А в соответствии с рисунком 4А.

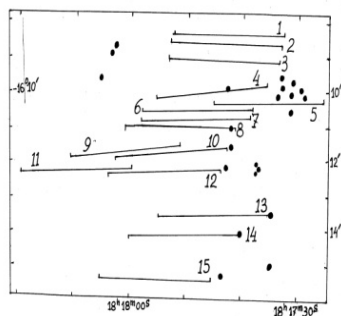


Рисунок 1А

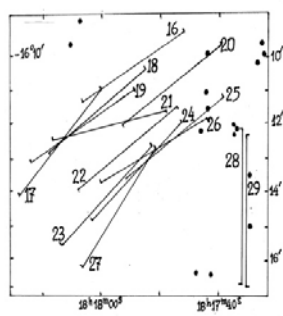


Рисунок 2А

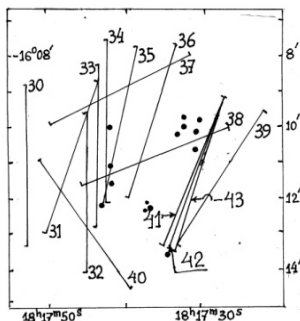


Рисунок 3А

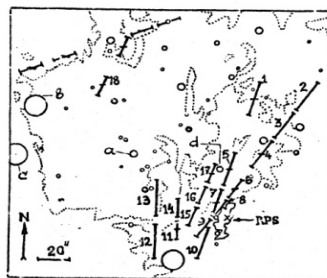


Рисунок 4А

На рисунках 1А, 2А и 3А экваториальные координаты (прямое восхождение и склонение) соответствуют эпохе 1950.0. Отметим также, что на рисунке 4А через RPS обозначен пекулярный источник инфракрасного излучения UC1-I [13], в который внедрена недавно сформировавшаяся звезда типа $B0 - B0,5$.

Список литературы

- [1] Джакушева К.Г. Наблюдения дублета серы 6717,6731 А в М42 // АЦ, 1984. № 1320. С.1-2.
- [2] Джакушева К.Г. О поляризации излучения непрерывного спектра Большой туманности Ориона // Труды АФИ АН КазССР, 1971. Т. 16. С. 3-12.
- [3] Джакушева К.Г., Городецкий Д.И. Новые измерения поляризации М42 в областях 5765, 6560, 6930 А // Астрономический циркуляр, 1975. № 869. С. 2-4.
- [4] Рожковский Д.А., Джакушева К.Г. Опыт применения автоматического поляриграфа, основанного на принципе накопления прерывистых экспозиций // Труды АФИ АН КазССР, 1972. Т. 19. С. 34-42.
- [5] Gudel M., Briggs K.R., Montmerle T. et all. Million-Degree Plasma Pervading the Extended Orion Nebula // ArXiv: 2007. 0712.046, [astro-ph].
- [6] Домбровский В.А. Фотоэлектрические измерения поляризации излучения М17 // Вестник Ленинградского университета, 1957. Т. 19. С. 17-21.

[7] *Рожковский Д.А., Глушков Ю.И., Джакушева К.Г.* Туманность Омега и ее окрестности по снимкам, полученным на 50-см телескопе Д.Д. МаксUTOва // Труды АФИФ АН КазССР, 1962. Т. 14. С. 19-29.

[8] *Рожковский Д.А., Джакушева К.Г.* О возможности поляризации эмиссионных линий диффузных туманностей со спектром C+E // Известия АФИ АН КазССР, 1962. Т.14. С. 34-43.

[9] *Глушков Ю.И., Денисюк Э.К., Ерошевич Э.С., Карягина З.В.* Спектрофотометрические исследования туманности омега (M17) // Труды АФИ АН, КазССР, 1978. Т. 31, С. 38-49.

[10] *Глушков Ю.И., Джакушева К.Г., Карягина З.В.* Электронные плотности в центральной части туманности Омега // В кн. «Вспыхивающие звезды, фуоры и объекты Хербига-Аро». Бюракан, 1980. С. 301-303.

[11] *Глушков Ю.И., Джакушева К.Г., Карягина З.В.* Электронная плотность и ионизация в области темного залива туманности Омега (M17) // АЦ, 1982. № 1228. С. 3-5.

[12] *Glushkov Yu.I.* Spectrophotometric studies of 40 star-forming regions // Astron. and Astrophys. Trans., 1995. Т. 8. С. 105-152.

[13] *Felli M., Stanga R. R.* Observations of star forming region in M17 // Astrophys. prepr., 1986. V. 27. P. 3-17.

[14] *Chini R.* Circumstellar shells in M17 // A&A, 1982. V. 110. P. 332

[15] *Джакушева К.Г., Рснпав Ф.К.* О поляризации звезды M17 № 341 // АЦ, 1987. № 1493. С. 4-6.

[16] *Джакушева К.Г., Рснпав Ф.К., Андабаева Л.Э.* Фотоэлектрические измерения в области звездообразования M17 // Известия МОН РК, 1998. Серия физ.-мат. Т. 4. С.118-123.

[17] *Андабаева Л.Э.* Об источниках, генерирующих свечение M17. 2. Область активного звездообразования // Известия МОН РК, 2001. Серия физ.-мат. Т. 4. С. 52-56.

[18] *Povich M.S., Churchwel Ed.J.H. et al.* The extended environment of M 17: A star formation history // ArXiv: 19 feb 2009. astro-ph/0902.3280v1.

[19] *Chini R, Elsasser H., Neckel Th.* Multicolour UBVRI Photometry of stars in M17 // Astron. and Astrophys, 1980. V. 91, P. 186-198.

[20] *Povich M.S., Benjamin R.A., Whitney B.A. et al.* Interstellar

weather vanes: GLIMPSE Mid-Infrared stellar-wind bowshocks in M17 and RCW49 // ArXiv: 15 aug 2008. astro-ph/0808.2168v1.

[21] *Джакушева К.Г., Мычелкин Э.Г.* Универсальность механизма свечения периферии туманности М42 // «Ультрафиолетовая вселенная. II.» Москва, «Янус-К». 2008. С. 294-297.

[22] *Джакушева К.Г., Мычелкин Э.Г., Симакова Т.Б.* Об эффектах звездообразования в диффузных туманностях // Проблемы эволюции открытых систем, 2008. Алматы, КазГУ им. Аль-Фараби. Т.10/2. С. 50-58.

[23] *Джакушева К.Г., Мычелкин Э.Г.* Каскадное звездообразование в М17 // Проблемы эволюции открытых систем, 2009. Алматы, КазГУ им. Аль-Фараби. Т. 11/ 2. С. 13-21.

[24] *Носов И.В.* Определение электронной плотности и температуры по запрещенным линиям // Астрономический циркуляр, 1050, С.198.

РАЗДЕЛ 2. ИССЛЕДОВАНИЕ ВНЕГЕЛАКТИЧЕСКИХ ОБЪЕКТОВ

2.1 Космический вакуум и вращение Вселенной

Чечин Л.М.

2.1.1 Введение

Глобальные свойства Вселенной всегда рассматриваются в качестве важнейших для космологии. При этом их понимание во многом детерминируется параметрами тех объектов, которые определяют ее состав, и, прежде всего, – динамическими характеристиками галактик и их кластеров. В большинстве работ, например [1- 13], динамика галактик рассматривается на основе уравнений поступательного движения. Последнее условие равносильно представлению галактик в виде точечных тел. Именно такая модель галактического кластера (и галактики как системы точечных звезд) составляет основу метода N-body simulation, широко используемого в современной космологии.

Между тем, для ряда важных астрономических объектов, расположенных на меньших взаимных расстояниях, – двойные галактики, тесные группы галактик, взаимодействующие и сливающиеся галактики – такое приближение заведомо является неприемлемым. При исследовании эволюции указанных систем требуется учет собственных размеров галактик и привлечение уравнений поступательно-вращательного движения.

Вместе с тем, для астрономических объектов одно лишь гравитационное взаимодействие не может дать полного описания их динамики, поскольку на космологических масштабах необходим учет силы антигравитационного отталкивания [14].

Действительно, сегодня надежно установлено, что динамикой Вселенной управляет именно антигравитация, ассоциируемая в основном с вакуумом. При этом Вселенная расширяется с ускорением, но само пространство-время при этом остается статическим. Более того, несмотря на расширение, плотность

космического вакуума является величиной постоянной. В единицах критической плотности ($\rho_c \sim 0.7 \cdot 10^{-29} \text{ г/см}^3$) она оценивается как $\Omega_V = \rho_V / \rho_c = 0.6 \pm 0.1$. Поэтому динамику кратных объектов следует изучать на основе уравнений поступательно-вращательного движения, дополненных вакуумной силой отталкивания.

Движение ряда кратных галактик можно изучать и в рамках ограниченной постановки задачи. Поскольку граница между одиночными и двойными галактиками зачастую достаточно условна, то в разумном приближении задачу двух астрономических тел конечной массы можно свести к задаче одного тела с известным движением его центра инерции. Тогда система уравнений поступательно-вращательного движения этого объекта распадется на две независимые части – поступательную и вращательную.

В настоящей работе проводится анализ вращательного движения галактик, обусловленного вакуумной силой антигравитации. На его основе изучается ряд новых глобальных характеристик всей Вселенной, которые также детерминированы космическим вакуумом, - ее вращение, существование и ориентация оси вращения, пространственная анизотропия параметра ускоренного расширения Вселенной. Что касается канонических проблем космического вакуума – расширение Вселенной и ее ускоренное расширение, то они во всей полноте изложены в статьях [14].

Структура работы следующая.

Во введении дано обоснование необходимости исследования вращательного движения галактик, обусловленного вакуумной силой антигравитации. Во втором разделе вычислен вакуумный гравитационный потенциал, позволяющий вывести уравнения вращательного движения галактики. В третьем разделе проведен анализ полученных уравнений вращательного движения и вычислены соответствующие углы поворота (углы Эйлера). В четвертом разделе дана оценка угловой скорости для реальных эллиптических галактик, которая обусловлена вакуумной силой антитяготения. В пятом разделе найдено выражение вакуумной угловой скорости вращения Вселенной, имеющее вид $\omega_V = \omega_0 \sim \sqrt{G\rho_V}$. Шестой раздел посвящен вычислению галактических координат оси

вращения Вселенной и их сопоставлению с ранее полученными наблюдательными данными. Наконец, в седьмом разделе статьи дано объяснение асимметрии диаграмм Хаббла для северного и южного полушарий звездного неба на основе зависимости параметра космологического (вакуумного) ускорения от пространственного направления. В заключении кратко подведены итоги настоящего исследования.

2.1.2 Вакуумная сила и ее потенциал

Выберем в качестве модели галактики твердое тело и рассмотрим ее вращение относительно собственного центра масс под действием вакуумной силы антигравитации.

Для этого введем три прямоугольные ортогональные системы координат: абсолютную неподвижную систему $\{X_o, Y_o, Z_o\}$, связную с некоторой точкой пространства O ; относительную неподвижную систему $\{X, Y, Z\}$, связную с центром инерции галактики O ; и подвижную систему координат $\{\xi, \eta, \varsigma\}$ с центром в той же точке O .

Теперь стандартным образом зададим три угла Эйлера: угол прецессии ψ , образованный линией пересечения OP плоскостей OXY и $O\xi\eta$, с направлением оси OX ; угол собственного вращения φ , образованный линией OP и осью $O\xi$; угол нутации θ , образованный осями OZ и $O\varsigma$.

И, наконец, выберем внутри галактики произвольную точку M таким образом, чтобы расстояние до нее от центра абсолютной системы координат O было $\vec{R}$, а расстояние до нее от центра инерции галактики O было равно $\vec{r}$. Соответственно этому расстояние между точками O и O обозначим $\vec{R}_0$.

Выделим в галактике бесконечно малую массу $dm_g = \rho_g d\Omega$, которая сосредоточена в 3-х мерном объеме $d\Omega$ вокруг точки M . Пусть она находится на расстоянии $\vec{R}$ от абсолютного центра O . Тогда сила ее гравитационного взаимодействия с единичной массой,

расположенной в этом центре, будет равна

$dF_V = -Gdm_G/R^2 = -G\rho_G d\Omega/R^2$. Что касается силы гравитационного антитяготения, которая обусловлена массой вакуума в том же самом объеме $d\Omega$ (сила гравитационного отталкивания), то с учетом уравнения состояния вакуума $p_V = -\rho_V$ она будет равна

$$dF_V = -\frac{Gdm_G}{R^2} = -\frac{G\rho_G d\Omega}{R^2} = 2\frac{G\rho_V d\Omega}{R^2}. \quad (1)$$

При обосновании (1) было принято во внимание то обстоятельство, что согласно модели Фридмана тяготение создается обобщенной плотностью $\rho^* = \rho + 3p$, где p давление среды.

Пусть γ - угол между векторами $\vec{r}$ и $\vec{R}_0$. Тогда

$$R = R_0 \left(1 - 2\frac{r}{R_0} \cos \gamma + \frac{r^2}{R_0^2} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (2)$$

Предполагая выполненным условие $r/R_0 < 1$, с точностью до членов первого порядка по малому параметру находим элемент силы гравитационного отталкивания

$$dF_V = \frac{2G\rho_V \left(1 + 2\frac{r}{R_0} \cos \gamma \right)}{R_0^2} dx dy dz. \quad (3)$$

Поскольку в дальнейшем нас будет интересовать только та часть вакуумной потенциальной силы, которая зависит от размеров тела, то, после интегрирования (3), мы сохраняем лишь следующее возмущающее слагаемое

$$f = f_V = \frac{\partial U_V}{\partial R} = 4\frac{G\rho_V}{R_0^3} \int r \cos \gamma dx dy dz, \quad (4)$$

где интеграл распространен по всему объему галактики.

Выразим теперь вектор $\vec{r}$ в компонентах неподвижной системы координат $\{X, Y, Z\}$, т.е. представим его в стандартном виде - $\vec{r} = l\vec{i} + m\vec{j} + n\vec{k}$. Но его проекции преобразуем к компонентам подвижной системы координат, так что

$$\left. \begin{aligned} l &= a_{11}\xi + a_{21}\eta + a_{31}\varsigma \\ m &= a_{12}\xi + a_{22}\eta + a_{32}\varsigma \\ n &= a_{13}\xi + a_{23}\eta + a_{33}\varsigma \end{aligned} \right\}. \quad (5)$$

При этом направляющие косинусы обычным образом выражаются через углы Эйлера [15]

$$\left. \begin{aligned} a_{11} &= \cos \varphi \cos \psi - \sin \varphi \sin \psi \cos \theta \\ a_{12} &= -\sin \varphi \cos \psi - \cos \varphi \sin \psi \cos \theta \\ a_{13} &= \sin \psi \sin \theta \\ a_{21} &= \cos \varphi \sin \psi + \sin \varphi \cos \psi \cos \theta \\ a_{22} &= -\sin \varphi \sin \psi + \cos \varphi \cos \psi \cos \theta \\ a_{23} &= -\cos \psi \sin \theta \\ a_{31} &= \sin \varphi \sin \theta \\ a_{32} &= \cos \varphi \sin \theta \\ a_{33} &= \cos \theta \end{aligned} \right\} \quad (6)$$

Поскольку $\cos \gamma = (Xl + Ym + Zn) / \sqrt{l^2 + m^2 + n^2} \cdot \sqrt{X^2 + Y^2 + Z^2}$, то, учитывая (5), находим возмущающую силу

$$f_V = 4 \frac{G\rho_V}{R_0^4} \int \left[\begin{aligned} &(a_{11}\xi + a_{21}\eta + a_{31}\varsigma)X + \\ &(a_{12}\xi + a_{22}\eta + a_{32}\varsigma)Y + \\ &(a_{13}\xi + a_{23}\eta + a_{33}\varsigma)Z \end{aligned} \right] \cdot J \cdot d\xi d\eta d\varsigma \quad (7)$$

где J - якобиан преобразований между системами координат $\{X, Y, Z\}$ и $\{\xi, \eta, \varsigma\}$. Так как интегрирование по объему сводится

к трехкратному интегрированию, а якобиан преобразований равен единице, то силу (4) можно записать следующим образом

$$f_V = 4 \frac{G\rho_V}{R_0^4} \left[(a_{11}X + a_{21}Y + a_{31}Z) \int \xi d\xi \int \int d\eta d\zeta + \right. \\ \left. (a_{12}X + a_{22}Y + a_{32}Z) \int \eta d\eta \int \int d\xi d\zeta + \right. \\ \left. (a_{13}X + a_{23}Y + a_{33}Z) \int \zeta d\zeta \int \int d\xi d\eta \right] \quad (8)$$

Введем обозначения удельных вакуумных моментов инерции галактики вдоль осей ξ , η и ζ -

$$I_\xi = \rho_V \int \xi d\xi, \quad I_\eta = \rho_V \int \eta d\eta, \quad I_\zeta = \rho_V \int \zeta d\zeta \quad (9)$$

соответствующих им площадей поперечного сечения -

$$S_\eta = \int \int d\eta d\zeta, \quad S_\xi = \int d\xi d\zeta, \quad S_\xi = \int d\xi d\eta. \quad (10)$$

и векторов S_ξ , S_η , S_ζ , дуальных этим площадям, а также относительных проекций вектора $\vec{R}_0$ на оси абсолютной системы координат - $e_1 = X/R_0$, $e_2 = Y/R_0$, $e_3 = Z/R_0$. Чтобы записать вакуумную возмущающую силу в компактном виде, составим таблицу

$$i, j, k \Rightarrow \begin{cases} \xi = 1 \\ \eta = 2 \\ \zeta = 3 \end{cases},$$

которая означает, что каждый из индексов слева пробегает все три значения справа. Тогда окончательно вакуумная возмущающая сила принимает вид

$$f_i = 4 \frac{G}{R_0^3} a_{ik} \cdot I_j S_j \cdot e_k = - \frac{\partial U_V}{\partial R_0} e_i. \quad (11)$$

Из последнего выражения легко найти общий вид вакуумного потенциала

$$U_V = -4G a_{ik} \cdot I_j S_j \cdot \int \frac{e_i e_j}{R_0^3} dR_0 \quad (12)$$

2.1.3 Вращательное движение галактик

В дальнейшем в качестве исследуемого типа галактик выберем эллиптические галактики. Это не только упрощает аналитическое решение поставленной задачи, но и дает возможность сопоставить его с реальными наблюдательными данными. Такие Е-галактики, как правило, содержат компактную звездную составляющую, т.е. представляют собой звездный «газ», и обладают правильной формой - эллипсоиды с различной степенью сжатия.

Рассмотрим далее эллиптическую галактику с формой эллипсоида вращения, у которой две главные оси равны друг другу, т.е. ее удельные моменты инерции таковы: $A = B \neq C$. Тогда потенциал не будет зависеть от угла φ , который, следовательно, может быть произвольным. Положим $\varphi = 0$. Тогда, вычисляя для этого случая направляющие косинусы согласно общим выражениям (6) и подставляя их в (12), находим вакуумный потенциал

$$\begin{aligned} U_V = & -4G \cdot I_j S_j \cdot \left(\cos \psi \int \frac{e_1^2}{R_0^3} dR_0 \right. \\ & + \sin \psi \int \frac{e_1 e_2}{R_0^3} dR_0 - \\ & \left. \frac{e_1 e_2}{R_0^3} dR_0 + \right. \\ & \left. - \sin \psi \cos \theta \int \frac{e_2^2}{R_0^3} dR_0 + \right. \\ & \left. \cos \psi \cos \theta \int \frac{e_2^2}{R_0^3} dR_0 \right) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
& \frac{e_1 e_3}{R_0^3} dR_0 - \\
& + \sin \psi \sin \theta \int \frac{e_2 e_3}{R_0^3} dR_0 + \\
& \frac{e_3^2}{R_0^3} dR_0 + \\
& + \cos \theta \int \frac{e_3 e_2}{R_0^3} dR_0)
\end{aligned} \tag{13}$$

Для выбранной формы галактики ее уравнения вращательного движения, согласно [15], таковы

$$\begin{aligned}
\frac{d\theta}{dt} &= \frac{1}{C\omega \sin \theta} \cdot \frac{\partial U}{\partial \psi}, \\
\frac{\partial \psi}{\partial t} &= -\frac{1}{C\omega \sin \theta} \cdot \frac{\partial U}{\partial \theta}
\end{aligned} \tag{14}$$

По поводу этой системы уравнений сделаем два пояснения. Во-первых, величина ω представляет собой первый интеграл вращательного движения, т.е. $\omega = const$. Он описывает компоненту угловой скорости галактики относительно удельного момента инерции C . Во-вторых, при выводе (14) было учтено, что угловые скорости вращения галактик малы. Это позволило пренебречь квадратами угловых скоростей и угловыми ускорениями. И, наконец, положим здесь $U = U_\nu$.

Теперь, опираясь на (13), вычислим ее производные по углам ψ и θ , а затем подставим их в систему (14). Ввиду малости угловых скоростей вращения галактик, можно считать малыми и сами углы. Пренебрегая их квадратами, а также учитывая, что величина любого из интегралов в (13) не больше чем $-1/R_0^2$, с достаточной точностью получаем

$$\begin{aligned}\theta \frac{d\theta}{dt} &= \kappa \cdot (\theta - 2\psi) \\ \theta \frac{d\psi}{dt} &= \kappa \cdot (2\theta - \psi)\end{aligned}\tag{15}$$

где коэффициент $\kappa = 4G \cdot I_j S_j / C\omega R_0^2$. Систему уравнений легко преобразовать к дифференциальному уравнению первого порядка

$$\frac{d\theta}{d\psi} = F\left(\frac{\theta}{\psi}\right),\tag{16}$$

в котором правая часть $F\left(\frac{\theta}{\psi}\right) = 2\left(1 - \frac{1}{2}\frac{\theta}{\psi}\right) / \left(1 - 2\frac{\theta}{\psi}\right)$.

Решение уравнения (16) описывается стандартной квадратурой

$$\ln \psi = \int \frac{du}{F(u) - u} + \hat{C}$$

причем здесь $u = \frac{\theta}{\psi}$, а $\hat{C} = const$. Квадратура состоит из двух слагаемых, одно из которых, пропорциональное $\arctg\left(\frac{8}{3}u - \frac{5}{6}\right)$,

ограничено сверху и, следовательно, не может привести к выводам

эволюционного характера. Второе же слагаемое $\frac{1}{8} \ln \left| 1 - \frac{5}{4}u + 4u^2 \right|$,

наоборот, такую возможность предоставляет. Таким образом,

$\psi = \left(1 - \frac{5}{4}u + 4u^2\right)^{\frac{1}{8}}$. Далее заметим, что в силу допущенной малости

величин углов θ и ψ , их отношение имеет порядок единицы, т.е. $u \approx 1$. Поэтому из второго уравнения (15) следует приближенное

соотношение $\frac{d\psi}{dt} \approx 2\kappa$. Таким образом, искомое решение для эволюции угла прецессии имеет вид

$$\psi(t) \approx 8 \frac{GI_j S_j}{C\omega R_0^2} \cdot t \quad (17)$$

Опираясь на полученный результат, легко вычислить угловую скорость вращения эллиптической галактики вдоль оси OZ . В самом деле, так как в этом случае $\omega = -\dot{\psi}$, то ее модуль равен

$$\omega_v \approx \sqrt{8 \frac{GI_j S_j}{C R_0^2}} = const \quad (18)$$

Это выражение описывает угловую скорость вращения, которую эллиптическая галактика приобретает благодаря влиянию вакуума.

2.1.4 Оценка индуцированной скорости вращения галактик

Рассмотрим гигантскую эллиптическую галактику NGC 4486 (M 87), расстояние до которой R_0 от нас равняется 15 Мпк, а собственные размеры l равняются 60 Кпк. (Заметим, что в качестве R_0 можно выбрать и расстояние до галактики от центра масс пары или группы, галактик, в которую она входит.) С учетом вышеприведенного значения плотности вакуума оценим величину выражения (18).

Принимая, что $I_j S_j \sim SI S \sim \rho_v l^4$ и полагая, что удельный момент инерции $\tilde{N} \sim l^2$, находим $\omega_v \sim \sqrt{8G\rho_v} \cdot \frac{l}{R_0} \sim \omega_0 \cdot \frac{l}{R_0}$

Подставляя сюда необходимые величины, получаем следующую оценку $\omega_v \sim 10^{-21} \text{сек}^{-1}$.

Если же выбрать систему отсчета, связанную с центром масс всей галактики и учесть ее структуру, то результат будет другой.

Действительно, самые крупные из эллиптических галактик, как известно, выделяются в отдельную группу cD-галактик. В них имеется компактная звездная система и гигантская разреженная оболочка из звезд. Размеры оболочки достигают десятков и даже сотен килопарсек. Так, для той же системы М 87 радиус ее центральной компоненты составляет около 8 Кпк, а оболочка прослеживается на расстоянии до 60 Кпк от центра. Поэтому, полагая $l = 8 \text{ Кпк}$, а $R_0 = 10 \text{ Кпк}$, получаем следующую оценку $\omega_V \sim 10^{-19} \div 10^{-20} \text{ сек}^{-1}$.

Отсюда следует важный вывод – чем дальше от нас отстоят галактики, тем меньшей угловой скоростью они обладают, поскольку

$\frac{l}{R_0} \rightarrow 0$. Во всяком случае, той частью угловой скорости, которая обусловлена антигравитационным влиянием вакуума. С физической точки зрения это условие означает переход к точечному телу, для которого индуцированное вращение в ньютоновской механике отсутствует.

Итак, оценка угловой скорости для реальных эллиптических галактик, обусловленная вакуумной силой антитяготения, составляет величину порядка $10^{-19} \text{ сек}^{-1}$. Вместе с тем, наблюдательные данные дают существенно большую величину.

Так, для эллиптической галактики NGC 1600, согласно [16], угловая скорость вращения составляет порядка $10^{-14} \text{ сек}^{-1}$. Такие же по порядку значения угловых скоростей имеют и другие Е-галактики [17]. Причина расхождения, очевидно, заключается в том, что такие галактики в процессе своей эволюции уже набрали соответствующий вращательный момент благодаря различным механизмам гравитационного происхождения (см., например, работы [18, 19].) Выражение (18), следовательно, можно рассматривать как начальную или затравочную угловую скорость галактики, обусловленную вакуумом.

2.1.5 Об эффекте вращения Вселенной

Анализ (18) оказывает, что наибольшее значение он будет иметь при условии $l \sim R_0$. Тогда выражение для вакуумной угловой скорости существенно упрощается и принимает вид

$$\omega_V = \omega_0 \sim \sqrt{G\rho_V} \quad (19)$$

Численное значение ω_V порядка 10^{-19}сек^{-1} .

Поскольку условие $l \sim R_0$ означает переход к рассмотрению всей Вселенной, то в этом случае речь может идти об ее вращении как целой. Выражение (19), как видно, является инвариантом и не зависит ни от выбора системы отсчета, ни от геометрических масштабов Вселенной в заданную космологическую эпоху. Стало быть, на ранних этапах развития Вселенной, например, в эпоху барионной асимметрии, когда плотность вакуума составляла величину порядка 10^{-15}г/см^3 , угловая скорость была больше и равнялась $\omega_V \sim 10^{-11} \text{сек}^{-1}$. Для самой ранней Вселенной, когда начальная плотность вакуума была порядка 10^{-90}г/см^3 , ее угловая скорость вращения оценивается существенно большей величиной, а именно $\omega_V \sim 10^{-42} \text{сек}^{-1}$.

Важно заметить, что при такой угловой скорости край Вселенной движется со скоростью, не превышающей скорость света. Действительно, поскольку размеры Вселенной в момент ее рождения были планковскими, т.е. $\ell_{Pl} \approx 1.6 \cdot 10^{-35} \text{м}$ то линейная скорость края Вселенной оценивается величиной $v = \ell_{Pl} \cdot \omega_V \approx 10^7 \text{м} \cdot \text{сек}^{-1}$. Эта скорость, следовательно, меньше скорости света, что и должно иметь место.

Что можно сказать о наблюдаемой величине угловой скорости Вселенной в современную эпоху? В статьях [20, 21], например, приведены такие данные о предельном минимальном значении угловой скорости вращения Вселенной - $\omega_0 \sim 10^{-21} \text{сек}^{-1}$. А в работе [22], выполненной на основании новых наблюдательных данных по отклонению распределения реликтового излучения от гауссовского, указывается, что угловая скорость вращения Вселенной должна быть меньше чем $\omega_0 \sim 10^{-17} \text{сек}^{-1}$.

Из анализа этих работ и приведенных в них численных оценок можно думать, что Вселенная действительно имеет угловую скорость

вращения в следующих пределах $10^{-21} \text{сек}^{-1} \leq \omega_0 \leq 10^{-17} \text{сек}^{-1}$. Данная нами выше оценка угловой скорости вращения Вселенной, равная 10^{-19}сек^{-1} , как видно, хорошо укладывается в приведенный интервал значений. 10

Вместе с тем, особенностью цитированных и других работ является то обстоятельство, что вращение Вселенной в них исследовалось в рамках релятивистской космологии и обуславливалось наличием барионной материи. В нашем же случае вращение Вселенной является следствием ньютоновской небесной механики и детерминируется присутствием небарионной материи, а именно - наличием вакуума. Поэтому отношение угловой скорости вращения к постоянной Хаббла становится порядка единицы, т.е. $\left(\frac{\omega}{H}\right)_0 \sim 1$. Отсюда следует справедливость замечания Г.А.Гамова,

отмечавшего, что у расширения и у вращения Вселенной должна быть одна и та же физическая причина [23]. Если же учесть, что вакуум порождает и барионную материю, то он действительно является движущей силой эволюции Вселенной.

2.1.6 Галактические координаты оси вращения Вселенной

Говоря о вращении Вселенной, нельзя обойти вопрос о том, относительно какой оси происходит вращение и как она расположена в пространстве?

Этот вопрос поднимался многими авторами, но преимущественно в наблюдательном аспекте. Мы же рассмотрим эту проблему с теоретической точки зрения, опираясь на преобразование координат, выраженное через углы Эйлера и галактические координаты.

Галактическая система координат это система координат, имеющая в качестве начала отсчёта Солнце и проходящая через центр нашей Галактики. Ее плоскость совпадает с плоскостью галактического диска. При этом галактическая широта (b) отсчитывается от галактической плоскости к объекту и может принимать значения от -90° до $+90^\circ$. Галактическая же долгота (l) отсчитывается в плоскости Галактики от оси, соединяющей Солнце

и галактический центр, до оси, соединяющей Солнце и объект. Отсчет ведется в ту же сторону, что и прямое восхождение во второй экваториальной системе координат. Поэтому галактическая долгота заключена в пределах от 0 до 360°.

Положение объекта в галактической системе координат дается матричным выражением

$$\vec{r}_g = \begin{pmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin l \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \vec{i}_g & \vec{j}_g & \vec{k}_g \end{pmatrix} \quad (20)$$

где $\begin{pmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin l \end{pmatrix}$ - матрица галактических координат, а $\begin{pmatrix} \vec{i}_g & \vec{j}_g & \vec{k}_g \end{pmatrix}$ - ее базисные вектора.

Радиус-вектор одного и того же небесного объекта, выраженный в экваториальной системе координат (α, δ) , как известно, может быть разложен по базисным тройкам векторов других координат, в частности, галактической систем координат (l, b) . Поскольку экваториальные системы координат (α, δ) связаны с угловыми координатами Эйлера (θ, ψ, φ) при условии $(\varphi = 0)$ следующими соотношениями $\theta = \delta$ и $\psi = \alpha$, то мы имеем связь

$$\vec{r} = \begin{pmatrix} \vec{i} & \vec{j} & \vec{k} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \theta \cos \psi \\ \cos \theta \sin \psi \\ \sin \psi \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \vec{i}_g & \vec{j}_g & \vec{k}_g \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin l \end{pmatrix} \quad (21)$$

Чтобы найти явный вид преобразования от одной системы координат к другой, надо найти матрицу поворота от одной базисной тройки единичных векторов к другой. Например, матрица галактических координат, как это следует из предыдущего выражения, такова

$$\begin{pmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin l \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \vec{i}_g \\ \vec{j}_g \\ \vec{k}_g \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \vec{i} & \vec{j} & \vec{k} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \theta \cos \psi \\ \cos \theta \sin \psi \\ \sin \psi \end{pmatrix} = A_g \begin{pmatrix} \cos \theta \cos \psi \\ \cos \theta \sin \psi \\ \sin \psi \end{pmatrix} \quad (22)$$

Напомним, что орт $\vec{i}$ направлен в точку весеннего равноденствия;

орт $\vec{j}$ - в точку с прямым восхождением, равным $\delta = \frac{\pi}{2}$; орт $\vec{k}$ - в северный полюс мира. Теперь остается вычислить матрицу

$$A_g = \begin{pmatrix} \vec{i}_g \\ \vec{j}_g \\ \vec{k}_g \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \vec{i} & \vec{j} & \vec{k} \end{pmatrix}.$$

Опираясь на значения углов прямого восхождения и склонения, определенных по эпохе В1950, можно показать [24], что эта матрица имеет следующие компоненты (с точностью до сотых долей)

$$A_g = \begin{pmatrix} -0.05 & -0.87 & -0.48 \\ 0.49 & -0.44 & 0.75 \\ -0.87 & -0.20 & 0.45 \end{pmatrix} \quad (23)$$

Для дальнейших вычислений найдем конкретные значения углов Эйлера, общий вид которых был получен в разделе 3.

Из этого раздела следует, что

$$\psi \sim \theta \approx 8\pi G \rho_V \cdot \frac{T}{\omega}, \quad (24)$$

где T - время жизни нашей Вселенной. Принимая, что $T = 13,7 \text{ лет} = 4,3 \cdot 10^{17} \text{ сек}$ угловая скорость вращения $\omega = 2,7 \cdot 10^{-18} \text{ сек}^{-1}$, и учитывая, что $G = 6,7 \cdot 10^{-8} \text{ см}^3 \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{сек}^{-2}$, $\rho_V \approx 4,2 \cdot 10^{-30} \text{ г/см}^{-3}$ и $1 \text{ рад} = 57,3^\circ$, получаем следующие угловые оценки

$$\psi \approx \theta \approx 58,8^\circ \quad (25)$$

Поскольку $\sin(58.8^\circ) \approx 0.85$, а $\cos(58.8^\circ) \approx 0.51$, то явный вид матрицы галактических координат, следовательно, имеет вид

$$\begin{pmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -0.05 & -0.87 & -0.48 \\ 0.49 & -0.44 & 0.75 \\ -0.87 & -0.20 & 0.45 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 0.51 \cdot 0.51 \\ 0.51 \cdot 0.85 \\ 0.85 \end{pmatrix} =$$

$$\begin{pmatrix} -0.05 & -0.87 & -0.48 \\ 0.49 & -0.44 & 0.75 \\ -0.87 & -0.20 & 0.45 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 0.26 \\ 0.43 \\ 0.85 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -0.80 \\ 0.53 \\ 0.23 \end{pmatrix} \quad (26)$$

Отсюда получаем систему трех уравнений для двух переменных b и l -

$$\left. \begin{aligned} \cos b \cos l &= -0.80 \\ \cos b \sin l &= 0.53 \\ \sin b &= 0.23 \end{aligned} \right\} \quad (27)$$

Из последнего уравнения этой системы следует, что $b \approx 13.0^\circ$, а из второго уравнения - $l \approx 33^\circ$.

Сопоставляя эти значения с результатами работы [25], в которой галактические координаты оси вращения Вселенной

определены как $(l, b) = (314_{+20}^{-13}; 28_{+11}^{-33})$, видно, что вычисленные нами координаты - $(l, b) = (33^\circ; 13^\circ)$ или $(l, b) = (327^\circ; 13^\circ)$ - удачно входят в наблюдаемый интервал галактических координат.

Если для определения галактической долготы использовать первое уравнение, то получаем $l \approx 35^\circ$. Небольшое различие в двух найденных оценках галактической долготы ($l_1 \approx 33^\circ$ и $l_2 \approx 35^\circ$) объясняется приближенным характером вычислений.

В связи с этими вычислениями возникает вопрос – менялась ли ориентация оси вращения Вселенной в процессе ее эволюции? Если использовать приведенные выше оценки плотности вакуума

$\rho_V \sim 10^{-15} \text{ г/см}^3$ и угловой скорости вращения $\omega_V \sim 10^{-1} \text{ сек}^{-1}$, например, для эпохи барионной асимметрии, то к моменту ее окончания $T \sim 10$ -10 угол поворота Эйлера будет иметь исчезающее малую величину - $\psi \sim (10^{-18})^\circ \rightarrow 0^\circ$. Другими словами, зафиксировать угол поворота Вселенной и ориентацию оси вращения в эту эпоху не представляется возможным.

Для более поздней эпохи – эпохи реионизации, для которой $T \sim 1.0 \cdot 10^9 \text{ лет} \sim 3.2 \cdot 10^{16} \text{ сек}$ и $\rho_V \approx 4.2 \cdot 10^{-30} \text{ г / см}^{-3}$, углы Эйлера будут иметь значения $\theta \sim \psi \sim 1.1^\circ$. Учитывая, что $\sin 1.1^\circ \sim 0.09$ и $\cos 1.1^\circ \sim 0.99$, аналогично предыдущим вычислениям находим

$$\left. \begin{aligned} \cos b \cos l &\approx -0.01 \\ \cos b \sin l &\approx 0.03 \\ \sin b &\approx 0.01 \end{aligned} \right\} \quad (28)$$

Галактические координаты, следовательно, будут таковы $(l \sim 1.5^\circ; b \sim 0.5^\circ)$ или $(l = 358.5^\circ; b = 0.5^\circ)$, что, как будто, свидетельствует об изменении ориентации оси вращения Вселенной. Однако для рассматриваемого этапа эволюции Вселенной вряд ли будет корректным использовать значения углов прямого восхождения и склонения, определенных по эпохе B1950. Поэтому и использование матрицы преобразований базисных векторов (23) также будет не корректным. Таким образом, вопрос об изменении ориентации оси вращения Вселенной в процессе ее эволюции остается открытым.

2.1.7 Зависимость параметра космологического ускорения от пространственного направления

В работе [26] было обращено внимание на асимметрию диаграмм Хаббла для северного и южного полушарий звездного неба. Причем эта асимметрия, по словам авторов, не может быть объяснена пекулярными движениями звезд, а лишь наличием выделенного направления с галактическими координатами $(l = 300^\circ; b = 10^\circ)$

. Это направление было уточнено в упоминавшейся работе R.-G. Cai and Z.-L.Tuo [25]. В ней было показано, что галактические координаты определяются более точно, а именно $(l, b) = 314^{0-13^0}_{+20^0}$, $28^{0-33^0}_{+11^0}$, а максимальное значение параметра анизотропии ускорения

Вселенной имеет значение $\frac{\Delta q}{q} = 0.76^{+0.41}_{-0.46}$.

В этой связи возникает вопрос, какими физическими причинами может быть вызвано наличие выделенной оси во Вселенной? Для ответа на него рассмотрим основные космологические уравнения.

Для однородной изотропной модели Вселенной с плоской пространственной частью ($k = 0$) имеем метрику в стандартном виде

$$ds^2 = dt^2 - a^2(t) \left[dr^2 + r^2 (d\theta^2 + \sin^2 \theta d\phi^2) \right]. \quad (29)$$

Поэтому уравнения Эйнштейна для космологического фактора $a(t)$ записываются следующим образом

$$\ddot{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p)a, \quad (30)$$

$$\left(\frac{\dot{a}}{a} \right)^2 = -\frac{8\pi G}{3}\rho, \quad (31)$$

$$\dot{\rho}a + 3(\rho + p)\dot{a} = 0. \quad (32)$$

Известно, что такие уравнения можно вывести и в рамках ньютоновской механики. Рассмотрим сферически-симметричное тело радиуса r , в котором сконцентрировано вещество с плотностью ρ , а его распределение скоростей подчинено закону Хаббла

$$\vec{v} = H\vec{r} \quad (33)$$

В неподвижной системе отсчета уравнение движения пробной

частицы, расположенной на поверхности сферы, имеет вид

$$\frac{d\vec{v}}{dt} = -\frac{GM}{r^3}\vec{r} = -\frac{4\pi G}{3}\rho\vec{r} . \quad (34)$$

Действительно, проводя, согласно [27], преобразование Толмана $\rho \rightarrow \rho + 3p$, которое позволяет учесть влияние давления на уравнения движения, и подставляя его в (34), получаем уравнение

(30). Умножая обе части (34) на скорость $\vec{v} = \frac{d\vec{r}}{dt}$, получаем уравнение (31), которое связано с (30) законом сохранения (32).

Для достижения нашей цели положим, что расстояние выражается следующим образом

$$r = r_0 + \delta r , \quad (35)$$

где r_0 расстояние в однородном пространстве, а δr - малый дополнительный член, описывающий возможную анизотропию Вселенной. Подставляя (35) в (34) получаем уравнение

$$\frac{d^2(r_0 + \delta r)}{dt^2} = -\frac{4\pi G}{3}\rho(r_0 + \delta r) , \quad (36)$$

которое может быть разделено на две части: основную

$$\frac{d^2 r_0}{dt^2} = \frac{dv_0}{dt} = -\frac{4\pi G}{3}\rho r_0 , \quad (37)$$

и возмущенную

$$\frac{d^2 \delta r}{dt^2} = -\frac{4\pi G}{3}\rho \delta r . \quad (38)$$

В дальнейшем будем рассматривать эти уравнения как независимые друг от друга. Проводя упомянутые выше преобразования Толмана $\rho \rightarrow \rho + 3p$, и подставляя их в (37), получаем следующее уравнение

$$\frac{d^2 r_0}{dt^2} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p)r_0. \quad (39)$$

Для случая космического вакуума ($\rho = \rho_v$, $p = -\rho_v$) из (39) получаем инфляционный режим эволюции Вселенной

$$r_0 = R \cdot \exp\left(\sqrt{\frac{8\pi G}{3}}\rho_v \cdot t\right) = R \cdot \exp(H_0 \cdot t), \quad (40)$$

Отсюда следуют закон расширения Хаббла

$$v_0 = \frac{dr_0}{dt} = \dot{r}_0 = \sqrt{\frac{8\pi G}{3}}\rho_v \cdot r_0 = H_0 r_0, \quad (41)$$

и соответствующее ему ускорение

$$\ddot{r}_0 = H_0^2 r_0. \quad (42)$$

Рассмотрим теперь уравнение (38), полагая, что в нем $\rho = \rho_b$, где ρ_b - плотность барионного вещества. Примем также для простоты расчетов, что это пыль, т.е. давление в нем равно нулю.

Таким образом, мы рассматриваем двухкомпонентную модель Вселенной, состоящей из космического вакуума и пыли, которые по условию задачи не взаимодействуют между собой.

Введя обозначение $\Omega^2 = \frac{4\pi G}{3}\rho_b$, преобразуем (38) к виду

$$\frac{d^2 \delta r}{dt^2} + \Omega^2 \delta r = 0. \quad (43)$$

Это колебательное уравнение, имеющее два корня

$$\delta r_{\pm} = \pm \delta R \cdot \exp(i\Omega \cdot t) = \pm \delta R \cdot \cos(\Omega \cdot t). \quad (44)$$

Они приводят к наличию двух возмущений (по отношению к (41)) в скоростях

$$\begin{aligned} \delta v_+ &= \frac{d\delta r_+}{dt} = +\delta R \cdot i\Omega \exp(i\Omega \cdot t) = -\delta R \cdot \Omega \cdot \sin \Omega t \\ \delta v_- &= \frac{d\delta r_-}{dt} = -\delta R \cdot i\Omega \exp(i\Omega \cdot t) = +\delta R \cdot \Omega \cdot \sin \Omega t \end{aligned} \quad (45)$$

и двух возмущений в ускорениях

$$\begin{aligned} \frac{d^2 \delta r_+}{dt^2} &= \frac{d\delta v_+}{dt} = -\Omega^2 \cdot \delta r_+ \\ \frac{d^2 \delta r_-}{dt^2} &= \frac{d\delta v_-}{dt} = -\Omega^2 \cdot \delta r_- \end{aligned} \quad (46)$$

С физической точки зрения выражения (45) и (46) означают, что присутствие в космическом вакууме барионной (пылевидной) составляющей порождает два пространственных потока, текущих в противоположных направлениях с разными скоростями и ускорениями. Таким образом, можно записать следующие выражения для полных положения, скорости и ускорения для некоторого пробного тела (галактики)

$$\begin{aligned}
r &= r_0 \left(1 \pm \frac{\delta r}{r_0} \right), \\
\dot{r} &= \dot{r}_0 \left(1 \pm \frac{\delta \dot{r}}{\dot{r}_0} \right), \\
\ddot{r} &= \ddot{r}_0 \left(1 \pm \frac{\delta \ddot{r}}{\ddot{r}_0} \right).
\end{aligned} \tag{47}$$

Поэтому параметр космологического ускорения q с точностью не выше чем $\frac{\delta r}{r_0} \sim \frac{\delta \dot{r}}{\dot{r}_0} \sim \frac{\delta \ddot{r}}{\ddot{r}_0} < 1$ имеет вид

$$q_{\pm} \approx -1 \pm 3 \frac{\delta R \cdot \cos \Omega t}{r_0} \mp 2 \frac{\delta R \cdot \Omega \cdot \sin \Omega t}{H_0 r_0} \pm \frac{\delta R \cdot \Omega^2 \cdot \cos \Omega t}{H_0^2 r_0}. \tag{48}$$

Используя определения H_0 и Ω , введем новый коэффициент

$\kappa = \frac{\Omega}{H_0} = \sqrt{\frac{\rho_b}{2\rho_v}}$. Так как в единицах критической плотности $\rho_b \sim 0.04$, а плотность вакуума $\rho_v \sim 0.7$, то коэффициент $\kappa \approx 0.17$.

Из выражения (48) можно найти относительную разницу ускорений между двумя барионными потоками по отношению к вакуумному потоку Хаббла -

$$\frac{\Delta q}{q_0} = 2 \frac{\delta R}{R} \left[(3 + \kappa) \frac{\cos \kappa H_0 t}{\exp H_0 t} - 2\kappa \frac{\sin \kappa H_0 t}{\exp H_0 t} \right]. \tag{49}$$

Полагая, что для современной эпохи $H_0 t \sim 1$, приближенно получаем $\frac{3+\kappa}{e} \sim 1.2$. Поэтому первое слагаемое в правой части (49) стремится к 1.2, тогда как второе слагаемое стремится к нулю. Итак,

$$\frac{\Delta q}{q_0} \approx 2.4 \frac{\delta R}{R} \tag{50}$$

Опираясь на условие $\frac{\delta r}{r_0} < 1$, введенное ранее, можно считать, что оно будет удовлетворяться, если имеет место отношение

$$\left(\frac{\delta R}{R}\right)_{\max} \leq 0.2. \text{ Таким образом, мы приходим к верхней оценке}$$

$$\left(\frac{\Delta q}{q_0}\right)_{\max} \leq 0.48, \text{ которая находится в хорошем согласии (случай}$$

верхнего индекса) с величиной $\left(\frac{\Delta q}{q_0}\right)_{\max} = 0.76_{+0.41}^{-0.46}$, полученной в работе [25].

Список литературы

- [1] *Springel V.* The cosmological simulation code GADGET-2. // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 364 (2005) 1105-1134.
- [2] *Samland M., Gerhard O.* The formation of a disk galaxy within a growing dark Halo. // Astron. Astrophys. 399 (2003) 961-982.
- [3] *Baldi M.* The CoDECS project: a publicly available suite of cosmological N-body simulations for interacting dark energy models. // arXiv: 1109.5695 (2011).
- [4] *Frenk C.S., Evrard A.E., White S.D.M., Summers F.J.* Galaxy dynamics in clusters. // Astrophys. J. 472: 460, 1996.
- [5] *Gibson C. H., Schild R.E.* Hydro-gravitational-dynamics of planets and dark energy. // arXiv: 0808.3228 [astro-ph].
- [6] *Bisnovatyi-Kogan G. S., Chernin A. D.* Dark energy and key physical parameters of clusters of galaxies. // Astrophysics and Space Science, 338, 337 (2012) (arXiv: 1206.1433 [astro-ph.CO]).
- [7] *Doménech-Moral M., Martínez-Serrano F. J., Domínguez-Tenreiro R., Serna A.* Formation of galaxies in Λ CDM cosmologies. I. The fine structure of disc galaxies. // (arXiv:1201.2641 [astro-ph. CO]) .
- [8] *Peirani S., De Freitas Pacheco J.A.* Dynamics of nearby groups of galaxies: the role of the cosmological constant. // Astron. Astrophys. 488:845-851, 2008 (arXiv:0806.4245 [astro-ph]).
- [9] *Carlesi E., Knebe A., Yepes G., Gottloeber S., Jimenez J.B., Maroto A. L.* N-body simulations with a cosmic vector for dark energy. //

arXiv:1205.1695 [astro-ph.CO].

[10] *Villata M.* “Dark energy” in the local void. // arXiv:1201.3810 [astro-ph.CO].

[11] *Abdalla E., Abramo L. R., Sodre L., Wang B.* Signature of the interaction between dark energy and dark matter in galaxy clusters. // *Physics Letters B* 673: 107-110 (2009) (arXiv:0710.1198 [astro-ph]).

[12] *Rosenberg D.E.* Galaxy formation with dark matter and dark energy. // arXiv:astro-ph/9904320.

[13] *Долгачев В.П., Доможилова Л.М., Чернин А.Д.* Поверхность нулевого ускорения вокруг Местной Группы галактик // *Астрономический журнал*, 2003, 80, 792.

[14] *Чернин А.Д.* Космический вакуум // *Успехи физических наук*, 2001, 171, 1153.

[15] *Абалакин В.К., Аксенов Е.П., Гребенников Е.А., Демин В.Г., Рябов Ю.А.* Справочное руководство по небесной механике и астродинамике. М., Наука, 1976.

[16] *De Zeeuw P.T., Fraux M.* Structure and dynamics of elliptical galaxies // *Annual Review on Astronomy and Astrophysics*. 1991, 29, 239.

[17] *Structure and Dynamics of Elliptical galaxies. / De Zeeuw Ed. P.T.* IAU Symposium 127, Dordrecht, Riedel D. 1987.

[18] *Гуревич Л.Э., Чернин А.Д.* Введение в космогонию. М., Наука, 1978.

[19] *Chechin L.M.* The induced rotation effect in relativistic cosmological backgrounds. // *Gravitation and Cosmology*. 2003, 9, 281.

[20] *Li Li-Xin.* Effect of the global rotation of the Universe on the formation of galaxies. // *GRG*, 1998, 30, 497.

[21] *Szydlowski M., Goldowski W.* Dark energy and the global rotation of the Universe. // *GRG*, 2003, 35, 2171.

[22] *Shi Chun Su, Chu M.C.* Is the Universe rotating? // arXiv:astro-ph 09024575 v.2.

[23] *Gamov G.* Rotating Universe. // *Nature*. 1946, 158, 549.

[24] *В.Е.Жаров.* Сферическая астрономия. М., 2002.

[25] *Rong-Gen Cai, Zhong-Liang Tuo*, “Direction dependence of the deceleration parameter,”/ arXiv:1109.0941v4 [astro-ph.CO] 10 Sep 2011.

[26] *Schwarz D., Weinhorst B.*, (An) isotropy of Hubble Diagram: Comparing hemispheres”, astro-ph 0706.0165v2.

[27] *Ya.B.Zel'dovich, Novikov I.D.* Relativistic Astrophysics, 2. The

structure and evolution of the Universe. University of Chicago Press, 1983, 751 p.

2.2 МОДЕЛИРОВАНИЕ ЭВОЛЮЦИИ ГАЛАКТИК НА ФОНЕ ТЕМНОЙ МАТЕРИИ

*Макуков М.А., Мычелкин Э.Г., Омаров Ч.Т., Панамарев Т.П.,
Шукиргалиев Б.Т., Юрин Д.В.*

2.2.1 Введение

Несмотря на наращиваемые усилия по прямому детектированию эффектов аннигиляции гипотетических тяжелых частиц холодной ТМ (WIMPs) в диапазоне масс порядка сотен ГэВ, никаких надежных следов WIMPs не выявлено. Эти весьма тяжелые частицы могли бы проявить себя по специальным гравитационным эффектам – сгущиванию в центральных областях галактик, образованию множественных субгало, но этого также не обнаружено [1].

Столь же трудной представляется задача обнаружения частиц теплой материи, таких как стерильное нейтрино или нейтралино с массами порядка кэВ. Надежда на обнаружение искомым гипотетических суперсимметричных частиц ТМ на Суперколлайдере в CERN, по-видимому, тоже не оправдалась. Проекты по обнаружению сверхлегких частиц горячей ТМ (аксионов) с минимальным масштабом масс до миллионных долей эВ также пока не дают каких-либо обнадеживающих результатов.

Общие выводы таковы. Во-первых, существование ни одного из предложенных кандидатов на роль ТМ не подтверждается экспериментом. Это слишком серьезный вызов, на который рано или поздно придется отвечать. Во-вторых, локальные свойства темной материи определяются лишь усредненной плотностью и слабо зависят от массы носителей, хотя в целом можно говорить о тренде в сторону меньших масс (кэВ, и менее). В-третьих, для объяснения или хотя бы качественного понимания образования наблюдаемых космологических структур требуется существование ТМ уже на самых ранних этапах эволюции Вселенной.

Что касается реально существующих частиц – нейтрино (наиболее вероятный на сегодня масштаб масс – в районе от сотых долей эВ до

1 эВ, в зависимости от типа нейтрино), то они способны, в принципе, объяснить эффекты темной материи. Однако их концентрация вокруг галактик и скоплений по имеющимся оценкам, основанная на сценарии рождения основной массы нейтрино в результате аннигиляции первичных лептонов, оказывается недостаточной (набирается лишь порядка 1% вместо необходимых 23%).

2.2.2 Особенности подхода к проблеме темной материи на основе тахионного нейтрино-антинейтринного конгломерата

Вописанной ситуации представляется целесообразным рассмотреть новый подход к проблеме ТМ, основанного на предложенной нами концепции нейтрино-антинейтринного конгломерата [2, 3]. Речь идет об эффективно скалярном фоне ТМ, представляющем суперпозицию тахионных спинорных полей нейтрино и антинейтрино. Такой подход имеет ряд очевидных преимуществ.

Действительно, во-первых, на сегодня это единственный тип модели ТМ, составленной из реально существующих в природе элементарных частиц [4-6].

Во-вторых, фактор тахионности нейтрино не является гипотезой *ad hoc*, но фактически вытекает из экспериментальных данных. С одной стороны, имеет место сохранение киральности нейтрино (все нейтрино – левые частицы, с чем связано нарушение четности в слабых взаимодействиях). Отсюда вытекает, что они не могут двигаться со скоростью меньше скорости света. С другой стороны, из феномена нейтринных осцилляций следует, что нейтрино обладают массой, то есть не могут двигаться со скоростью света. Сопоставление этих двух фактов приводит к концепции тахионности нейтрино.

В-третьих, важной особенностью данного подхода является то, что в тахионном случае снимаются известные ограничения на ожидаемую плотность фоновых нейтрино.

Обычно принимается, что темная материя, необходимая для корректного описания образования крупномасштабных структур, возникла на самых ранних стадиях эволюции Вселенной. Мы также считаем, что тахионный нейтринный фон ТМ мог существовать изначально, играя важнейшую роль на всех стадиях эволюции. Это делает нейтринную модель ТМ достаточно гибкой и расширяет возможности

для численного моделирования структур. Особенный интерес для нас представляет исследование современной квази-стационарной стадии эволюции.

Уместно отметить, что в сентябре 2011 года были опубликованы экспериментальные данные международной коллаборации OPERA, показывающие, что с точностью порядка $\Delta\tilde{n}/c \approx 10^{-5}$ нейтрино действительно являются тахионами. Однако в дальнейшем эксперимент, проведенный коллаборацией ICARUS с несколько большей точностью, близкой к $\Delta\tilde{n}/c \approx 10^{-6}$, не обнаружил отклонений скорости нейтрино от скорости света. После этого поток работ, посвященных обсуждению тахионности нейтрино, резко пошел на убыль.

Но все это еще не доказывает, что нейтрино не могут быть тахионами. Эксперименты типа OPERA и ICARUS при их современной точности не в состоянии подтвердить или опровергнуть сам факт тахионности. Действительно, из дисперсионных соотношений для брадионов и тахионов следует, что, например, при массе нейтрино порядка 10^{-2} эВ относительное отклонение от скорости света в ту или другую сторону имеет порядок $\Delta\tilde{n}/c \approx 10^{-21}$. Это обстоятельство убедительно иллюстрирует рисунок 1, из которого видно, что существенное отличие тахионных нейтрино от брадионных может иметь место только при очень низких энергиях, недоступных современному эксперименту по детектированию нейтрино.

Переход от брадионного дисперсионного соотношения к тахионному (и обратно) осуществляется посредством соотношения $vu = c^2 = 1$, означающего репараметризацию группы Лоренца за счет инверсии скоростей ($0 \leq v < 1$, $1 < u < \infty$) [7, 8].

Итак, основное отличие предложенной модели [2, 3, 7, 8] от традиционных подходов состоит в том, что мы допускаем существование первичных нейтрино в тахионном состоянии. Другими словами, масса нейтрино может иметь тахионную природу, что в дальнейшем должно быть подтверждено соответствующими экспериментами. В настоящее время экспериментов, достоверно опровергающих тахионность нейтрино, не существует.

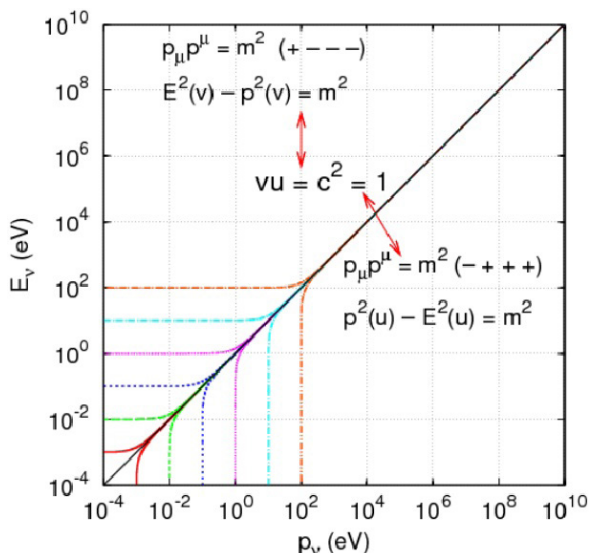


Рисунок 1. Дисперсионные соотношения (зависимость энергии от импульса) для брадионных (выше светового конуса) и тахионных (ниже конуса) нейтрино при значениях масс от 10^{-3} до 10^2 эВ.

2.2.3 Используемые коды

Для моделирования эволюции гравитирующих систем во времени мы использовали открытый код GADGET2 [9]. Он рассчитывает гравитационное взаимодействие с помощью иерархического алгоритма Tree Code, также он может включать гидродинамику через алгоритм Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH). Код может быть использован для моделирования изолированных систем и систем на фоне космологического расширения с периодическими или с так называемыми “вакуумными” граничными условиями. Во всех типах расчетов, код GADGET2 интегрирует эволюцию самогравитирующей бесстолкновительной системы N тел, опционально позволяя включать газовую динамику. Расчеты эффективных силовых полей и шагов интегрирования по времени адаптируемы в пределах фактически неограниченного динамического диапазона. Для генерации начальных условий (т.е., для создания модельных галактик) использовался открытый код GalactICs [10].

2.2.4 Тестовые расчёты моделей кривых вращения галактик на фоне темной материи с заданным потенциалом

2.2.4.1 Методы нахождения скалярного потенциала для описания темной материи

В отличие от привычного ньютоновского подхода, различные потенциалы, которые вводятся при рассмотрении гало темной материи, могут не убывать на бесконечности. Например, в простейшем случае однородного распределения темной материи, $\rho = const$, внутри сферического гало ТМ радиуса R гравитационный потенциал при $r < R$, имеет вид [11]:

$$\varphi = \frac{GM(R)}{2R^3} (3R^2 - r^2) = 2\pi G\rho(R^2 - r^2 / 3) \quad (1)$$

что приводит даже к возрастанию скоростей вращения с расстоянием:

$v \sim r$ (считать можно по формуле $v^2 = \frac{GM(R)}{R^3} r^2 = \frac{4\pi}{3} G\rho r^2$). Вне

сферы, то есть при $r > R$, или при отсутствии гало ТМ, потенциал

снова будет ньютоновским: $\varphi = \frac{GM(r)}{r}$, то есть, как обычно, $v \sim 1/\sqrt{r}$. Указанные потенциалы можно, в принципе, просуммировать, имея ввиду, что $r < R$, где R теперь свободный параметр, связанный с полной массой гало $M(R)$. Тогда при $r < R$ получим возрастающий, а при $r > R$ – убывающий (по модулю) потенциал.

В общем случае при $\rho = \rho(r) \neq const$ потенциал внутри гало ТМ радиуса R следует вычислять по формуле, являющейся решением уравнения Пуассона [11]:

$$\varphi(r) = \frac{4\pi G}{r} \int_r^R \rho(r') r'^2 dr' + 4\pi G \int_r^R \rho(r') r' dr' \quad (2)$$

Он складывается из потенциала сферы, проходящей через притягиваемую точку на расстоянии r и из потенциала неоднородного сферического слоя между радиусами r и R . При рассмотрении моделей галактик сюда можно добавить потенциалы балджа и диска для получения более адекватных результирующих кривых вращения.

В релятивистском случае для нахождения потенциала темной

материи вместо уравнения Пуассона следует использовать уравнение типа Клейна-Гордона, или его статический предел – уравнение типа Гельмгольца.

Чтобы получить уравнения движения для соответствующих кривых вращения, обычно достаточно продифференцировать найденный потенциал по r . Тогда, например, в радиальную компоненту силы, действующей на единичную массу, вклад дает только первый член в (2):

$$F_r = \partial \varphi / \partial r = -\frac{4\pi G}{r^2} \int_0^r \rho(r') r'^2 dr' \quad (3)$$

В более реалистических ситуациях гало ТМ может занимать не конечную часть пространства, ограниченную радиусом R , а асимптотически убывать до бесконечности. Для моделирования спиральных галактик с балджем более предпочтительной может оказаться подход, основанный не на сферической, а на цилиндрической (аксиальной) симметрии. Тогда локальное ньютоновское взаимодействие будет индуцировать добавочный логарифмический потенциал, приводящий к силам, обратно пропорциональным первой степени взаимного расстояния между гравитирующими массами.

2.2.4.2 Тестовые частицы в заданном потенциале

Код GADGET2, который мы используем для численных экспериментов, позволяет задавать в качестве начальных условий распределения плотности, но не потенциала. Поэтому задача сводится к нахождению плотности по заданному распределению потенциала. Тогда найденное распределение плотности будет использоваться в качестве начальных данных при запусках с помощью кода GADGET2. Эта задача может быть решена либо аналитически, либо с привлечением численных методов – в зависимости от конкретного вида потенциала.

В качестве начального распределения ТМ в коде GADGET2 используется, в частности, широкий класс моделей гало, представляемых следующей функциональной зависимостью от радиального расстояния r :

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{(r / \lambda)^\alpha (1 + r / \lambda)^{\beta - \alpha}} \quad (4)$$

где параметр λ задает минимальный эффективный масштаб задачи. Широко используемые модели NFW, Хернквиста, и т.д. являются частными случаями этой зависимости при $(\alpha, \beta) = (1, 3)$, $(\alpha, \beta) = (1, 4)$ и т.п., соответственно.

Различными способами (см., например, [11,12]) может быть получен следующий потенциал, который приводит непосредственно к наблюдаемому эффекту насыщения кривых вращения:

$$\phi(r) = -\frac{GM}{r} + \frac{GM}{\lambda} \ln\left(\frac{r}{\lambda}\right) + 4\pi G \int_r^R \rho(r') r' dr' + const \quad (5)$$

Последние два члена, как уже отмечалось, не влияют на динамику системы. Можно показать, что на расстояниях больше λ данному потенциалу соответствует так называемое изотермическое распределение плотности

$$\rho(r) = \rho_0 \frac{1}{(r/\lambda)^2}, \quad (6)$$

которое является частным случаем вышеприведенного общего распределения при $\alpha = \beta = 2$. Это позволяет нам задать такое распределение в качестве начального условия в коде GADGET2.

2.2.5 Результаты модельных расчетов для различных потенциалов темной материи

С приведенным выше распределением плотности (6), с учетом распределений материи в балдже и диске, мы провели соответствующие численные эксперименты, результаты которых показаны ниже. Галактика была сгенерирована в равновесии с гало, имеющим профиль Хернквиста, в качестве базовых параметров в коде GADGET2 используются скорость v_{200} (скорость на расстоянии от центра, где концентрация превышает критическую в 200 раз) и средняя концентрация C . Их значения в нашем случае равны 160 км/с и 8 км/с, соответственно. Гало темной материи имеет начальный момент импульса, равный нулю, но галактический диск имеет ненулевой начальный угловой момент, то есть вращение галактики заложено в алгоритме ее генерации. Было сделано три запуска с различными значениями параметра λ :

$\lambda = r_0$: галактика полностью в гало с плоской кривой вращения;

$\lambda = r_1 = 12.6672$ кпк: при $r < r_1$ профиль Хернквиста, при $r > r_1$ изотермический профиль;

$\lambda = r_2 = 82.6283$ кпк: при $r < r_2$ профиль Хернквиста, при $r > r_2$ изотермический профиль.

На рисунке 2 показаны профили плотности, соответствующие кривые вращения и кривые кумулятивной массы для модели Хернквиста и изотермического случая. Все кривые на этом графике построены аналитически (а не в результате численного эксперимента).

На рисунке 3 показана эволюция центральной галактики. Как известно, любые симметричные распределения с возмущениями можно представить как сумму регулярного распределения и возмущений. Для нас интерес представляют именно возмущения. Поэтому для визуализации галактики регулярная составляющая плотности была вычтена, что позволило видеть только отклонения от первоначального распределения плотности. Другими словами, на этих рисунках общая плотность частиц специально занижена таким образом, чтобы можно было разглядеть возмущения, возникающие в центральных областях.

На рисунке 4 показан результат расчета (кривые вращения для различных компонент – гало ТМ, диск и балдж) для случая $\lambda = r_0$. Как видно из рисунков, кривые вращения являются насыщенными до расстояний порядка мегапарсек. Такая картина (протяженные гало) наиболее адекватно объясняется в предположении, что частицами-носителями темной материи являются тахионные нейтрино и антинейтрино.

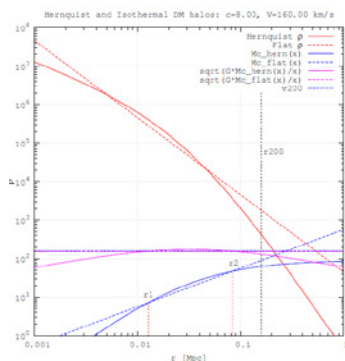
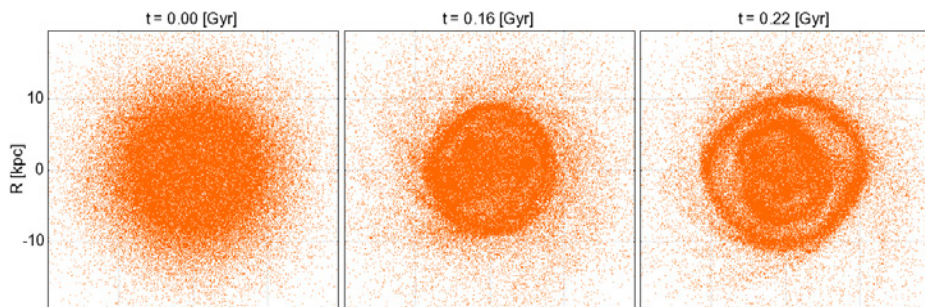


Рисунок 2. Профиль плотности (красные кривые), кривые вращения (розовые кривые) и кумулятивные массы (синие кривые) для модели Хернквиста (сплошные кривые) и изотермической модели (пунктирные кривые)

2.2.6 Результаты численных экспериментов по эволюции галактик для сферически-симметричных распределений плотности темной материи

2.2.6.1 Характеристики различных начальных распределений барионной и темной материи

Мы провели крупномасштабное моделирование эволюции вселенной, начиная момента вскоре после эпохи рекомбинации, соответствующему красному смещению $z = 127$ (сама рекомбинация произошла в момент $z = 1100$, но учитывая, что красное смещение имеет логарифмический масштаб, интервал времени между $z = 1100$ и $z = 127$ относительно мал). В отличие от предыдущей задачи, здесь не требуется задавать распределение гало темной материи феноменологически – оно является естественным результатом эволюции всей системы. При этом также была учтена составляющая темной энергии (ТЭ) в виде постоянного фона. Поскольку барионная материя составляет по массе менее пятой части от темной материи, на данном этапе было решено пренебречь ею и рассматривать эволюцию только темной материи на фоне темной энергии. Кроме того, вместо сферически-симметричного подхода, применяемого в случае отдельных галактик и скоплений, были использованы периодические граничные условия, которые стандартно применяются в космологических численных экспериментах. В таком случае рассматриваемая область представляется кубом (в нашем случае его сторона равна 50 Мпк), а частица, выходящая за пределы куба из одной грани, входит в куб с тем же импульсом, но со стороны противоположной грани (в этом и состоит периодичность граничных условий).



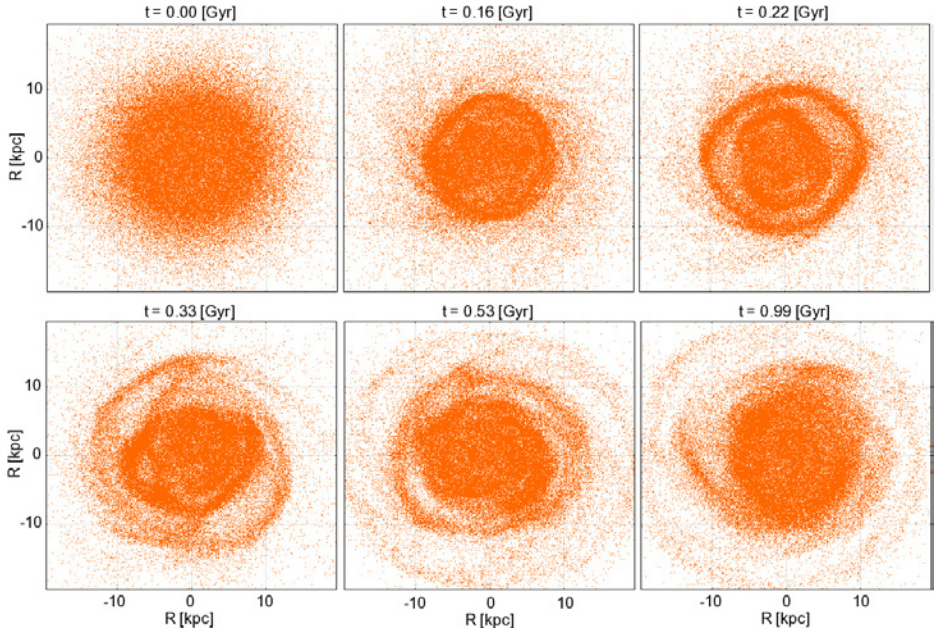


Рисунок 3. Эволюция центральной части галактики (гало темной материи не показано). Общая продолжительность симуляции соответствует одному миллиарду лет

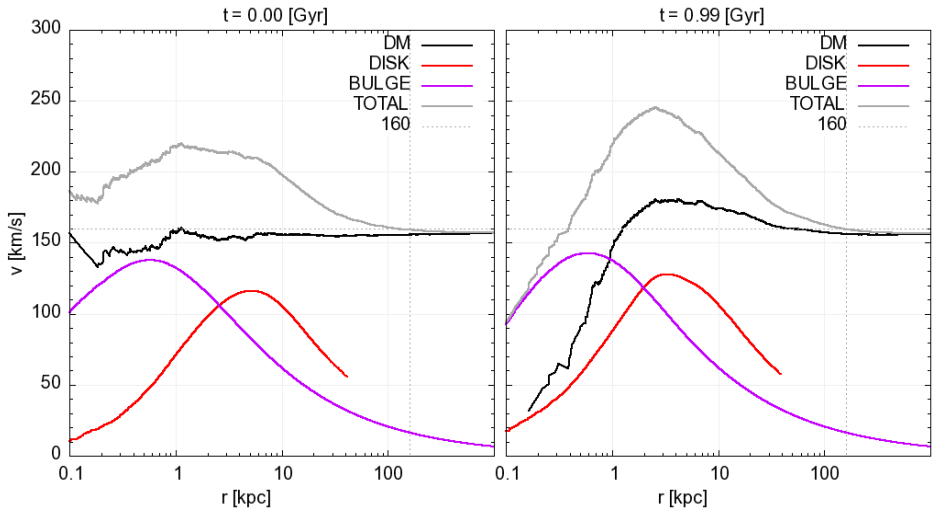


Рисунок 4. Кривые вращения для $\lambda = r_0$ в начале (слева) и в конце (справа) численного эксперимента.

При этом в качестве начального распределения для темной материи целесообразно задать квази-равномерную плотность с флуктуациями, соответствующими флуктуациям реликтового микроволнового излучения на момент $z = 127$. Последние как раз отражают состояние материи (как барионной, так, по-видимому, и темной) в послерекомбинационную эпоху (возраст Вселенной более 400 тысяч лет). Как известно, с помощью Фурье-преобразования наблюдаемых неоднородностей в реликтовом излучении можно задавать флуктуации плотности в численных моделях, описывающие состояние материи в эпоху рекомбинации. Именно такое распределение плотности задавалось нами в качестве начального в модельных запусках.

В данном численном эксперименте наблюдается фрагментирование материи и образование отдельных гало ТМ. Поэтому встает вопрос об алгоритме идентификации таких отдельных гало. Для этого использован известный алгоритм поиска групп Friends-of-Friends (FoF) [13]. В этом алгоритме две частицы считаются частью одной группы, если расстояние между ними меньше какого-то заданного значения. Вся группа, таким образом, определяется цепочкой таких пар. Метод является бескоординатным и основан на единственном параметре.

2.2.6.2 Результаты модельных расчетов эволюции галактик

Численное моделирование эволюции темной материи на фоне темной энергии начиная с эпохи рекомбинации до настоящего времени проведено с использованием того же самого кода GADGET2. Варьируемыми параметрами были количество частиц (степень разрешения) и соотношение плотностей темной материи и темной энергии (см. таблицу 1).

Для начала было проведено три запуска с различной степенью разрешения, то есть с различным числом частиц – 64^3 , 128^3 и 256^3 , с тем, чтобы определить зависимость конечного результата от степени разрешения (при одинаковых начальных условиях). Как выяснилось, тонкая структура в этих трех случаях оказывается различной, однако крупномасштабная структура оказалась в среднем одинаковой. Поэтому дальнейшие запуски с варьированием соотношения плотностей темной материи и темной энергии ($\Omega_0 : \Omega_\Lambda$) были проведены для минимального числа частиц (64^3) с целью экономии времени счета.

Моделируемое время: $127 - 0 z$ Размер области: 50 Мпк		N Softening-параметр (кпк)		
		64^3 25	128^3 10	256^3 5
$\Omega_0 : \Omega_\Lambda$	20:80	X		
	25:75	X		
	30:70	X	X	X

Таблица 1. Перечень модельных запусков и их параметры (X в ячейке означает, что запуск с данными параметрами был сделан)

На рисунке 5 показана эволюция системы во времени для запуска с $N = 256^3$. Начальный кадр ($z = 127$) соответствует моменту вскоре после эпохи рекомбинации. Хотя визуально плотность кажется здесь равномерной, на самом деле в нее заложены малые флуктуации, отражающие реальные флуктуации реликтового микроволнового излучения. Эти флуктуации и приводят в конечном счете к фрагментации на последнем кадре.

Также проанализирован эффект варьирования соотношения плотностей темной материи и темной энергии. Варьирование проводилось в диапазоне от 20% : 80% до 30% : 70%, то есть в пределах, близких к наблюдаемой картине. Как оказалось, это варьирование влияет на конечный результат очень слабо. Это показывает, что выбранные пределы находятся в “зоне стабильности”.

Далее на рисунке 6 разными цветами обозначены отдельные идентифицированные с помощью FoF-алгоритма гало темной материи. В случае запуска с $N = 128^3$ общее число найденных гало составило 218, на рисунке обозначены лишь 64 из них. Недостатком FoF-метода является то, что некоторые найденные им группы на самом деле выглядят как две группы, связанные цепочкой из частиц между ними, что, на первый взгляд, может исказить представление кривых вращения. Однако, на самом деле это не представляет проблемы, так как в качестве центра для построения кривых вращения берется минимум потенциала, который гарантированно находится в одной из подгрупп.

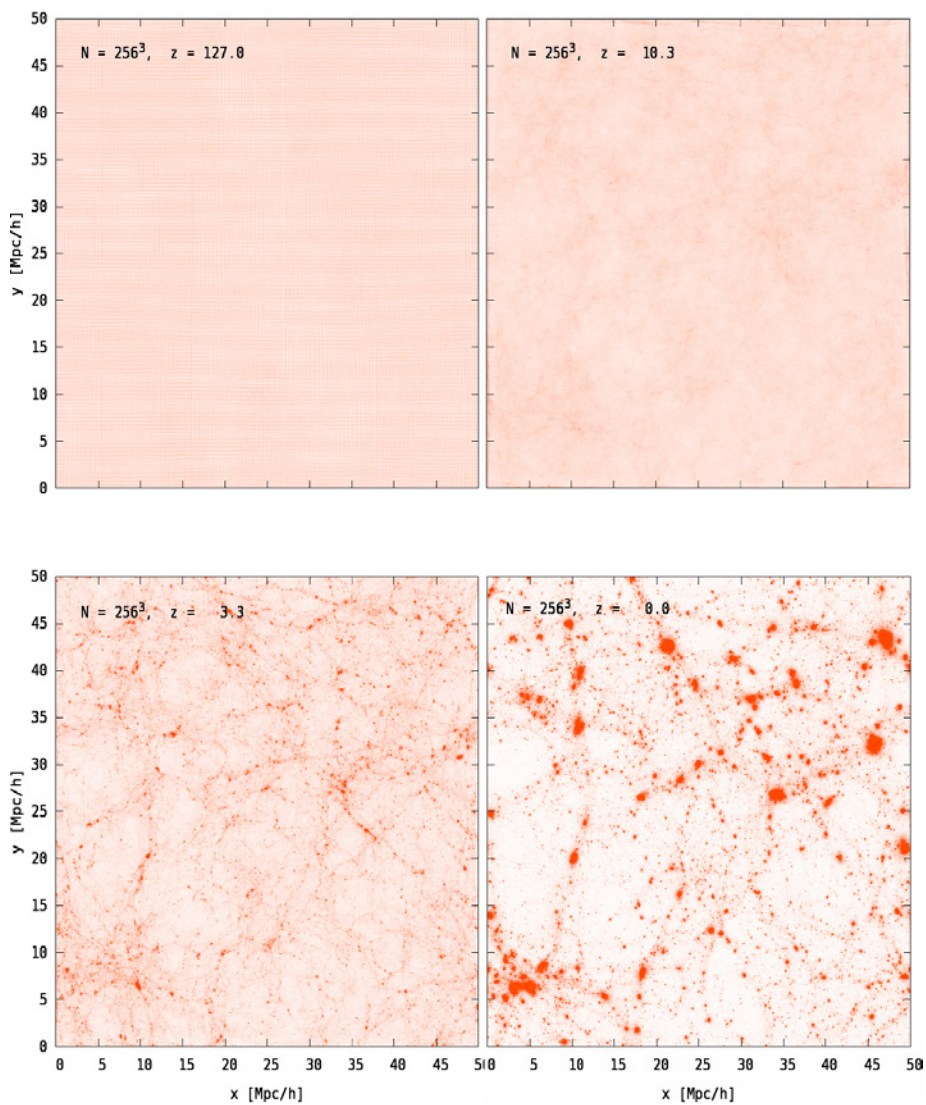


Рисунок 5. Результат численного моделирования эволюции Вселенной (проекция на плоскость XY). Время указано в единицах красного смещения z (значение 127 соответствует эпохе после рекомбинации, значение 0 соответствует современной эпохе)

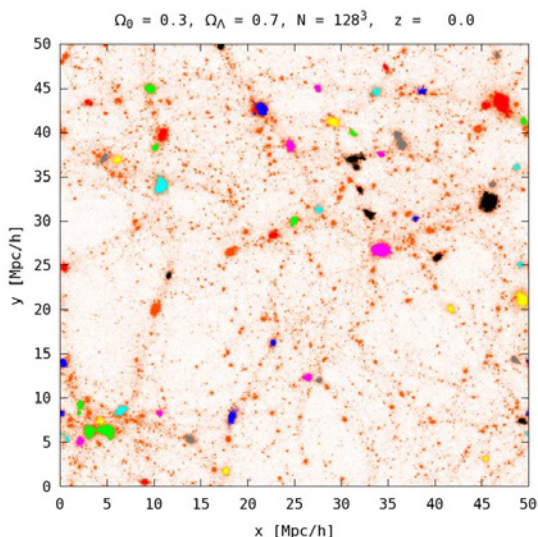


Рисунок 6. Отдельные гало темной материи, идентифицированные алгоритмом Friends-of-Friends (разными цветами указаны 64 из 218 идентифицированных гало)

На рисунке 7 показаны кривые вращения, построенные для всех идентифицированных гало в запуске с числом частиц $N = 256^3$. Параметр сглаживания (softening), указанный на графике, используется при расчете сил взаимного притяжения во избежание неопределенностей при близком сближении двух частиц (когда расстояние между ними стремится к нулю). Фактически это означает, что на расстояниях порядка этого параметра (в приведенном запуске он равен 5 кпк) потенциал становится неньютоновским, и поведение кривых вращения в этой области не имеет физического смысла. Однако за пределами 5 кпк влияние сглаживания резко убывает, и результат можно сравнивать с наблюдательными данными. Такое сравнение показано на том же рисунке. Как видно, полученные кривые достаточно хорошо соответствуют наблюдательным данным.

В целом, можно сделать вывод, что, хотя наблюдаемая в результате численного эксперимента картина соответствует в первую очередь фрагментации холодной темной материи. Для моделирования эволюции гравитирующих структур на фоне тахионной темной материи

потребуется выполнить соответствующую процедуру сглаживания неоднородностей плотности.

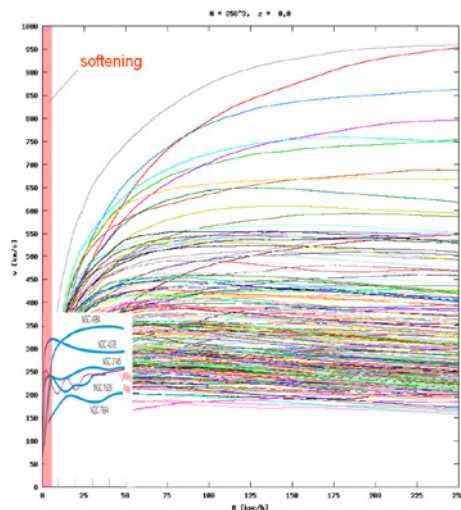


Рисунок 7. Сравнение полученных в численном эксперименте кривых вращения с наблюдательными данными
(в том числе с Млечным Путем).

Список литературы

- [1] *Gorbunov D.S. Rubakov V.A.* Introduction to the theory of the early universe – World Scientific Publishing Co. Pte. Ltd., 2011. – 473p.
- [2] *Mychelkin E.G.* ‘On the origin of fundamental scalar fields’ // *Izvestiya NAS RK, Phys-math. Ser.* – 2010. – № 4. – P. 36-40.
- [3] *Мычелкин Э.Г.* Тахионность, нейтрино и темная материя // Тезисы доклада на Международной конференции по гравитации, космологии и астрофизике RUSGRAV-14. Ульяновск, УлГПУ им. Ульянова И.Н., 27 июня-2 июля 2011г.
- [4] *Ni, G.-J.* A minimal three-flavor model for neutrino oscillation based on superluminal property // *arXiv:hep-ph/0306028* – 2003.
- [5] *Jentschura, U.D. Wundt, B.J.* Symmetries of the tachyonic Dirac equation // *arXiv:hep-ph/1110.417* – 2011.
- [6] *Jentschura, U.D.* Tachyonic field theory and neutrino mass running // *arXiv:physics.gen-ph/1205.0145* – 2012.
- [7] *Мычелкин Э.Г., Савельев В.Л., Макуков М.А.* Нейтрино как темная материя // Актуальные проблемы современной физики. Международная

конференция, посвященная 75-летию М.М. Абдильдина, КазНУ, 15-16 марта, Алматы, 2013.

[8] *Мычелкин Э.Г., Савельев В.Л., Макуков М.А.* Три возможных состояния гравитирующего фона нейтрино: брадионное, тахионное и смешанное // Международная конференция «Фридмановские чтения», Пермь, ПГНИУ, 24 июня-28 июня 2013г.

[9] *Springel V.* The cosmological simulation code GADGET-2 // MNRAS. – 2005. – P. 364.

[10] *Kuijken K. and Dubinski, J.* // MNRAS. – 1995. – Vol. 277. – P. 1341.

[11] *Сретенский Л.Н.* Теория ньютоновского потенциала – Огиз-гостехиздат, 1946.

[12] *Gladush V.D.* The model of dark galactic halo based on equilibrium distribution function // arXiv:1111.0553. – 2011.

[13] *Huchra, J.P., Geller, M.J.* Groups of galaxies I. Nearby groups // The Astrophysical Journal. – 1982. – Vol. 257. – P. 423-437.

2.3 МЕТОД ИССЛЕДОВАНИЯ ЭФФЕКТА ТЕМНОЙ МАТЕРИИ В УЛЬТРАФИОЛЕТЕ

Денисюк Э. К., Мычелкин Э.Г.

2.3.1 Эффект насыщения кривых вращения для галактических систем в оптическом и радио диапазонах

Оптические наблюдения эффекта насыщения кривых вращения, как известно, привели к открытию феномена скрытой массы, или темной материи. Ее существование впервые постулировал в 1932 г. Оорт для объяснения движения звезд перпендикулярно галактической плоскости. Затем в 1933 г. Цвикки указал на необходимость темной материи в скоплениях галактик для объяснения наблюдаемого движения самих галактик.

В 1970 г. Форд и Рубин открыли собственно эффект насыщения кривых вращения, когда орбитальные скорости периферийных звезд в спиральных галактиках не убывают с расстоянием от центра, а остаются постоянными ($v \approx const$) вплоть до самых больших радиальных расстояний, что в корне противоречило ньютоновской механике.

Действительно, вдали от центра скопления гравитирующих масс устойчивое движение пробного тела произвольной массы m под действием силы Ньютона $F_N = GMm/r^2$ должно быть уравновешено центробежной силой $F_c = mv^2/r$. Отсюда следует, что тангенциальная скорость должна убывать обратно пропорционально корню квадратному из расстояния: $v \sim 1/\sqrt{r}$. К таким же выводам приводит применение известной теоремы вириала о равенстве удвоенной средней кинетической энергии пробного тела его потенциальной энергии в центральном поле сил. Это находится в явном противоречии с наблюдаемым во всех галактиках, включая наш Млечный Путь, фактическим отсутствием зависимости скоростей от радиальных расстояний: $v \approx const$.

Простейшее объяснение состояло в том, что галактики содержат гораздо большие массы, чем это следует из оптических наблюдений галактических дисков, и эти массы должны быть «размазаны» в пространстве на значительные расстояния. Таким образом астрономы

пришли к открытию феномена темной материи (ТМ). Например, в простейшем случае однородного распределения материи внутри сферы радиуса R гравитационный потенциал внутри сферы, то есть при $r < R$, имеет вид $\varphi = \frac{GM}{2R^3}(r^2 - 3R^2)$, что приводит даже к возрастанию скоростей вращения с расстоянием. Вне сферы, то есть при $r > R$, потенциал, как и следовало, снова становится ньютоновским: $\varphi = -\frac{GM}{R}$, то есть в отсутствие ТМ должно быть $v \sim 1/\sqrt{r}$. Специальным подбором распределений темной материи добиваются соответствия с наблюдениями.

В дальнейшем оптические наблюдения эффекта насыщения кривых вращения в видимой области были расширены измерениями в радиодиапазоне. Так, в 1980 г. Рубин, Тоннард и Форд связали с темной материей не только наблюдаемое в оптике движение периферийных звезд, но и еще более удаленных водородных облаков в галактиках.

Принято считать, что гравитирующая темная материя (в отличие от космологической темной энергии) скучивается в гало как вокруг галактик, так и скоплений галактик. Эти гало ТМ обнаруживают себя, в частности, по наблюдениям эффекта насыщения кривых вращения и эффектам линзирования в разных диапазонах спектра. Наибольшее удаление от центра тяжести галактики или скопления галактик допускают облака водорода, которые можно наблюдать, в частности, в радиодиапазоне – в линии 21 см нейтрального атомарного водорода HI.

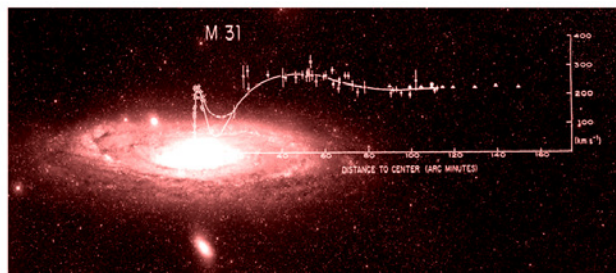


Рисунок 1. Кривые вращения галактики M31 по оптическим (точки) и радиоданным (треугольники). Стрелкой мы обозначили интересное нас направление, вдоль которого ожидается медленное (изотермическое) убывание плотности самогравитирующего нейтринного фона темной материи.

В качестве примера на рисунке 1 представлен профиль кривых вращения для спиральной галактики Местной Группы М31 («Туманность Андромеды») по данным обзора [1].

Сравнительная оценка эффекта насыщения кривых вращений наблюдаемых в гало темной материи для разных диапазонов спектра, с учетом эффектов поглощения и точности измерений, по-видимому, говорит в пользу радиоданных, которые способны нести информацию о масштабах, иногда на порядок превышающих размеры оптически видимых областей.

2.3.2 Кривые вращения и измерения в галактических системах в УФ-диапазоне

Наблюдения эффекта насыщения кривых вращения в эмиссионных линиях и линиях поглощения ультрафиолетовой части спектра должны соответствовать данным, полученным в видимом и радио диапазонах и давать дополнительную информацию. Однако эти измерения обычно сильно затруднены сильным поглощением ультрафиолета в атмосфере Земли и приводят к необходимости проведения наблюдений со спутников, что составляет также и нашу задачу по тематике ВКО-УФ.

Следует отметить, что весьма распространенный молекулярный водород H_2 абсолютно не наблюдаем в оптике. В диффузной межзвездной среде молекулы H_2 обычно находятся в основном и возбужденном состояниях, разделенных по энергии интервалом в 11.2 eV, которому соответствует эмиссия в линии Лайман-альфа дальнего УФ диапазона $L_\alpha - 1216\text{\AA}$. С учетом расщепления на всевозможные колебательные и вращательные уровни образуется так называемый лаймановский континуум с нижним пределом $\lambda \geq 912\text{\AA}$ (по энергии $\leq 13.56\text{ eV}$), с которым и приходится иметь дело на практике.

Наблюдения сильной L_α -эмиссии имеют важнейшее значение в астрономии. Это связано, в частности, с тем что L_α -эмиссия непрерывно возникает в галактиках с интенсивными процессами звездообразования, происходящими, в зависимости от конкретных физических условий, с самыми различными скоростями (от медленной эволюции до процессов взрывного характера), и которые

в настоящее время являются предметом специального изучения для разных астрономических школ.

Возможности астрономических УФ измерений далеко не исчерпаны. Необходимость дальнейшего проведения таких работ для уточнения характеристик темной материи постоянно возрастает. В следующем разделе мы обсуждаем оригинальную методику наблюдений смещенной в красную сторону водородной эмиссии в линии L_{α} .

2.3.3 Методика измерений эмиссионной водородной линии лайман-альфа на спектрографе с длинной щелью

Наиболее надежным способом измерения масс индивидуальных галактик является использование так называемых кривых вращения, см. рисунок 1. Для этого спектрограммы наблюдают методом длинной щели. Другие методы, например метод измерения масс с использованием лучевых скоростей отдельных галактик, входящих в группы или пары, менее надежен. Действительно, галактики могут быть и не связанными гравитационно, а собственные движения, получаемые с использованием лучевых скоростей, могут сильно отличаться от реальных, т.к. модули их скоростей неизвестны.

При использовании длинной щели получают кривую вращения, которая отображает кеплеровское вращение галактики при вполне обоснованных предположениях. Считается, что галактика стационарна, и ее внешние области вращаются по круговой орбите вокруг массы галактики, отнесенной к ее центру. При этом по видимому сжатию легко определить наклон плоскости симметрии галактики к лучу зрения и таким образом получить значение абсолютной скорости. Так как и внешние области принадлежат той же галактике, а измеряется лишь масса, лежащая внутри радиуса, где эти области расположены, желательно измерять лучевые скорости как можно у более внешних областей, масса которых мала по сравнению с полной массой галактики.

Плотность звездного населения быстро падает к краю галактики, поэтому получать континуум от звезд, чтобы измерить там лучевые скорости по линиям поглощения, практически невозможно. На краю галактик можно регистрировать лишь эмиссионные линии от наиболее

распространенного элемента – водорода. Радиоастрономическими методами регистрируется, например, линия нейтрального водорода на длине волны 21 см. Однако не всегда такой водород присутствует на окраинах галактик в достаточном количестве и в неионизованном состоянии. Встречаются галактики с частично ионизованными водородными облаками на далеких окраинах. При этом кривые вращения измеряют с Земли по линиям водорода H_α и H_β .

2.3.4 Критерии выбора объектов для измерений кривых вращения по эмиссии Лайман-альфа

Для того, чтобы увеличить количество объектов с известными кривыми вращения, построенными до максимально далеких расстояний от центра, можно использовать наиболее мощную эмиссию самого распространенного химического элемента – линию Лайман-альфа. Тогда в первую очередь необходимо выбрать пригодные для таких исследований галактики. Очевидно, что Лайман-альфа у выбранной галактики не должна поглощаться (рассеиваться) в нашей Галактике. Из [4, 5] следует, что в Галактике поглощаются фотоны в диапазоне 1216 ± 9 А, поэтому у галактик с $Z < 0.007$ линию Лайман-альфа наблюдать не удастся из-за непрозрачности в нашей Галактике.

Для таких исследований пригодны лишь спиральные галактики, поскольку форма иррегулярных галактик обычно неправильная, и они могут и не вращаться, а у эллиптических нет или очень слабы эмиссии, поскольку нет молодых объектов. Важным является угол наклона галактики к лучу зрения. Если этот угол близок к 90° , проекции скоростей на луч зрения будут малы или отсутствовать, т.е. строить кривые вращения в этом случае не удастся. Желательно, чтобы угол наклона, измеряемый по отношению диаметров внешних изофот вдоль большой и малой осей, был не более 60° .

Важным является количество точек, в которых можно независимо измерять лучевые скорости. Это количество зависит от углового разрешения вдоль щели спектрографа и видимого размера объекта. На орбитальных телескопах достижимо угловое разрешение 0.1 секунды дуги. Чтобы можно было бы измерить скорости хотя бы в 10 точках полуоси, диаметр галактики должен быть не менее 2-х

секунд. Если мы надеемся, например, получить кривую вращения до расстояния 100 кпк от центра выбранной галактики, то таким способом можно проводить исследования галактик и квазаров с $Z < 0.5$, т.к. длина в 100 кпк видна под углом 1 сек. дуги с расстояния 20000 Мпк.

Таким образом, при наличии орбитального УФ-телескопа со щелевым спектрографом, имеющим спектральное разрешение порядка 10-15 км/сек в районе Лайман-альфа, можно попытаться получать кривые вращения на окраинах любых галактик, удовлетворяющих приведенным выше условиям. Успех будет зависеть от наличия на больших расстояниях областей, излучающих достаточно мощную линию Лайман-альфа. В любом случае для того, чтобы зафиксировать эмиссионные линии на далеких окраинах галактик, потребуются длинные, вероятно, многочасовые экспозиции даже при использовании самых эффективных приемников излучения.

Этим методом можно исследовать не только наиболее далекие окраины галактик по сравнению с измерениями, проводимыми в видимой области, но и изучать тонкие эффекты, например, наличие распределенной массы в межгалактическом пространстве, включая и модель, основанную на тахионном нейтрино-антинейтринном фоне (см. ниже раздел 6).

2.3.5 Некоторые проблемы, связанные с темной материей

Специальный интерес представляют новейшие работы по статистическому (корреляционному) анализу характеристик УФ излучения от скоплений галактик, находящихся на разных стадиях эволюции [6]. Речь идет о галактиках с интенсивными процессами звездообразования, при больших красных смещениях ($Z \sim 4,5,6$). Эти данные позволяют, в частности, сделать выбор между различными моделями процессов звездообразования на фоне темной материи, уточнить параметры гало, выявить эффекты субгало ТМ, если таковые имеют место, и так далее.

Наличие скрытых масс необходимо также для объяснения наблюдаемого по рентгеновским и УФ измерениям огромного количества горячего газа в скоплениях галактик: в отсутствие темной материи, создающей дополнительное притяжение, горячие

газы давно бы испарились.

Тёмная материя в целом также правильно предсказывает результаты наблюдения «гравитационной фокусировки» (линзирования) в галактиках и скоплениях.

В то же время имеются и нерешенные вопросы, которые стимулируют поиск наиболее адекватных подходов к проблеме ТМ (см. следующий раздел). Так, определенный вызов теории тёмной материи, или, по меньшей мере, её самой популярной модели – холодной тёмной материи (CDM) представляет анализ движений вблизи центров галактик с пониженной поверхностной яркостью. Моделирование на основе «холодной тёмной материи» предсказывает определенную форму кривых вращения в центрах систем с преобладанием тёмной материи. Наблюдения фактических кривых вращения не показывают предсказанной формы. Это так называемая «проблема порогового гало», когда отсутствуют эффекты неизбежного сгущивания массивных частиц CDM вблизи центра масс. Нет также ожидаемых эффектов (как следует из результатов численного моделирования) образования многочисленных субгало ТМ.

2.3.6 Особенности брадионного нейтрино-антинейтринного фона

Вначале одним из первых и почти единственным реалистическим кандидатом на роль темной материи предлагались брадионные (то есть обычные досветовые) нейтрино.

Принято считать, что нейтрино-антинейтринный фон («море» свободных нейтрино и антинейтрино) образовался (отделился) в радиационно-доминированной Вселенной в основном в результате аннигиляции лептонов на пороге термодинамически равновесных реакций типа: $e^+ + e^- \leftrightarrow \nu + \bar{\nu}$. Эти реакции могли происходить при температурах около $T \geq 1\text{MeV}$, что соответствует космологическим красным смещениям порядка $z \approx 6 \times 10^9$. Будучи фермионами, свободные нейтрино (и антинейтрино) должны подчиняться равновесному распределению Ферми, температура которого неуклонно понижалась по мере расширения нашей Вселенной. То же самое потом происходило с планковским распределением

реликтовых фотонов, оставшихся (отделившихся) после эпохи рекомбинации водорода.

Итак, фоновые нейтрино образовались (отделились) гораздо раньше, чем фотоны, но при значительно более высоких температурах электронной плазмы. Их температура в нашу эпоху

$T_\nu = (4/11)^{1/3} T_\gamma \approx 2.1^\circ K$ оказывается очень низкой – порядка (и даже несколько меньше) температуры микроволнового

космического излучения $T_\gamma \approx 2.73^\circ K$. Плотность же нейтринного фона, определяемая плотностью равновесных лептонов на эпоху отделения нейтрино, также сопоставима с плотностью СМВ (cosmic microwave background radiation), то есть слишком мала, чтобы давать сколько-нибудь заметный вклад в плотность ТМ.

Однако, в отличие от реально наблюдаемого и интенсивно исследуемого СМВ, фоновые нейтрино непосредственно наблюдать практически невозможно, так как их энергия лежит гораздо ниже порога известных реакций, а гравитационный вклад в ТМ, как уже отмечалось, также пренебрежимо мал.

Решающее значение для корректной оценки возможного вклада нейтрино в темную материю имеет их масса. Так, по некоторым данным [7], если бы массы нейтрино в среднем превышали $m_\nu > 1.5eV$, то конденсата реликтовых нерелятивистских нейтрино трех поколений могло бы оказаться достаточно для объяснения заметной доли темной материи во Вселенной.

Однако, в течение ряда лет, начиная с известных экспериментов по бета-распаду трития (реакция ${}^3H \rightarrow {}^3He + e^- + \bar{\nu}_e$) и кончая последними данными по нейтринным осцилляциям, оценки масс нейтрино неуклонно снижаются от масштабов в несколько eV вплоть до порядка meV (один милли электрон-вольт $1meV = 10^{-3}eV$).

В результате вклад такого фермионного фона в темную материю оказывается недостаточным (менее одного процента). Именно это обстоятельство вынуждает выдвигать на роль кандидатов в носители темной материи экзотические и ненаблюдаемые (по крайней мере до сих пор) тяжелые массивные частицы типа вимпов в избытке поставляемые суперсимметричными расширениями Стандартной

модели физики частиц, либо гипотетические сверхлегкие (легче нейтрино) псевдоскалярные аксионы. Создалась небывалая драматическая ситуация, когда большая часть (96%) материального содержания Вселенной (по последним оценкам 23% ТМ плюс 73% темной энергии (ТЭ)) оказывается «темной», то есть необъяснимой в рамках современной физики.

2.3.7 Общая характеристика тахионного нейтрино-антинейтринного фона

Ситуация меняется кардинально, если в соответствии с возникающими в последнее время тенденциями, допустить, что нейтрино, обладающие массой, могут находиться также в тахионных (сверхсветовых) состояниях.

Только тогда, привлекая тахионные представления группы Лоренца, можно естественным образом совместить конечность масс нейтрино с киральностью, то есть с тем фундаментальным фактом, следующим из экспериментов по нарушению четности в слабых взаимодействиях, что все нейтрино – левые (а все антинейтрино – правые). Таким образом, вопрос состоит в том, насколько реалистичен выдвигаемый принцип тахионности нейтрино. К данному вопросу можно подойти двояко: можно считать, что все нейтрино – тахионы, либо только первичные нейтрино темной материи.

В случае тахионов каноническое квантование не работает (не выполняется принцип Паули), и свободные нейтрино больше не обязаны подчиняться статистике Ферми. Тогда возникает возможность, что реакции с выделением нейтрино в первичных слабых взаимодействиях почти сразу становятся необратимыми: $e^+ + e^- \rightarrow \nu + \bar{\nu}$, то есть приводят к новому тахионному состоянию материи и, вообще говоря, явно нарушают термодинамическое равновесие, по крайней мере, в смысле ферми-распределения.

Могут ли они тогда, в принципе, подчиняться релятивистскому тахионному распределению Ютнера, или соответствующему дискретному распределению типа Тцалиса, или же, будучи вообще не термальными, отвечать, например, некоторому степенному распределению, аналогично синхротронному излучению, это требует теперь специального исследования.

Существенно, что в случае явного нарушения локального термодинамического равновесия имеет место принципиальное отличие от аннигиляции в фотоны. Тогда главный вопрос состоит в том, что нельзя ли ожидать массовой переработки первичных лептонов выше (и гораздо выше) MeV-ного порога (когда их много больше) в тахионные нейтрино? Тогда нейтрино (и антинейтрино) сразу будут выходить из игры, создавая практически стерильный нейтринный фон ТМ. Этот фон вряд ли будет способен адиабатически охлаждаться с расширением Вселенной. Более вероятно, что он поведет себя квази-изотермически, постепенно выходя на изотермический режим.

Во всяком случае, при относительно низких энергиях свободные тахионные нейтрино всех типов заведомо не могут аннигилировать при расширении Вселенной. Однажды возникнув, они были бы способны, в принципе, аккумулироваться, как и гипотетические аксионы, без каких-либо ограничений вплоть до плотности, соответствующей наблюдаемой сегодня темной материи, то есть порядка $\approx 23\%$ от критической плотности $\varepsilon_{cr} \sim (10^{-3} eV)^4$, или, в других единицах, $\varepsilon_{cr} \sim 10^{-29} g/cm^3$.

При этом следует ожидать, что тахионное нейтрино-антинейтринное море, в которое погружена вся остальная (барионная, лептонная и мезонная) материя, эффективно может вести себя как некоторое фоновое поле скалярного (или псевдоскалярного) типа $\Phi = \Phi(\nu, \bar{\nu})$ [8].

Действительно, вследствие того, что тахионное нейтринное поле не требует квантования, образование нейтринного конденсата из свободных нейтрино становится проблематичным, так как теперь они не могут образовывать куперовские пары.

В то же время три поколения нейтрино могут восприниматься как нейтрино-антинейтринный конгломерат (не конденсат!), который и можно описать как эффективно скалярное или псевдоскалярное поле $\Phi = \Phi(\nu, \bar{\nu})$.

Основные характеристики тахионного нейтрино-антинейтринного конгломерата таковы:

Φ -поле является гравитирующим скалярным (псевдоскалярным)

тахинным полем, и как таковое должно входить в уравнения Эйнштейна общей теории относительности с соответствующим тензором энергии-импульса псевдоскалярного поля.

Характерный энергетический масштаб нейтрино-антинейтринного Φ -поля определяется массой нейтрино порядка $m_\nu \sim (10^{-1} \div 10^{-3}) eV$. При доступных значениях энергий буст-фактор нейтрино $E/m_\nu c^2$ при $m_\nu \sim 10^{-3} eV$ всегда настолько велик, что типичные скорости нейтрино чрезвычайно близки к скорости света (хотя и несколько ее превышают). Таким образом, кинематически тахионные нейтрино в эксперименте трудно отличить от обычных ультрарелятивистских частиц той же массы.

Замечание: Это свойство нейтрино кардинально отличает их от гипотетических, но с необходимостью введенных нами ранее [6] носителей квази-статических электрических полей (статонов) темной энергии, скорости которых на много порядков превышают скорость света, представляя так называемые трансцендентальные тахионы, субчастицы, не являющиеся обычными элементарными частицами, отвечающими определенным представлениям группы Лоренца.

Минимальный масштаб $m_\nu \sim 10^{-3} eV$ позволяет оценить максимальную среднюю эффективную концентрацию частиц нейтрино в пространстве. Поскольку указанный масштаб соответствует (в естественных единицах $\hbar = c = 1$) следующей обратной длине: $10^{-3} eV = 1 meV \approx 0.5 \cdot 10^2 cm^{-1}$, то эффективная концентрация частиц, соответствующая критической плотности энергии $(10^{-3} eV)^4$ будет $1 meV^{-3} \approx 1.25 \cdot 10^5 cm^{-3}$. Тогда необходимая максимальная концентрация всех нейтрино в темной материи оказывается приблизительно в 4-5 раз меньше указанного критического значения, то есть $n_\nu \approx (2.5 \div 2.9) \cdot 10^4 cm^{-3}$, что и требовалось.

2.3.8 Спинорное представление скалярного нейтринного конгломерата

В подходе к проблеме темной энергии мы представляли

ее космологическим скалярным полем, являющимся простой суперпозицией квази-статических полей, производимых электрическими зарядами разных знаков: $2\phi = \phi_+ + \phi_-$. Фактор 2 здесь поставлен из соображений удобства и при других используемых нормировках может быть заменен на единицу или $\sqrt{}$. Разумеется, эта суперпозиция соответствует эффективно электрически нейтральному вещественному скалярному полю.

В случае нейтрино проблема состоит в том, как математически преобразовать изначально спинорные поля нейтрино и антинейтрино в наблюдаемое вещественное поле скалярного типа.

Идея нашего подхода состоит в следующем. По аналогии с комплексными скалярными полями мы принимаем следующий анзац.

Совокупное поле, образованное левыми нейтрино и правыми антинейтрино трех поколений ($i = (1, 2, 3)$) представляется бикомплексным спинором:

$$\Psi_i = \nu_i + i\bar{\nu}_i \quad (1)$$

Упуская далее для простоты нижний индекс в (1) (или, что то же, ограничиваясь одним поколением лептонов) и выписывая эрмитово-сопряженный член, имеем: $\Psi = \nu + i\bar{\nu}$, $\Psi^+ = \nu^+ - i\bar{\nu}^+$.

Здесь, как обычно, нейтрино с помощью матриц γ^5 описывается левым дираковским спинором:

$$\nu = \psi(\nu) = \psi_L = P_L \psi = \frac{1}{2}(1 - \gamma^5)\psi \quad (2)$$

а антинейтрино – правым:

$$\bar{\nu} = \psi(\bar{\nu}) = \psi_R = P_R \psi = \frac{1}{2}(1 + \gamma^5)\psi \quad (3)$$

Отсюда для скалярного поля, составленного квадратично из свободных спинорных полей нейтрино $\nu^2 = \nu^+ \nu = \psi_L^+ \psi_L$ и антинейтрино $\bar{\nu}^2 = \bar{\nu}^+ \bar{\nu} = \psi_R^+ \psi_R$, находим.

$$\Psi = \nu + i\bar{\nu} \Rightarrow \Phi = \Psi^+ \Psi = \nu^2 + \bar{\nu}^2, \quad (4)$$

при этом перекрестные члены исчезают: $\nu^+ \bar{\nu} = \psi_L^+ \psi_R = 0$, $\bar{\nu}^+ \nu = \psi_R^+ \psi_L = 0$. Заметим, что при использовании дираковски-сопряженных величин (типа $\bar{\psi} = \psi^+ \gamma^0$, где γ^0 - матрица Дирака) вместо эрмитово-сопряженных (типа ψ^+) ситуация обратная – квадратичные члены исчезают, а перекрестные отличны от нуля. Но это нарушает киральность и неприемлемо для тахионных нейтрино.

В то же время соотношение (4) нарушает обычную лоренц-инвариантность (относительно бустов для брадионов). Однако, как показано в [9,10], в случае тахионов (то есть нейтрино) обычная (брадионная) группа Лоренца трансформируется в так называемую тахионную группу Лоренца, так что инвариантности относительно брадионных лоренцовских бустов уже не требуется.

Аналогично, с помощью дираковских матриц γ^5 можно определить псевдоскалярное представление для нейтрино-антинейтринного конгломерата. Тогда вместо (4) получим:

$$\Phi = \Psi^+ \gamma^5 \Psi = -\nu^2 + \bar{\nu}^2 \quad (5)$$

где при вычислении правой части учтено, что $\gamma^5 P_L = -P_L$ и $\gamma^5 P_R = +P_R$. Однако скалярный вариант (4), будучи симметричным по ν и $\bar{\nu}$, представляется более подходящим, хотя незначительную примесь псевдоскалярного поля мы не исключаем.

Очевидно, Φ -поле обладает практически нулевым сублептонным (по Зельдовичу, «нейтринным») $(\nu - \bar{\nu})$ -зарядом, также как эффективное антискалярное поле ϕ темной энергии незаряженной Вселенной электрически нейтрально.

Итак, мы определили второе (после антискалярного статонного) фундаментальное гравитирующее поле скалярного типа $\Phi = \Phi(\nu, \bar{\nu}) = \Psi^+ \Psi = \nu^2 + \bar{\nu}^2$, $\Psi = \nu + i\bar{\nu}$, которое может отвечать за феномен темной материи и подлежит дальнейшему детальному

изучению. Это массивное тахионное скалярное поле с характерным энергетическим масштабом, задаваемым массой нейтрино.

Наконец, последнее по порядку, но не по значимости, замечание. Вследствие тахионности Φ -поле нейтрино не может сгущаться в компактные области (субгало), что в дальнейшем должно быть подтверждено соответствующими наблюдениями гравитационных эффектов во всех спектральных диапазонах, от УФ до радио-данных. В частности, кривые вращения должны показывать отклонение от законов Ньютона (насыщение) на максимально доступных для наблюдений расстояниях. Оценки показывают [3, 8], что характерные размеры нейтринных гало могут иметь порядок Мпк.

Список литературы

[1] *Primack J.R.* Dark matter and galaxy formation. // ArXiv: astro-ph/0909.2021, Р. 1-37.

[2] *Липовецкий В.А., Неизвестный С.Н., Неизвестная О.М.* Каталог сейфертовских галактик. Издание САО АН СССР // Сообщения САО. Выпуск № 55, 1987. С. 1-31.

[3] *Мычелкин Э.Г., Денисюк Э.К.* Кривые вращения галактик и нейтринный фон // Журнал «ПЭОС». 2009. КазГУ им. Аль-Фараби РК. Выпуск 12. Том 2. Алматы. 10 с.

[4] *Schaerer D., Hayes M., Verhamme A., Teyssier R.* Grid of LyA radiation transfer models for the interpretation of distant galaxies // Astronomy & Astrophysics, ESO , 2011, ArXiv: astro-ph/1104.5383, Р. 1-7.

[5] *Danforth C. W., Stocke J.T.*, Broadly emission from three nearby BL Lasert AE objects // ApJ, 2011, ArXiv: astro-ph/1102.5044, Р. 1-9

[6] *Lee K-S et al.* Mapping the dark matter from UV light at high redshift: an empirical approach to understand galaxy statistics. // Preprint: Yale Center for Astronomy and Astrophysics, New Haven, 2009. Р. 1-25.

[7] *Nieuwenhuizen T. M.* Do non-relativistic neutrinos constitute the dark matter? // Europhysics Letters 2009, 86, 59001.

[8] *Mychelkin E.G.* On the origin of fundamental scalar fields // Изв. НАН РК, физ.-мат. сер., 2010, №4. С. 36-40; ‘Neutrinos and Gravity’ Report on MG13, Stockholm, 2012.

[9] *Мычелкин Э.Г., Савельев В.Л., Макуков М.А.* Нейтрино как темная материя // Материалы международной конференции памяти академика М.М. Абдильдина «Актуальные проблемы современной физики», Алматы, 15-16 марта 2013 г., с. 42

[10] *Мычелкин Э.Г., Савельев В.Л., Макуков М.А.* Три возможных состояния гравитирующего фона нейтрино: брадионное, тахионное и смешанное // Материалы международной конференции «Фридмановские чтения», Пермь, 24-28 июня 2013 г.

2.4 Спектральная переменность галактик Сейферта

Гайсина В.Н., Денисюк Э.К., Валиуллин Р.Р.

В 1942 году Карл Сейферт обратил внимание на необычные свойства некоторых из исследованных им галактик. Это: высокая светимость звездообразного ядра, сравнимая со светимостью остальной части галактики, или со светимостью сверхновой в максимуме блеска, усиленный ультрафиолетовый континуум, необычно большие скорости газа в ядре, о чем свидетельствуют широкие эмиссионные линии водорода.

В его список тогда вошли всего 6 галактик из New General Catalogue или NGC: 1068, 1275, 7469, 4151, 4051 и 3516, но позднее оказалось, что таких галактик очень много. Галактики Сейферта или сейфертовские галактики (СГ) составляют подкласс объектов с активными ядрами.

Квazarы, лацертиды, сейфертовские галактики и радиогалактики относятся к внегалактическим объектам с активными ядрами. Основное отличие активных ядер галактик (АЯГ) друг от друга – разные отношения светимости ядра к светимости галактики в целом, так у квазаров оно составляет в среднем 99%, лацертид – 90%, а у сейфертовских галактик – 20-30%.

Активные ядра галактик являются самыми яркими объектами во Вселенной. Высокую мощность энерговыделения активные ядра сохраняют на протяжении миллионов лет. Галактики с активными ядрами составляют несколько процентов от полного числа галактик. Наиболее многочисленным подклассом галактик с активными ядрами являются сейфертовские галактики. Однако даже ближайшие СГ находятся от нас так далеко, что исследование внутренней структуры ядра оказывается затруднительным.

Наличие звездообразного ядра, радиоизлучения и ультрафиолетового избытка делают сейфертовские галактики похожими на квазары, но только с меньшими красными смещениями. По выражению И.С.Шкловского в «ядре сейфертовской галактики находится мини-квазар».

Е.Ye. Khachikian и D.W. Weedman (1971 г.) были первыми, кто

понял, что существуют два класса СГ, которые различаются по наличию или отсутствию широких разрешённых эмиссионных линий. СГ 1-го типа имеют два набора эмиссионных линий, наложенных один на другой. Первый комплект линий формируется в ионизованном газе низкой плотности ($n_e \sim 10^3 - 10^6 \text{ см}^{-3}$), ширина линий соответствует скоростям в несколько сотен километров в секунду (т.е. несколько шире, чем эмиссионные линии в обычных галактиках), их называют «узкими линиями». Второй комплект «широких линий» представлен только разрешёнными переходами. Эти линии имеют ширину вплоть до 10^4 км/с . Отсутствие широких запрещённых эмиссионных линий указывает, на высокую плотность газа ($n_e \geq 10^6 \text{ см}^{-3}$).

Отличие СГ2 от СГ1 состоит в том, что в спектре СГ2 присутствуют только «узкие» линии.

О спектральной переменности АЯГ стало известно не сразу. Первое время считалось, что спектры АЯГ стабильны, каждый класс объектов имеет, как говорилось выше, свой тип спектра (отсюда и классификация). В 1970г. А.Черепашук и В. Лютый начали наблюдения СГ NGC 4151 в линии H_α с целью попытаться обнаружить возможную переменность интенсивности линии. До этого был известен только один случай спектральной переменности у СГ NGC 3516. Согласно наблюдениям Карла Сейферта в 1942 году широкая компонента линии H_β этой СГ была очень сильной, а на спектрограмме, снятой в 1967 году, она отсутствовала. Результаты наблюдений А.Черепашука и В.Лютото оказались настолько неожиданными, что в течение 5 лет со времени публикации (1973г.) никто не хотел в них верить. И только в 1978 году, когда были опубликованы результаты наблюдений NGC 4151 со специализированного ультрафиолетового спутника IUE (International Ultraviolet Explorer) в линии углерода CIV $\lambda=1550\text{\AA}$, результаты наблюдений Черепашука и Лютото в линии H_α наконец признали.

Постоянно происходящие изменения в СГ требуют непрерывного слежения за их физическими характеристиками для того, чтобы сделать выводы о физической природе таких объектов и происходящих там процессах. По этим причинам ядра квазаров и СГ изучаются на всех крупных обсерваториях мира, а также

и на телескопах, работающих на орбитах за пределами земной атмосферы.

Класс переменных СГ был выделен на основании исследований, проводимых методом широкополосной фотометрии, однако более важным оказался спектральный метод. Это обусловлено тем, что именно спектральные методы позволяют исследовать структуры окооядерных областей СГ. Переменное излучение центрального источника ионизует вещество около ядра, в результате чего в спектре галактики появляется набор различных переменных эмиссионных линий. Время запаздывания изменений эмиссий по отношению к изменению излучения от ядра позволяет получить данные об устройстве окооядерных областей СГ: размеры, плотности, химический состав, скорости движения различных объектов в окооядерном пространстве.

Наблюдения галактик Сейферта в Астрофизическом институте им. В.Г. Фесенкова начались в конце 60-х годов прошлого века. За 40 с лишним лет накоплен огромный материал по СГ. Наблюдения проводятся в двух диапазонах: в области эмиссионных линий $H_{\beta}(\lambda\lambda=4200-5500\text{\AA})$ и $H_{\alpha}(\lambda\lambda=6000-7100\text{\AA})$.

Активные процессы в галактических ядрах на разных временных интервалах обнаружены в целом ряде галактик. Изменения потока излучения центрального источника, а вслед за ним изменения физических параметров в окооядерных областях, проявляются в переменности абсолютных потоков, излучаемых в линиях.

В данной работе представлены результаты спектральной переменности галактик, по которым в АФИФ были получены длительные ряды спектральных и фотометрических данных.

Важной физической характеристикой ядер и окооядерного пространства является амплитуда переменности разрешенных эмиссионных линий. Нами исследовались эмиссии H_{α} и H_{β} . При этом абсолютное значение потока эмиссий H_{α} и H_{β} вычислялись путем использования в качестве стандартов абсолютных потоков от рядом расположенных постоянных и надежно измеренных линий [SII] или [OIII], соответственно. Абсолютные потоки в эмиссионных линиях [SII] и [OIII] получены с использованием стандартных звезд с известным распределением энергии в их

спектрах [1]. Координаты галактик приводятся для эпохи 2000 года.

2.4.1 Наблюдения

Все наблюдения выполнены в Астрофизическом институте им. В.Г. Фесенкова на телескопе АЗТ-8 с диаметром главного зеркала 70 см и фокусным расстоянием 11.2м. При наблюдении использовался дифракционный спектрограф оригинальной конструкции [2]. До 2000 г. основным приемником излучения на выходе спектрографа был трехкаскадный электронно-оптический преобразователь (ЭОП) типа УМ-92, а регистрация проводилась на астрономической фотопленке типа А-600 или на аналогичной, близкой по характеристикам.

Начиная с 2000 г. в качестве приемника излучения применяется CCD-камера типа ST-7, а с конца 2002 г. – ST-8 (1520x1030 пс). В зависимости от используемой дифракционной решетки и объектива камеры спектрограммы на выходе спектрографа получалось спектральное разрешение в пределах 2.5–5.0 Å. Ширина входной щели составляла 4»–10». Как правило, для повышения точности результатов спектр исследуемой галактики экспонировался от 2 до 6 раз подряд с экспозициями от 2 до 30 мин в зависимости от дисперсии и яркости ядра галактики.

Сейфертовская галактика Mrk 335 (класс – Sy1), наблюдается в АФИФ с 1973 года. Получено 111 спектрограмм, общая экспозиция 1885 мин. СГ Mrk 335 имеет координаты: $\alpha=00^{\text{h}}06^{\text{m}}19^{\text{s}}.582$; $\delta=+20^{\circ}12'10''.58$. Красное смещение объекта – $z = 0.025418$. Расстояние до галактики 104 Мрс. Масса галактики – $10,8 \cdot 10^7 M_{\odot}$.

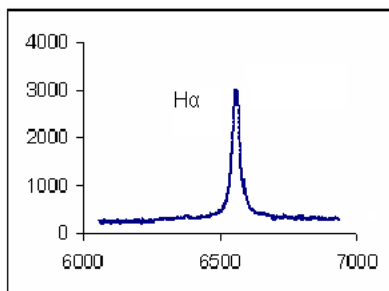
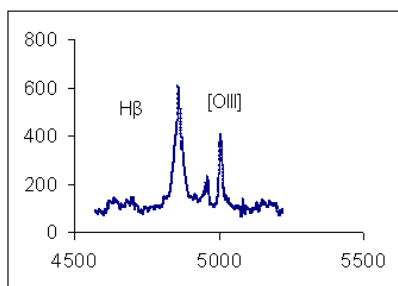


Рисунок 1 Спектрограмма Mrk 335 в области бальмеровской линии Hβ (7 октября 1994 г.)

Рисунок 2 Спектрограмма Mrk 335 в области бальмеровской линии Hα (18 сентября 2009 г.)

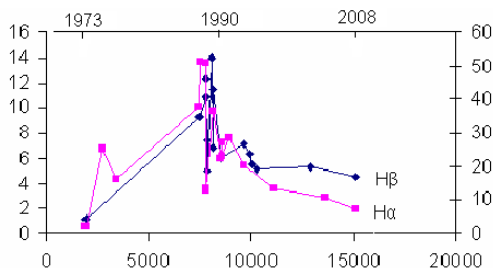
На рисунке 3 кривые изменения потоков в линиях H_α и H_β для СГ Mrk 335, которые показывают, что после минимума в 1972–1973 годах (JD 2441636–2444177) значения потоков излучения в линиях H_α и H_β возросли вплоть до 1994 года (JD 2449636), но затем началось их плавное уменьшение, которое продолжается до настоящего времени.

Возрастание потока излучения объясняется приходом в район центрального тела (ЦТ) галактики новой порции диффузного вещества и поглощением его сверхмассивной чёрной дырой (СМЧД). Падение же потоков излучения можно объяснить завершением процесса поглощения вещества.

Сейфертовская галактика 3C120 (класс – Sy1) – мощный радиоисточник с оптическим спектром характерным для СГ, наблюдается в АФИФ с 1975 года. Получено 81 спектрограмма, общая экспозиция 1986 мин. СГ 3C120 имеет координаты: $\alpha=04^h 33^m 11^s.096$; $\delta=+05^\circ 21' 15''.62$. Красное смещение объекта – $z = 0.033573$. Расстояние до галактики 132.4 Мрс. Масса галактики – $e 13,4 \cdot 10^7 M_\odot$.

Сейфертовская галактика Mrk 231, расположена в направлении созвездия Большая Медведица в 173.9 Мрс от нас. Это довольно крупная галактика, по общей звездной массе превышающая Млечный путь примерно в три раза, в центре которой находится черная дыра, тоже в три раза массивней нашей. Известно, что в настоящий момент СГ Mrk 231 сливается с другой галактикой.

СГ Mrk 231 наблюдается в АФИФ с 1976 года. Получено 33 спектрограммы, общая экспозиция 628 мин. СГ Mrk 231 имеет следующие координаты: $\alpha=12^h 56^m 14^s.234$; $\delta=+56^\circ 52' 25''.24$. Красное смещение объекта – $z = 0.04147$. По своим характеристикам СГ Mrk 231 близка к квазарам.



По оси X – юлианская дата - 2440000, по оси Y – поток в единицах $10^{-13} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$ для линии H_β – левая ось, для линии H_α – правая ось

Рисунок 3 Изменения абсолютных значений потоков излучения в бальмеровских линиях H_β и H_α СГ Mrk 335

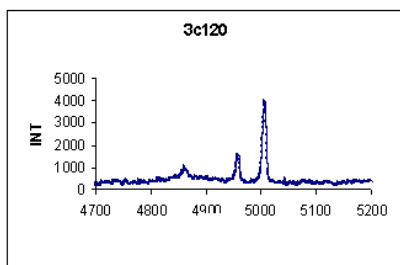


Рисунок 4 Спектрограмма 3C120 в области бальмеровской линии $H\beta$ и (4 ноября 2007 г.)

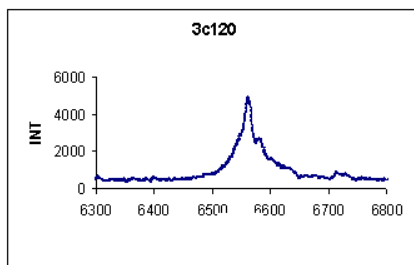


Рисунок 5 Спектрограмма 3C120 в области бальмеровской линии $H\alpha$ (8 февраля 2007 г.)

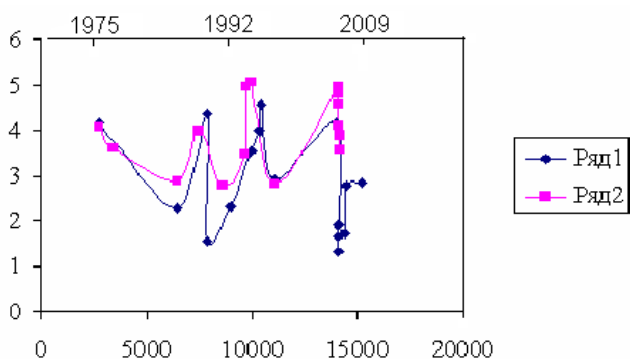


Рисунок 6 Изменения абсолютных значений потоков излучения в бальмеровских линиях $H\beta$ (ряд 1) и $H\alpha$ (ряд 2) для СГ 3C120 По оси X – юлианская дата – 2440000, по оси Y – поток в 10-13 ergs · s⁻¹ · cm⁻².

(Масштаб для $H\beta$ 1:2)

На рисунке 6 показаны кривые изменения потоков в линиях H_α и H_β для СГ 3C120.

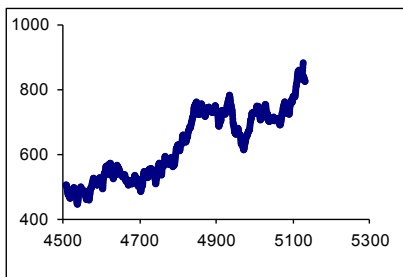


Рисунок 7 Спектрограмма Mrk 231 в области бальмеровской линии $H\beta$ (16.06.1994 г.)

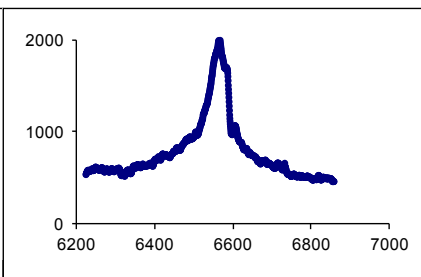


Рисунок 8 Спектрограмма Mrk 231 в области бальмеровской линии $H\alpha$ (29.06.1994 г.)

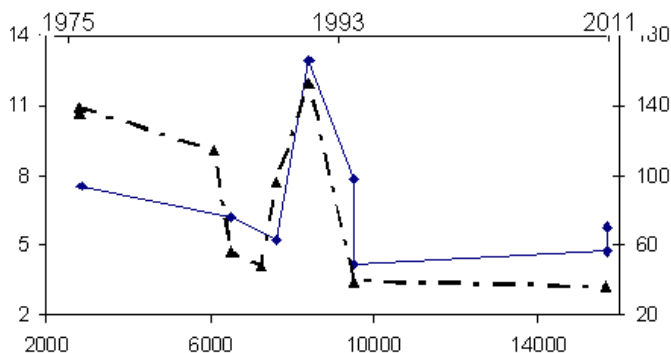


Рисунок 9. Изменения относительного потока излучения в бальмеровских линиях $H\beta$ (сплошная линия) и $H\alpha$ (пунктирная линия) По оси X – юлианская дата – 2440000, по оси Y – отношения потоков $F_{H\beta}/F_{H\alpha}$ (левая ось) и $F_{H\alpha}/F_{H\beta}$ (правая ось).

На рисунке 9 показаны кривые изменения относительных потоков в линиях H_α и H_β для СГ Mrk 231. Кривые изменения относительных потоков в линиях H_α и H_β показывают, что после относительно плавного уменьшения потоков излучения в период с 1976 года по 1989 год, наблюдался резкий всплеск излучения. После достижения своего максимума в 1991 году поток излучения в линиях H_α и H_β упал до своего минимального значения, который сохраняется по настоящее время.

Сейфертовская галактика Mrk 79 (тип SB, класс – Sy 1.2), наблюдается в АФИФ с 1975 года. Получено 28 спектрограмм, общая экспозиция 574 мин. СГ Mrk 79 имеет следующие координаты: $\alpha=7^h 42^m 32^s.877$, $\delta=+49^\circ 48' 35''.03$ Красное смещение объекта $z = 0.022185$. Расстояние до галактики 87.6 Мpc. Масса галактики – $10,1 \cdot 10^7 M_\odot$.

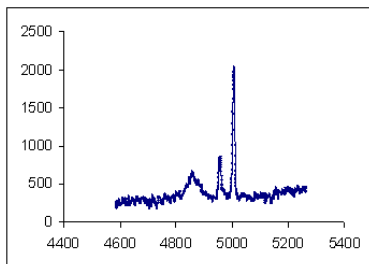


Рисунок 10 Спектрограмма Mrk 79 в области бальмеровской линии $H\beta$ (30.01.2009 г.)

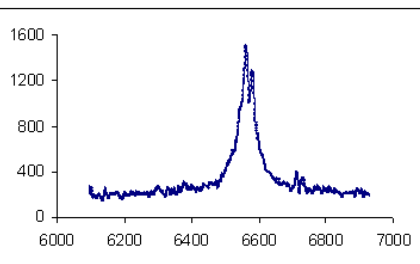


Рисунок 11 Спектрограмма Mrk 79 в области бальмеровской линии $H\alpha$ (04.04.2004 г.)

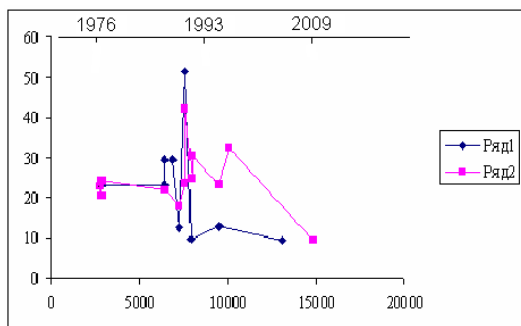


Рисунок 12 Изменения абсолютных значений потоков излучения в бальмеровских линиях $H\alpha$ (ряд 1) и $H\beta$ (ряд 2) для СГ Mrk 79. По оси X – юлианские даты - 2440000, по оси Y – абсолютные значения потоков в линиях $H\alpha$ в единицах $10^{-15} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$ и $H\beta$ в единицах $10^{-16} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$

Приведенные на рисунке 12 кривые изменения потоков в линиях $H\alpha$ и $H\beta$, построенные впервые на максимально длинном интервале времени, показывают, что после относительно спокойной фазы, продолжавшейся с начала спектральных наблюдений этой галактики до середины 1985 г., начали происходить заметные изменения этих потоков. Так, поток обеих линий сначала уменьшился, у $H\alpha$ примерно вдвое, а позже вырос примерно в два с половиной раз.

Сейфертовская галактика NGC 3516 [3] (линзообразная галактика типа SBO, класс – Sy 1.5), наблюдается в АФИФ с 1976, года. Получено 198 спектрограмм, общая экспозиция 3452 мин. СГ NGC 3516 имеет следующие координаты: $\alpha=11^{\text{h}} 06^{\text{m}} 47^{\text{s}}.494$, $\delta=+72^{\circ} 34' 06''.70$. Красное смещение объекта – $z = 0.008816$. Расстояние до галактики 36 Мрс. Масса галактики $10^{11} M_{\odot}$.

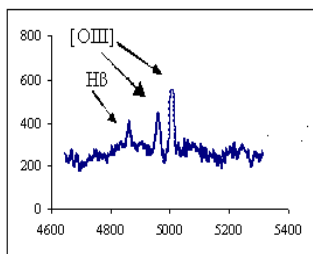


Рисунок 13 Спектрограмма NGC 3516 в области бальмеровской линии $H\beta$ (16.12.2009 г.)

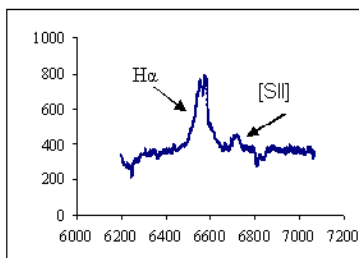


Рисунок 14 Спектрограмма NGC 3516 в области бальмеровской линии $H\alpha$ (19.11.2009 г.)

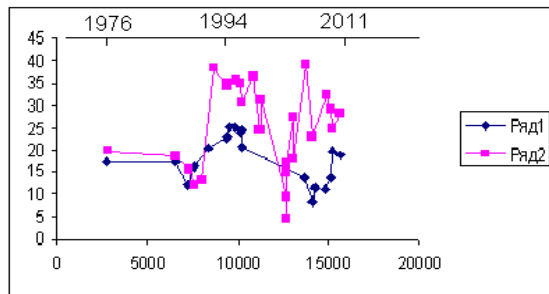


Рисунок 15 Изменения абсолютных значений потоков излучения в бальмеровских линиях H β (ряд 1) и H α (ряд 2) для СГ NGC 3516. По оси X – юлианские даты - 2440000, по оси Y – абсолютные значения потоков в линиях H α и H β (1/4) в единицах 10⁻¹³ ergs*s⁻¹*cm⁻²

Приведенные выше графики – результаты 35 летних исследований СГ NGC 3516. Следует отметить что, начиная с минимума в 1988г. (JD2447205), излучение в линиях водорода сначала показывает монотонное увеличение излучения до максимума в 1995г. (JD2449748), а затем медленное падение до уровня первоначального минимума в 2003 (JD 2452663). Увеличение потока в линиях происходило за 7 лет, а возвращение на прежнее значение потока в минимуме происходило за 8 лет. В общей сложности весь процесс занял около 15 лет. При этом поток излучения в эмиссионных линиях H α и H β изменился более чем в два раза.

Сейфертовская галактика NGC 7469 (спиральная галактика с перемычкой (SBa), класс – Sy 1), наблюдается в АФИФ с 1975 года. Получено 140 спектрограмм, общая экспозиция 2608 мин. СГ NGC 3516 имеет следующие координаты: $\alpha=23^h03^m15^s.674$, $\delta=+8^\circ52'25''.28$. Красное смещение объекта – $z=0.01588$. Расстояние до галактики 66 Мpc. Масса галактики $10^{11}M_{\odot}$.

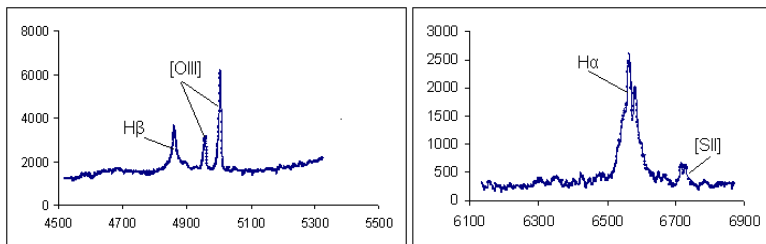


Рисунок 16 Спектрограмма NGC 7469 в области бальмеровской линии H β (10.10.2007 г.)

Рисунок 17 Спектрограмма NGC 7469 в области бальмеровской линии H α (24.08.2009 г.)

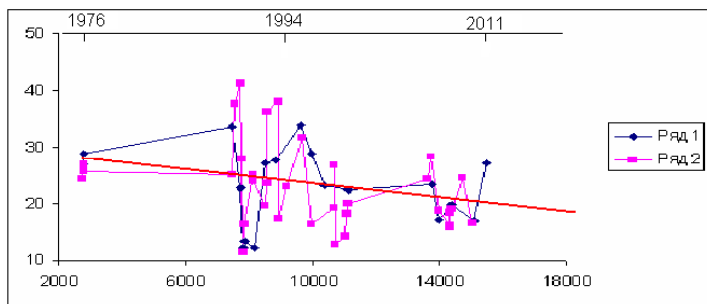


Рисунок 18 Изменения абсолютных значений потоков излучения в бальмеровских линиях $H\beta$ (ряд 1) и $H\alpha$ (ряд 2) и для СГ NGC 7469.

По оси X – юлианская дата – 2440000, по оси Y – абсолютный поток в линиях $H\beta$ и $H\alpha$ (Масштаб: 1:5) Единица измерения потока – $10^{-13} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$. Наклонной красной линией показано падение абсолютных потоков в эмиссионных линиях $H\alpha$ и $H\beta$ за 37 лет.

Анализ изменения потоков в эмиссионных линиях $H\alpha$ и $H\beta$ показывает, что галактика NGC 7469 переменна. Поток в эмиссионных линиях в целом уменьшается на протяжении 37 лет. В 1989 году наблюдался глубокий минимум. В это время исчезли крылья широких эмиссионных линий $H\alpha$ и $H\beta$ и произошел переход галактики из спектрального типа Sy1 в тип Sy2, как и в случае с галактикой NGC 4151 в 1987 году.

Сейфертовская галактика NGC 4051 (тип галактики SBbc, класс – Sy 1.5), наблюдается в АФИФ с 1991 года. Получено 71 спектрограмма, общая экспозиция 1591 мин. СГ NGC 4051 имеет следующие координаты: $\alpha=12^{\text{h}}03^{\text{m}}09^{\text{s}}.686$, $\delta=+44^{\circ}31'52''.54$. Красное смещение объекта $z = 0.00216$. Расстояние до галактики 9.4 Мpc. Масса галактики $8 \cdot 10^{11} M_{\odot}$.

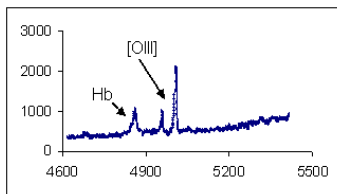


Рисунок 19 Спектрограмма NGC 4051 в области бальмеровской линии $H\beta$ (04.04.2008 г.)

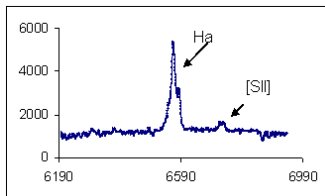


Рисунок 20 Спектрограмма NGC 4051 в области бальмеровской линии $H\alpha$ (13.04.2004 г.)

Общепринятого объяснения переменности ядер галактик не существует; более того, даже вопрос их возможной периодичности все еще остаётся дискуссионным. Одной из причин быстрой и сильной переменности активных ядер галактик может быть поступление в район их центрального тела дискретных масс вещества. В гравитационном поле центрального тела, масса которого – многие миллионы масс Солнца, такое вещество становится плазмой, излучающей за счет огромных ускорений и магнитных полей мощные потоки электромагнитного излучения во всех диапазонах длин волн, прежде всего – в наиболее коротковолновых. В этом случае всякая периодичность должна отсутствовать, что и наблюдается на самом деле. Другая возможная причина переменности – прохождение достаточно плотного облака между наблюдателем и ядром. При этом, учитывая компактность ядра, подобный эффект может возникнуть, даже если облако совсем небольшое, например, размера зародыша протозвезды.

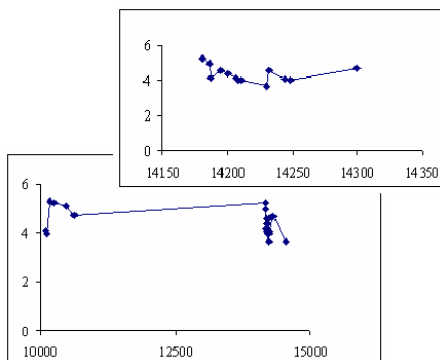


Рисунок 21 Изменение абсолютного значения потока излучения в бальмеровской линии Н β и фрагмент кривой на интервале времени в 200 дней для СГ NGC 4051. По оси X – джулианская дата – 2440000, по оси Y – абсолютный поток в эмиссионной линии Н β в единицах $10^{-13} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$

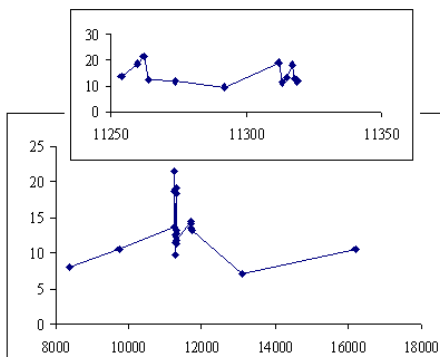


Рисунок 22 Изменение абсолютного значения потока излучения в бальмеровской линии Н α и фрагмент кривой на интервале времени в 100 дней для СГ NGC 4051. По оси X – джулианская дата – 2440000, по оси Y – абсолютный поток в эмиссионной линии Н α в единицах $10^{-13} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$

Анализ изменения потоков в эмиссионных линиях H_α и H_β показывает, что даже на коротком интервале времени потоки излучения СГ NGC 4051 могут меняться в 1.5-2.5 раза.

Список литературы

[1] Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л.Н. Спектрофотометрический каталог звезд // Издательство «Наука» Казахской ССР, 1988, С. 480.

[2] Denissyuk E.K. Spectrograph for faint objects: the device and the main results of observations // A&A Transactions. 2003, V. 22(2), P.175.

[3] Гайсина В.Н., Денисюк Э.К., Валиуллин Р.Р. Спектральная переменность АЯГ NGC 3516 // Известия, НАН РК, серия физ.-мат. наук 2012, № 3, стр.3-6.

2.5 ЧИСЛЕННОЕ МОДЕЛИРОВАНИЕ АКТИВНОСТИ ГАЛАКТИЧЕСКИХ ЯДЕР

Вильковиский Э.Я., Ефимов С.Н., Макуков М.А., Омаров Ч.Т.

2.5.1 Введение

Открытие активных ядер галактик (АЯГ) явилось крупнейшим достижением астрофизики двадцатого века. За истекшие полвека исследования этих объектов стали одним из ведущих и быстро развивающихся направлений мировой астрофизики, включающем в себя проблемы эволюции звёздных систем, физики чёрных дыр (ЧД) и космологии.

Активность галактических ядер обусловлена присутствием в центрах практически всех крупных галактик сверхмассивных чёрных дыр (СМЧД) с массами $M \sim 10^6 - 10^9$ солнечных масс, причём наблюдаемые свойства АЯГ в различных спектральных диапазонах демонстрируют большое разнообразие [1]. Основные различия свойств АЯГ могут быть интерпретированы в рамках единой «Обобщенной Унифицированной Модели АЯГ» [2, 3, 4] (рисунок 1).

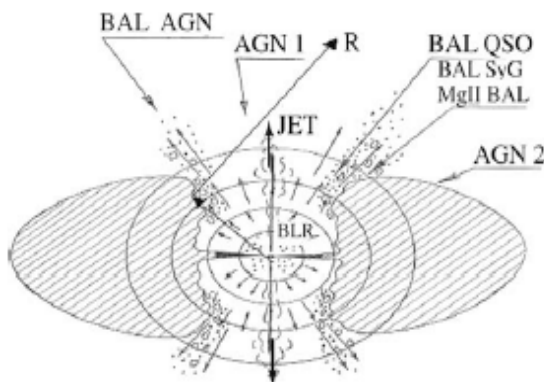


Рисунок 1 - Обобщённая унифицированная модель АЯГ.

В центре – СМЧД с аккреционным диском, овалы – изоденсы звёздной плотности, штриховкой показан поглощающий газопылевой тор, надписи вверху соответствуют различным типам АЯГ в зависимости от направления луча зрения наблюдателя.

Основная доля энергии АЯГ излучается аккреционным диском (АД) в ультрафиолете (УФ), и частично переизлучается пылевой средой поглощающего тора в инфракрасном диапазоне. Поглощающий газово-пылевой тор (показан штриховкой на рисунке 1) обеспечивает асимметрию наблюдаемых свойств АЯГ в зависимости от направления луча зрения относительно оси симметрии АЯГ. В центральной зоне аккреционного диска образуется непрерывное излучение в рентгеновском и ультрафиолетовом диапазоне (так называемый «УФ бамп» с максимумом мощности вблизи 1000А). На этот континуум наложены широкие эмиссионные линии ионов наиболее распространённых элементов с доплеровскими ширинами порядка $V_d \sim (10^3 - 10^4) \text{ км/с}$, излучаемые преимущественно в ультрафиолетовой области спектра. Эмиссионные линии образуются в газовых облаках (типичная плотность $n \sim 10^9 - 10^{13} \text{ см}^{-3}$), которые движутся над поверхностью диска в поле тяготения СМЧД.

Ультрафиолетовые спектры многих АЯГ содержат также широкие линии поглощения ионов различных наиболее распространенных элементов. Впервые широкие линии поглощения были открыты при спектральных наблюдениях далёких квазаров в оптическом диапазоне, поскольку вследствие большого красного смещения ($z > 2$) частоты резонансных линий иона $\text{CIV} \lambda 1549 \text{ \AA}$ (а часто и Лайман-альфа $\lambda 1215 \text{ \AA}$) смещены в оптический диапазон. Менее широкие линии поглощения более близких АЯГ наблюдаются космическими телескопами в УФ диапазоне.

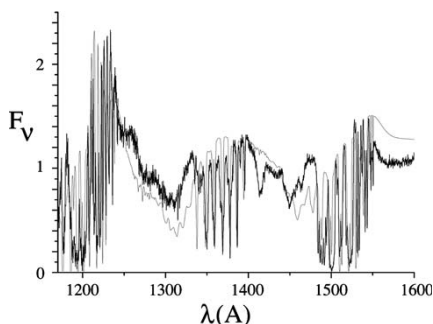


Рисунок 2 – Наблюдаемый (тёмные линии) и рассчитанный (светлые) спектры поглощения квазара Q1303+308.

Расчёты показали, что сложная структура линий поглощения образуется лишь в присутствии компактного звёздного кластера в центре АЯГ.

Спектры поглощения АЯГ интерпретируются и рассчитываются в нашей модели как следствие поглощения излучения ядра в истекающей двухфазной среде АЯГ, образованной горячей плазмой ($T \sim 10^7 \text{K}$) и находящимися в барическом равновесии с нею более холодными облаками ($T \sim 10^4 \text{K}$), источником которых служит внутренняя поверхность поглощающего тора.

Основные составляющие весьма сложной задачи моделирования УФ спектров активных ядер галактик – расчёты фотоионизационного баланса в космической плазме, силы давления излучения, динамики и переноса излучения в двухфазной среде – были разработаны и апробированы нами на расчётах моделей различных астрофизических объектов.

Впервые вывод о наличии в центральных зонах АЯГ компактных массивных звёздных кластеров был сделан нами на основе успешного моделирования широких линий поглощения в спектрах далёких квазаров [2-4] (рисунок 2). Этот вывод позволил обосновать существование в центральных зонах большинства АЯГ компактных звёздных кластеров (КЗК) с массами, сравнимыми с массой центральной сверхмассивной чёрной дыры в АЯГ. На этой основе в работе [5] была исследована аналитическая модель динамики звёзд и эволюции КЗК, где впервые были учтены парные гравитационные взаимодействия звёзд наряду с диссипативными силами при движении звёзд в газовом диске.

2.5.2 Моделирование динамики и эволюции компактного звёздного кластера в центральной зоне АЯГ методом NBS

В работе [5] было показано, что благодаря парному гравитационному взаимодействию звёзд их орбиты при взаимодействии с газовым аккреционным диском не укладываются строго в плоскости АД, как это предполагалось ранее [6,7], но обладают и перпендикулярной к диску компонентой скорости вследствие гравитационного взаимодействия со звёздами всего кластера. Поэтому в работе [5] было предложено применить более точный численный метод N-body simulations (NBS) для расчётов совместной динамики звёзд и газа как основного процесса, определяющего эволюцию АЯГ.

Модель NBS необходима для точных расчётов совместной эволюции трёх физически различных, но интенсивно взаимодействующих между собой физических подсистем АЯГ: центральной сверхмассивной черной дыры, окружающего его газового аккреционного диска и компактного звёздного кластера (КЗК). Эта идея была реализована благодаря сотрудничеству с группой астрономов Гайдельбергского университета (Германия). Основы модели совместной динамики звёзд и газа в АЯГ были развиты совместными усилиями участников казахстанско-германского проекта “STARDISK” (руководители проекта Р. Шпурцем, Э. Вильковиский, Ч.Омаров), поддержанного грантом фонда “Volkswagen foundation”. Описание модели и результаты расчётов представлены в работе [8], где задача об эволюции АЯГ с учётом взаимодействия звёзд с аккреционным диском впервые решена численно методом NBS.

Основным упрощающим предположением нашей NBS-модели служит допущение неизменного по массе, форме и размерам газового аккреционного диска. Это предположение оправдано предположением о постоянной «подпитке» массы АД за счёт притока газового вещества из внешней зоны системы. Модельные расчёты эволюции системы, включают в себя расчёты совместной динамики звёздной и газовой подсистем, взаимодействующих между собой и с центральной сверхмассивной чёрной дырой с типичным соотношением начальных масс этих подсистем $M_s/M_d/M_{bh}=1/0.01/0.1$. Расчёты основаны на применении методов расчёта динамики многих тел (NBS) к эволюции звёздной компоненты, с учётом воздействия сил гравитационного взаимодействия звёзд между собой и с центральной ЧД, а также диссипативной силы трения, действующих на звезды со стороны газовой среды. По сравнению с обычной задачей NBS, мы вводим в нашу модель дополнительную силу диссипативного взаимодействия звёзд с газовой подсистемой (аккреционным диском АД), т.е. силу трения при движении звезды со скоростью V_{rel} в газовой среде с плотностью ρ :

$$\vec{F}_i^{AD} = -Q_{Drag} \rho |\vec{V}_{rel}| \vec{V}_{rel} \quad (1)$$

где $Q_{\text{Drag}} \pi(R_s)^2$ – коэффициент трения, пропорциональный квадрату поперечного сечения звезды.

Уравнения движения для i -той звезды звёздной подсистемы имеют вид

$$\vec{a}_i^* = (\vec{F}_i^{K3K} + \vec{F}_i^{CMЧД} + \vec{F}_i^{AD}) / m_i \quad (2)$$

$$\vec{F}_i^{AD} = -Q_{\text{Drag}} \rho |V_{\text{rel}}| \vec{V}_{\text{rel}}, \quad (3)$$

где $Q_{\text{Drag}} = k\pi(R_s)^2$ – коэффициент трения, пропорциональный квадрату

поперечного сечения звезды, $\vec{F}_i^{K3K} = -\sum_{i \neq j} \frac{Gm_{*i}m_{*j}\vec{r}_{ij}}{r_{ij}^3}$ – суммарная сила гравитационного взаимодействия с остальными звёздами

системы, $\vec{r}_{ij} = \vec{r}_i - \vec{r}_j$, $\vec{F}_i^{CMЧД} = -\frac{Gm_{*i}M_{\text{BH}}\vec{r}_i}{r_i^3}$ – сила притяжения к центральной сверхмассивной чёрной дыре.

Начальное распределение координат и скоростей звёзд в звёздном кластере выбирается случайным образом в соответствии с распределением Пламмера [9]. Затем в центр системы помещается ЧД с аккреционным диском и выполняются расчёты эволюции такой системы.

Расчёты показывают, что после короткого периода изменения структуры звёздной системы под действием тяготения ЧД и сил трения в АД (несколько динамических времён системы) в системе устанавливается квази-стационарное состояние и дальнейшая, более медленная, эволюция системы определяется главным образом диссипативным взаимодействием звёзд с газовым аккреционным диском и парными взаимодействиями звёзд.

2.5.3 Правила шкалирования при расчётах диссипативных процессов

Необходимость шкалирования диссипативных сил определяется различием времён релаксации в реальной и модельной системах при

числе моделируемых частиц меньше, чем число звёзд в реальной системе ($N_p \ll N_s$). Следует иметь в виду, что обычно реальное число звёзд в КЗК ($N_s \sim 10^8$) существенно превышает возможности прямого расчёта такой системы методом NBS (обычно доступное для расчёта число частиц $N_p \sim 10^4 - 10^5 \ll N_s \sim 10^7$; достигнутый на сегодняшний день предел составляет $N_p \sim 10^6$ модельных частиц).

Это обстоятельство требует шкалирования скорости диссипативных процессов в модельной задаче с учётом соотношения времён релаксации модельной и реальной звёздной системы. В N-body единицах время релаксации систем равно $T_{rx} = 0.15N * \ln(N/2)$. Изменение скорости частиц и звёзд за времена релаксации в обеих системах должны быть идентичны, поэтому величину ускорения трением в газовом диске в модельной задаче необходимо умножать на шкалирующий коэффициент

$$SC = \frac{T_{rx}(N_s)}{T_{rx}(N_p)} = \frac{N_s}{N_p} \left[\frac{\ln\left(\frac{N_p}{2}\right)}{\ln\left(\frac{N_s}{2}\right)} \right]. \quad (4)$$

Поскольку торможение звезды в газовом диске пропорционально площади сечения звезды, $a(p)/a(s) \sim [r(p)/r(s)]^2$, правило шкалирования для радиусов звёзд получим в виде

$$\left[\frac{r(p)}{r(s)} \right]^2 = \frac{N_s}{N_p} \left[\frac{\ln\left(\frac{N_p}{2}\right)}{\ln\left(\frac{N_s}{2}\right)} \right]. \quad (5)$$

Для систем с переменным числом частиц (звёзд), правила шкалирования определены в [10, 11].

Оценки частоты столкновений звёзд в N-body модели АЯГ

свидетельствуют о значительной интенсивности столкновений в центральной зоне системы, поскольку присутствие аккреционного диска значительно увеличивает поток и пространственную плотность звёзд вблизи СМЧД.

Правило шкалирования для сечения столкновений звёзд в модельной задаче определяется условием равенства потери массы звёзд в модельной и реальной системах за соответствующие времена релаксации. Из условия равенства потери массы каждой звезды (частицы) за время релаксации системы звёзд и модельной системы, получим правило шкалирования размеров звёзд при расчётах процессов столкновений в виде

$$\frac{\sigma(p)}{\sigma(s)} = \left[\frac{r(p)}{r(s)} \right]^2 = \left(\frac{N_s}{N_p} \right)^2 \left[\frac{\ln \left(\frac{N_p}{2} \right)}{\ln \left[\frac{N_s}{2} \right]} \right] \quad (6)$$

Различие (6) и (5) определяется квадратичной зависимостью частоты столкновений от звёздной плотности.

Расчёты эволюционных моделей с учётом столкновений звёзд свидетельствуют о значительной роли столкновений в АЯГ.

2.5.4 Расчёты эволюционных NBS моделей

На рисунке 3 представлены результаты расчётов косинуса угла наклона звёздных орбит к плоскости аккреционного диска в момент времени $t \sim \text{Trx}$. Видно, что средний угол наклона орбит звёзд к плоскости диска значительно уменьшен в центральной зоне диска, вблизи ЧД ($\cos(i) \sim 1$).

Следует отметить, что физические основы многих наблюдаемых проявлений активности АЯГ, включая физическую природу облаков, излучающих широкие эмиссионные линии и свойства переменности АЯГ в различных спектральных диапазонах, до сих пор не имеют общепринятой интерпретации. Дальнейшее развитие модели предполагает исследование этих процессов в рамках более детальных численных моделей проявлений активности и свойств

эволюции АЯГ на основе численных моделей с использованием метода NBS.

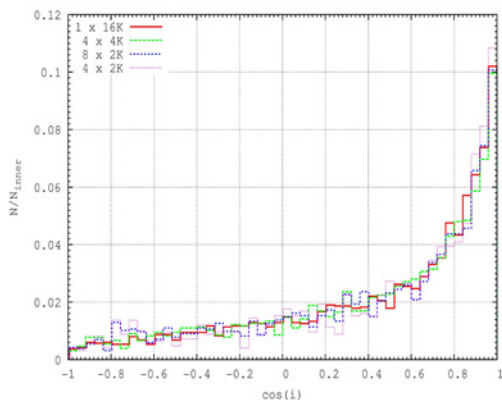


Рисунок 3. Распределение косинусов угла наклона звёздных орбит к плоскости аккреционного диска при различных числах модельных частиц в системе [11].

Распределение координат столкновений звёзд при различных значениях массы аккреционного (Mad) диска представлено на рисунке 4. Видно, что при малой относительной массе аккреционного диска (рисунок слева) столкновения звёзд происходят преимущественно во внешней области системы, а при большой массе и плотности диска (рисунок справа) большинство столкновений звёзд происходит в центральной зоне системы, вблизи плоскости аккреционного диска.

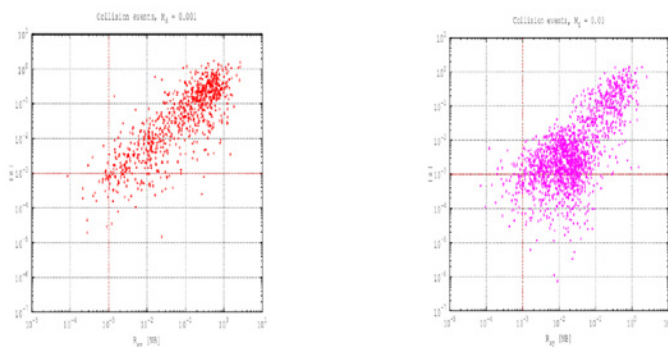


Рисунок 4. Распределение координат столкновений звёзд (вертикально – логарифм высоты над диском, горизонтально – логарифм расстояния до оси вращения диска). Слева: масса аккреционного диска $Mad = 0.001 M_{tot}$ (M_{tot} – масса АЯГ), справа: $Mad = 0.03 M_{tot}$.

Как показано в работе [5], эффекты столкновений звёзд могут быть интерпретированы как причина сильной переменности светимости АЯГ, а облака газа, образуемые при пересечении звёздами аккреционного диска, могут служить источником широких эмиссионных линий в АЯГ. Таким образом, в дальнейшем NBS-модель АЯГ может служить основой для построения более детальной физической модели АЯГ и способствовать интерпретации новых данных наблюдений АЯГ, в том числе новых результатов спектральных исследований АЯГ в АФИФ (см. работы Э.К.Денисюка и соавторов в настоящем сборнике).

Авторы благодарны всем участникам проекта “STARDISK” за плодотворное сотрудничество при разработке модели и за разработку основных кодов для NBS-модели АЯГ.

Список литературы

- [1] *Peterson B.M.*, An introduction to active galactic nuclei // Cambridge, University Press, 1997.
- [2] *Vilkoviskij E.Y., Karpova O.* The radio QSO dichotomy // *Astron. Lett.* 1996. V.22. P.148-151.
- [3] *Vilkoviskij E.Y., Efimov S.N., Karpova O.G., Pavlova L.A.* The interacting subsystems theory of AGN // *MNRAS.* – 1999. –V. 309. – P.80-89.
- [4] *Vilkoviskij E. Y., Lovelace R. V. E., Pavlova L., Romanova M., Yefimov S.* Matter outflow from AGN // *ASS*, 2007. V.306 P.129-137.
- [5] *Vilkoviskij E. Y., Czerny B.* // The role of the central stellar cluster in active galactic nuclei. I. Semi-analytical model, *Astron. and Astrophys.* – 2002.– V.387. – P.804-811.
- [6] *Syer D., Clarke C.J., Rees M.J.* // Star-disc interactions near a massive black hole 1991, *MNRAS* 250, 505.
- [7] *Rauch K.P.* // Dynamical evolution of star clusters, 1999, *ApJ* 514, 725.
- [8] *Just A., Yurin D., Makukov M., Berczik P., Omarov Ch., Spurzem R., Vilkoviskij E.* 2012, Enhanced accretion rates on super-massive black holes, *ApJ*, 2012.–758.–51.
- [9] *Plummer, H.C.* On the problem of distribution in globular star clusters, 1911, *MNRAS* 71, 460.

Раздел 3. ИССЛЕДОВАНИЕ СОЛНЦА И ТЕЛ СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМЫ

3.1 СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ АТМОСФЕРЫ САТУРНА ЗА 15-ЛЕТНИЙ ПЕРИОД (1995-2009)

*Тейфель В.Г., Каримов А.М., Кириенко Г.А.,
Харитонова Г.А.*

3.1.1 Введение

Изучение солнечной системы (Солнца планет, малых тел, пылевой материи) сохраняет свою актуальность и необходимость не только для расширения наших фундаментальных знаний о космических телах, об их физических свойствах и эволюции, но и в связи с весьма важной для нас проблемой изменения климата Земли. Ограничиваясь только изучением процессов на нашей планете и ничего не зная о влиянии на них космического фактора – солнечной активности, сезонных вариаций притока солнечной энергии, мы вряд ли могли бы найти объяснение всем происходящим в прошлом, настоящем и будущем климатических изменений на Земле.

Именно изучение нестационарных процессов на планетах открывает возможность разделения и оценки роли космических и чисто земных факторов, обуславливающих ход изменения климата на Земле. Необходимо отметить сразу, что задача эта далеко не простая и не может быть решена «с наскока», без получения и анализа длительных рядов наблюдательных оценок состояния каждой из планет, без сопоставления и выделения синхронных процессов и явлений на нескольких планетах, причинами которых могут быть одни и те же космические воздействия.

Если понятие “климат” для Земли можно считать более или менее определенным, несмотря на то, что существуют несколько различающиеся его трактовки, то в применении к другим планетам солнечной системы такой определенности пока нет. Совокупность каких характеристик планеты, выводимых из ее наблюдений, может

быть объединена в понятие климата, - это вопрос, подлежащий серьезному обсуждению и анализу, тем более, что каждая из планет обладает своими специфическими особенностями. Для планет земного типа (Венера, Марс) это - отсутствие свободной воды на поверхности - океанов, морей, рек и озер, т.е. того, что играет немаловажную роль в глобальном климате Земли. У планет-гигантов - это отсутствие твердой оболочки - поверхности, ограничивающей атмосферу снизу, наличие внутренних источников тепла, обеспечивающих более высокую эффективную температуру планеты по сравнению с радиационной равновесной, определяемой только поглощением и отражением солнечного излучения.

Сезонные изменения в наибольшей степени должны быть выражены, кроме Земли, у Марса, Сатурна и Урана благодаря значительному отклонению плоскости экватора к орбитальной плоскости: у Марса наклон составляет 24 градуса, у Сатурна 27, а ось вращения Урана лежит почти в плоскости его орбиты. Кроме того, из-за эксцентриситета орбит меняется и расстояние планеты от Солнца, что также сказывается на количестве поступающей на планету солнечной радиации.

Еще в 1985 году задача изучения изменений на планетах, обладающих атмосферой, была сформулирована в резолюции Генеральной Ассамблеи Международного Астрономического Союза, а Отделение общей физики и астрономии АН СССР утвердило общесоюзную программу, запланированную до 2010 года и направленную также на изучение долговременных процессов на телах солнечной системы. Координация работ по изучению планет-гигантов была возложена на планетную лабораторию Астрофизического института им. В. Г. Фесенкова. Несмотря на все более широкое применение ракетно-космических средств для изучения планет, роль наземных наблюдений остается значительной именно в возможности получения, накопления и анализа систематических многолетних данных о состоянии планетных атмосфер и о сезонных процессах и изменениях в них. Актуальность исследований атмосфер Юпитера и Сатурна подтверждается, в частности, международными документами по разработанной в США и Англии стратегии изучения солнечной системы [1-2].

В 1997 г. к Сатурну был отправлен космический зонд «Кассини», который в 2004 году вышел на околопланетную орбиту и начал наблюдения колец, спутников и самой планеты [3]. Успешная и безотказная работа зонда дает основания для продления этой миссии до 2017 года. В связи с этим полетом начата международная программа наземного астрофизического сопровождения этой миссии, рассчитанная до 2008 года. Координатором программы является Лаборатория реактивного движения (Jet Propulsion Laboratory) – основной центр космических исследований планет в США. Планетная лаборатория Астрофизического института им. В.Г.Фесенкова получила предложение от JPL об участии в этой программе, целесообразность и важность которой обусловлена, в частности, и особым географическим положением обсерваторий АФИФ. Именно казахстанские обсерватории заполняют большой долготно-временной разрыв между обсерваториями Европы и США, что дает нам возможность наблюдать те космические явления и события, которые им недоступны.

3.1.2 Задача изучения сезонных изменений на Сатурне

Наиболее благоприятным объектом для изучения сезонных изменений является Сатурн, у которого период обращения вокруг Солнца равен 29.45 года. Систематические наблюдения Марса затруднены из-за того, что противостояние планеты происходит лишь раз в два года, причем в силу эксцентричности его орбиты угловые размеры планеты даже в противостоянии могут различаться почти в два раза (от 25 секунд дуги до 14 секунд), тогда как в остальное время угловой диаметр Марса еще меньше. На Уране, который в зависимости от орбитальной долготы ориентирован к Солнцу либо экватором, либо одним из полюсов, сезонные эффекты должны быть заметно выражены, даже несмотря на большую удаленность от Солнца. Но период обращения Урана составляет 84 года, так что уже довольно сложно отличить сезонные изменения от вековых.

Из-за изменения наклона экватора и колец Сатурна к направлению на Солнце и Землю при его орбитальном движении (рисунок 1) лишь раз в 15 лет создается ситуация, когда оба полушария планеты – северное и южное – оказываются в одинаковых условиях освещения

и притока солнечной радиации.

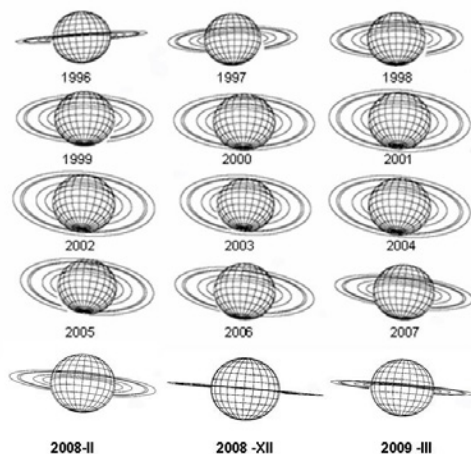


Рисунок 1 Изменение наклона экватора и колец Сатурна
за период с 1996 по 2009

В эти периоды равноденствия наблюдения Сатурна дают возможность провести сравнение оптических свойств и структуры его атмосферы в каждом из полушарий, поскольку предоставляется возможность исследовать оба полушария при равных геометрических условиях освещения и видимости их. В другие годы одно из полушарий получает гораздо меньше энергии от Солнца, чем противоположное, наклоненное к Солнцу. За длительный период более десятка лет это, несомненно, должно привести к изменениям в температурном режиме тропосферы и стратосферы и в структуре облачного покрова.

Вопросы, касающиеся сезонных процессов на Сатурне, обсуждались неоднократно как в теоретическом плане (вариации притока солнечной радиации и роль экранирования части диска кольцами [4-8]), так и в наблюдательном аспекте (сравнение оптических характеристик северного и южного полушарий и их долговременных вариаций [9-12]).

Последние равноденствия для Сатурна пришлось на 1995 и 2009 годы. Хотя наблюдения Сатурна в Астрофизическом институте проводились регулярно с начала 60-х годов прошлого столетия,

исключительно важным для астрофизических исследований оказалось появление в последние 20 лет цифровой техники в виде ПЗС-матриц. Эти приемники изображения обладают достаточно высоким разрешением, строгой линейностью светопередачи, гораздо более широким динамическим диапазоном – более 10^4 (у фотопластинки он не достигает и 100) и большей общей и спектральной чувствительностью. Поэтому в период с 1995 по 2009 гг. спектрофотометрические наблюдения выполнялись уже с применением ПЗС-камер. В результате был накоплен достаточно однородный материал, позволяющий проследить сезонные изменения на Сатурне за половину периода его обращения вокруг Солнца.

3.1.3 Аппаратура и методика наблюдений и обработки

Наблюдения Сатурна в 1995–2003 годах, в отличие от предыдущих лет, осуществлялись с помощью призмного спектрографа АСП-9, с которым была соединена ПЗС-камера ST-6V производства компании SBIG (Santa Barbara Instrument Group, США). С этой же камерой получались и снимки планеты. В основном наблюдения проводились на 0.6-м телескопе РЦ-600, но часть наблюдений была выполнена на 1-м телескопе обсерватории Ассы. В частности, в 1995 году как раз основной материал по спектрофотометрии Сатурна в период его равноденствия был получен именно там.

С 2004 года спектрофотометрические наблюдения выполняются с помощью дифракционного спектрографа SGS с ПЗС-камерой ST-7XE производства той же компании SBIG, устанавливаемого в 7.5-метровом кассегреновском фокусе 0.6-м телескопа РЦ-600. Спектрограф оснащен двумя дифракционными решетками, дающими разрешение 1 А/пиксель и 4.3 А/пиксель соответственно. Ценным качеством ПЗС-матрицы в ST-7XE является очень быстрое (всего около 1 секунды) считывание даже полного кадра изображения через интерфейс USB. В камере ST-7XE имеется также вспомогательная ПЗС-матрица, используемая при наведении щели спектрографа на изучаемый объект.

В процессе наблюдений применялись два способа получения и записи ПЗС-спектрограмм. Простейший метод состоял в получении

спектрограмм при ориентации входной щели спектрографа вдоль центрального меридиана и экватора интенсивности планеты. Для получения более детальной картины широтных вариаций полос поглощения применялся метод зональной спектрофотометрии, заключающийся в последовательном сканировании диска Сатурна за счет его медленного смещения поперек входной щели спектрографа, ориентированной параллельно большой оси кольца. При 10-секундных экспозициях записывалось до 250 спектрограмм, последовательно соответствующих разным хордам на диске. В общей сложности записано более 5000 файлов спектрограмм

Дальнейшая компьютерная обработка осуществлялась по специально составленным программам, а впоследствии - с помощью электронных таблиц EXCEL. Производилось вычисление среднего опорного спектра кольца Сатурна, профилей отнесенных к нему спектров всех точек центрального меридиана планеты.

Отношение к спектру кольца позволяет исключить влияние спектральной зависимости чувствительности ПЗС-матрицы и теллурических абсорбционных линий и полос на профили планетарных полос поглощения. Затем по полученному массиву редуцированных значений спектральной яркости выполняется расчет остаточных интенсивностей, профилей, центральных глубин и эквивалентных ширин 5 полос поглощения метана в области длин волн 580-800 нм. (рисунок 2).

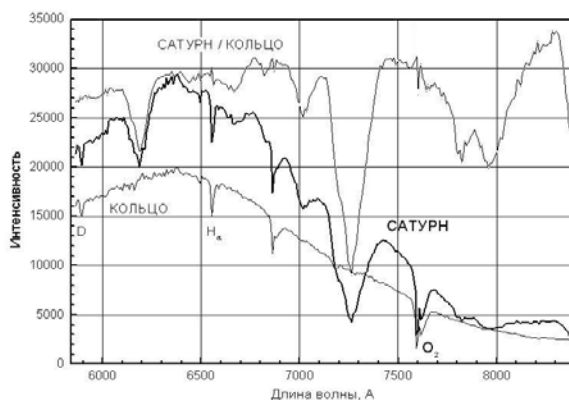


Рисунок 2 Регистрограммы ПЗС-спектров диска Сатурна, кольца и отношение Сатурн/кольцо

Для контроля измерялась также теллурическая полоса поглощения кислорода на 760 нм. Для измерений меридиональных спектров применялись два способа обработки: а) с усреднением результатов измерений индивидуальных спектров и вычислением стандартных отклонений, характеризующих внутреннюю сходимость получаемых значений и б) с предварительным сложением и усреднением нескольких спектрограмм и последующими измерениями одного усредненного изображения. Зональные спектрограммы измерялись в центральной части усреднением как минимум по 20 пикселям, что обеспечивало лучшее отношение сигнал/шум при коротких экспозициях. В результате был составлен ряд атласов контуров полос поглощения и широтного хода их центральных глубин и эквивалентных ширин. Кроме того, сравнивались яркостные профили центрального меридиана в непрерывном спектре и в центрах полос поглощения (рисунок 3).

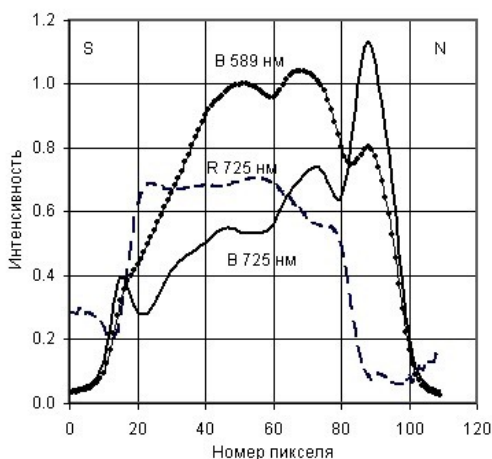


Рисунок 3 Яркостные профили центрального меридиана Сатурна в центре полосы поглощения 725 нм и в непрерывном спектре (589 нм. Штриховая линия – ход глубины полосы поглощения 725 нм

3.1.4 Временной ход широтных вариаций поглощения между равноденствиями

В период между 1995 и 2004 годами южное полушарие Сатурна постепенно обращалось к Солнцу и в 2001-2004 годы угол наклона экватора и кольца к направлению на Солнце был наибольшим –

это соответствовало середине «лета» в южном полушарии [13-14]. Рисунок 4 иллюстрирует результаты определения глубин полос поглощения метана (CH_4) и их широтных вариаций на диске Сатурна в 2001 году, а рисунок 5 демонстрирует широтный ход поглощения в 2004 году.

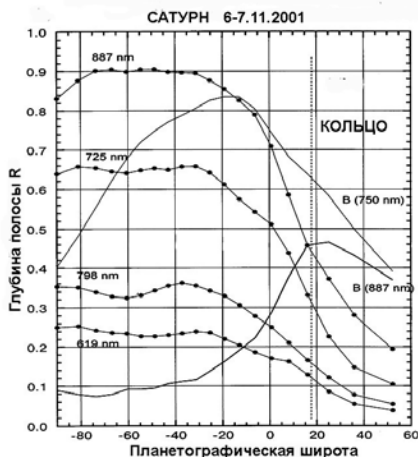


Рисунок 4 Широтные вариации глубин полос поглощения метана на центральном меридиане Сатурна в 2001 году

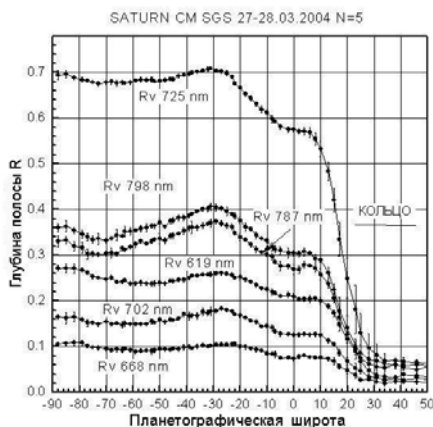


Рисунок 5 Широтные вариации глубин полос поглощения метана на центральном меридиане Сатурна в 2004 году

В это время северное полушарие в значительной степени было экранировано кольцом. Для других дат наблюдений за период наибольшего наклона к Солнцу южного полушария планеты

результаты практически не отличаются от приведенных на этом рисунке. На рисунке 6 показаны результаты измерений поглощения в 2007 году, когда уже умеренные северные широты Сатурна стали доступными наблюдению.

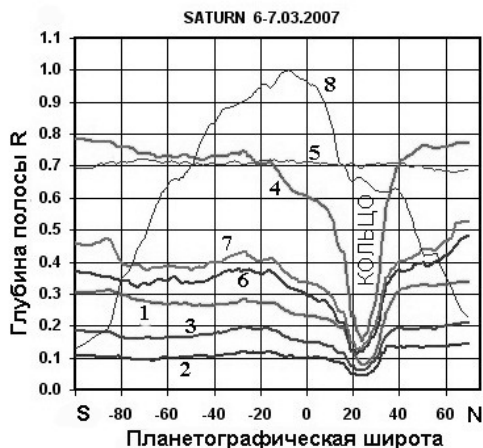


Рисунок 6 Широтные вариации глубин полос поглощения метана на центральном меридиане Сатурна в 2007 году.

Полосы: 1 -619 нм, 2 – 686 нм, 3 – 702 нм, 4 – 725 нм, 5 – 760 нм (теллурическая полоса кислорода), 6 – 783 нм, 7 – 788 нм

Даже из простого сравнения фотометрических профилей центрального меридиана Сатурна в непрерывном спектре и в центре полосы поглощения метана 725 нм, так же как по измерениям эквивалентных ширин и глубин полос поглощения видно, что поглощение на разных широтах не одинаково. Графики значений глубин R показывают, что наибольшее поглощение приходится на планетографические широты между -20 и -40 градусами с максимумом на широте -30 градусов. Усиление поглощения наблюдается также вблизи южного полюса, тогда как в поясе широт от -40 до -80 градусов поглощение заметно слабее, а наименьшее поглощение наблюдается в экваториальном (фотометрически - наиболее светлом) поясе планеты. Аналогичным образом ведут себя и эквивалентные ширины полос поглощения, хотя обращает на себя внимание одна особенность: ход эквивалентных ширин полосы 798 нм отличается от хода примерно равной ей по эквивалентной ширине полосы 725 нм большим ростом в поясе умеренных широт

по сравнению с высокими широтами и экваториальным поясом.

3.1.5 Сравнение широтного хода поглощения в периоды равноденствий

Как уже было отмечено, в 1995 г. экватор Сатурна и кольцо были ориентированы «ребром» по отношению к Земле и Солнцу, так что режим инсоляции был одинаков как для южного, так и для северного полушарий. Тем не менее, наши наблюдения [15-16] обнаружили значительную асимметрию в широтном распределении молекулярного поглощения: в северном полушарии поглощение было существенно больше, чем в южном на тех же широтах и возрастало от экватора к полюсам, по крайней мере, до широт 60N и 60S (рисунок 7). Весьма значительная асимметрия была также зарегистрирована при измерениях зональных коэффициентов потемнения к краю диска.

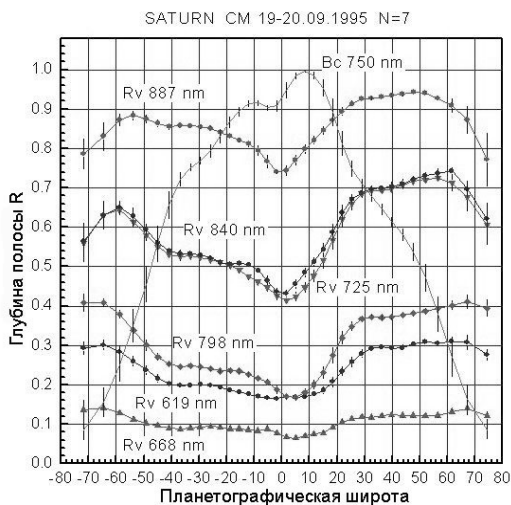


Рисунок 7 Широтные вариации глубин полос поглощения метана
на центральном меридиане Сатурна в 1995 году

Здесь важно отметить, что до 1995 года именно северное полушарие было обращено к Солнцу, т.е. оно получало в течение, по крайней мере, 10 предыдущих лет большее количество солнечной лучистой энергии, чем южное, затененное кольцом. Вероятно, в этом и лежит главная причина асимметрии поглощения, отражающей

фактически различия в объемной плотности и высоте облачного покрова Сатурна.

В последующие (после 1995 г.) годы к Солнцу поворачивалось южное полушарие Сатурна и происходило перераспределение широтных вариаций полос поглощения, что было отчетливо видно по нашим измерениям этих вариаций в 1995-2003 гг. К сожалению, во время предыдущего расположения Сатурна «ребром» кольца и экватора к Земле и Солнцу в 1980 г. таких детальных спектральных исследований полос поглощения не проводилось. Имеются наблюдения Веста и др. [17] – измерения ПЗС-изображений Сатурна, полученных в 1979 году через светофильтры, вырезавшие отдельные полосы поглощения. Обработка и анализ этих данных и наших наблюдений 1972 года [18] приводят к заключению, что в тот период наибольшее поглощение имело место в южном полушарии, которое было обращено к Солнцу до 1979-1980 гг.

Обработка спектрограмм, полученных в равноденствие 2008-2009 года (рисунок 8), показывает существенное отличие в широтном ходе поглощения по сравнению с данными 1995 года, когда имела место аналогичная ориентация кольца, что, как и другие исследования, говорит о явно выраженном сезонном характере происходящих в атмосфере Сатурна изменений.

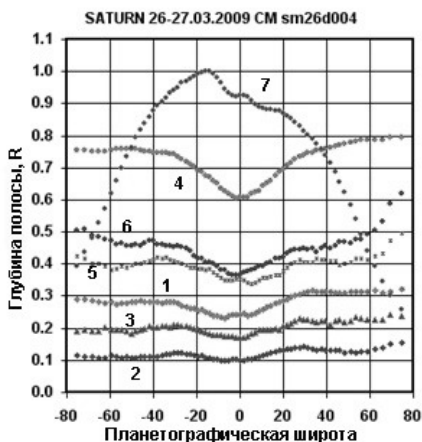


Рисунок 8 Широтные вариации глубин полос поглощения метана на центральном меридиане Сатурна в 2009 году.

Полосы: 1 – 619 нм, 2 – 670 нм, 3 – 702 нм, 4 – 725 нм, 5 – 783 нм, 6 – 788 нм.

В то же время не подтвердилась ожидаемая зеркальность распределения поглощения по сравнению с 1995 годом [19]. Полоса 725 нм по интенсивности почти одинакова в обоих полушариях, кроме экваториального пояса, где всегда наблюдается минимальное поглощение. Слабые же полосы демонстрируют усиление поглощения в умеренных широтах северного полушария по сравнению с южным, причем наибольший эффект показывают эквивалентные ширины полос [20].

В 1991 году, когда сатурноцентрическое склонение Солнца равнялось $+22.2$ градуса и к Солнцу было обращено северное полушарие, судя по измерениям Ортиц и др [21] поглощение в северном полушарии (рисунок 9) было почти точно таким же, как поглощение в южном полушарии в 2003-2004 годах при склонении Солнца около -25 градусов. Однако в период с 1995 по 2009 годы по нашим наблюдениям имело место систематическое усиление поглощения на умеренных широтах южного полушария – почти линейный тренд глубины полосы 725 нм (рисунок 10), величина которой систематически росла за этот период от 0.55 до 0.75 и более.

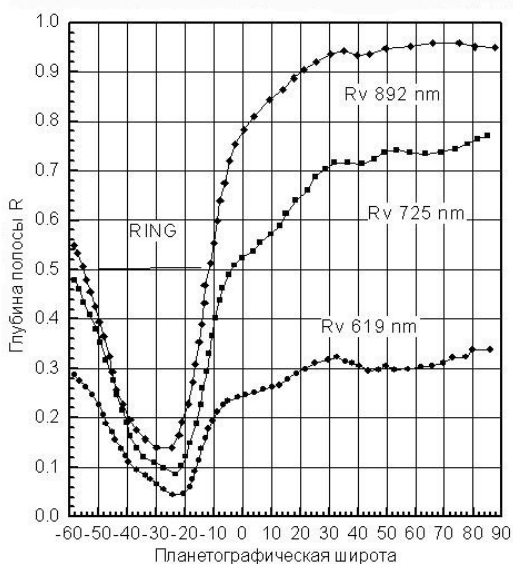


Рисунок 9 Широтный ход глубин полос поглощения метана на ЦМ Сатурна в 1991 году по наблюдениям Ортиц и др. [21]

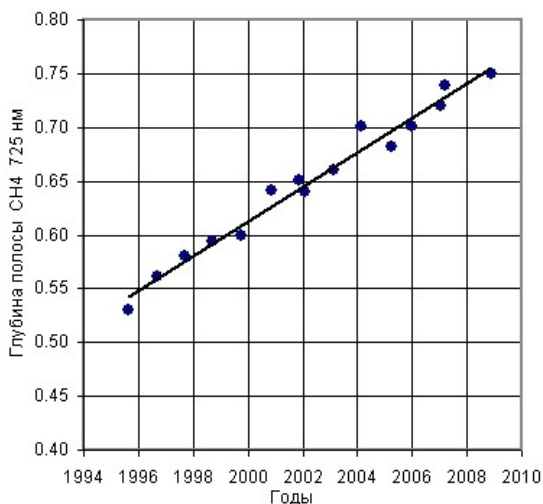


Рисунок 10 – Временной тренд глубины полосы поглощения 725 нм в южном умеренном поясе Сатурна с 1995 по 2009 годы.

3.1.6 Обсуждение

Ввиду ограниченности объема статьи здесь не описаны детально многие особенности пространственно-широтных вариаций поглощения, наблюдавшиеся в разные годы, в частности особенности аммиачного поглощения, отмеченные нами в [22], различия в соотношении центральных глубин и эквивалентных ширин полос поглощения. Последнее может рассматриваться как свидетельство широтных различий в температурном режиме в зоне их формирования, при которых полоса может слегка расширяться или сжиматься, не меняя центральной глубины. Первый опыт сопоставления хода метанового поглощения и температуры на Сатурне опубликован в совместной с американскими коллегами статье [23]. Полученный за это время материал требует дальнейшего анализа представленных в атласах контуров полос поглощения и соответствующей теоретической интерпретации, учитывающей возможные механизмы формирования поглощения в рассеивающе-поглощающей среде облачного покров и надоблачной дымки.

В этом плане надо иметь в виду сложности, связанные с выбором моделей и с еще недостаточной точностью данных о коэффициентах

поглощения метана в условиях низких температур атмосфер планет-гигантов, которые сейчас пытаются пересматривать (см., например, [24-25]).

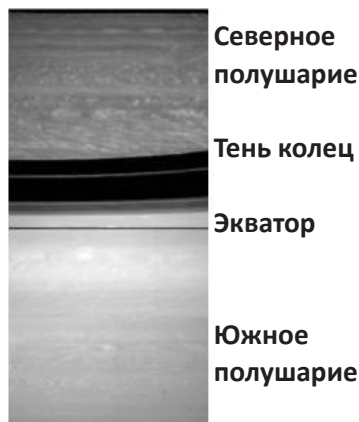


Рисунок 11 Повышенная в северном полушарии и пониженная в южном активность вихреобразования на Сатурне (фрагмент изображения с «Кассини»)

Различия в режиме инсоляции должны определенным образом сказываться на процессах, протекающих в верхней тропосфере северного и южного полушарий Сатурна. Так, по наблюдениям с «Кассини» (рисунок 11) хорошо видна повышенная вихреобразовательная активность атмосферы в северном полушарии по сравнению с южным, что может быть связано с известным эффектом подавления конвекции при достаточном притоке внешнего излучения (меняется температурный профиль в радиационно-конвективной модели).

Однако необходимо учитывать и то обстоятельство, что термический режим атмосферы Сатурна определяется еще и выходом собственной внутренней тепловой энергии. Это проявляется, в частности, в совершенно особой околполярной циркуляции атмосферы – наблюдается гексагональный вихрь вокруг северного полюса, а на южном полюсе - круговой вихрь [26-27].

Объяснение как систематическому росту поглощения метана в южном полушарии, так и наблюдаемым различиям в широтном ходе поглощения в периоды равноденствий 1995 и 2009 годов, несомненно, лежит в существенном различии радиационного режима полушарий Сатурна в периоды, предшествующие тому и другому равноденствию. Действительно, если сопоставить «экстремальные» положения Сатурна (при нулевом наклоне экватора к направлению на Солнце и при максимальном наклоне в 27 градусов) с гелиоцентрическим расстоянием планеты, как показано на рисунке 12, то можно видеть, насколько велико различие между режимом облучения северного и южного полушарий в периоды, когда одно из них обращено к Солнцу.

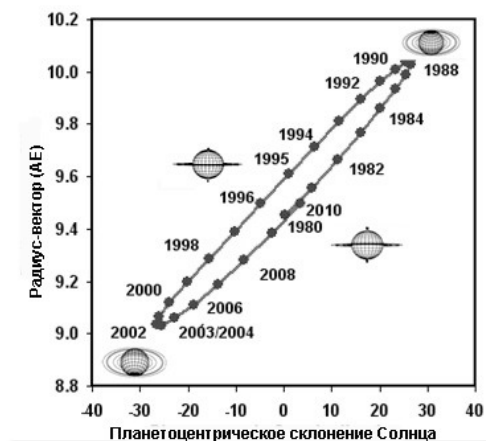


Рисунок 12 - Изменение гелиоцентрического расстояния (радиуса-вектора)
и наклона экватора Сатурна (планетоцентрического склонения Солнца)
за полный оборот вокруг Солнца

В 1988-1989 гг. к Солнцу было обращено северное полушарие, но при этом Сатурн находился на максимальном расстоянии от Солнца, поэтому к равноденствию 1995 года (нулевой наклон экватора) суммарный приток энергии к «зимнему» северному полушарию был существенно меньше, чем к «летнему» южному полушарию в период с 2002 г. (максимальный наклон и минимальное расстояние от Солнца) по 2009 г. (нулевой наклон). Из рисунка видно, что максимальное и минимальное расстояния различаются на целую астрономическую единицу, что соответствует различию в притоке солнечной энергии более 20 процентов. Очевидно, что наблюдаемые различия в широтном ходе поглощения метана на Сатурне в 1995 году и в 2009 году должны рассматриваться с учетом различий в режиме инсоляции планеты в предшествующие им 15 лет.

В заключение отметим еще раз, что вопрос о выборе интерпретационной оптической модели структуры облачного покрова, в рамках которой рассматривается процесс лучистого переноса и формирования диффузно-отраженного излучения в непрерывном спектре и в полосах поглощения, достаточно сложен и неоднозначен. Очевидно, что в идеале должна рассматриваться

модель неоднородной атмосферы с переменными по высоте значениями параметров, характеризующих размеры и распределение по размерам облачных частиц, их коэффициенты преломления, объемную плотность, концентрацию облакообразующих газовых компонентов (аммиак, гидросульфид аммония, водяной пар). Однако увеличение числа варьируемых параметров неизбежно ведет ко все большей неопределенности, так как далеко не все наблюдаемые оптические характеристики планеты достаточно и однозначно реагируют на эти вариации. В то же время необходима разработка количественных критериев для оценки глобальных климатических характеристик планеты как одна из основных задач планетного мониторинга в связи с проблемой изменения климата Земли.

Список литературы

- [1] New Frontiers in the Solar System. An integrated exploration strategy // National Acad. Press, 2003, 232 P.
- [2] Solar System Exploration Roadmap // NASA September 2006, 157 P.
- [3] Guillot T., Atreya S., Charnoz S., Dougherty M., Read P. Saturn's exploration beyond Cassini-Huygens // "Saturn after Cassini-Huygens", 2009, Springer, P.745-761.
- [4] Van Hemelrijck E. The oblateness effect on the solar radiation incident at the top of the atmospheres of the outer planets // Icarus, 1982, V. 51, P. 39-50.
- [5] Van Hemelrijck E. The effect of Saturn's rings on the upper-boundary insolation of its atmosphere. // Earth Moon and Planets, 1987, V.38, P.217-235.
- [6] Levine J. S., Kraemer D. R., Kuhn W. R. Solar radiation incident on Mars and the outer planets: Latitudinal, seasonal, and atmospheric effects // Icarus, 1977, V. 31, P. 136-145.
- [7] Brinkman A. W., McGregor J. The effect of the ring system on the solar radiation reaching the top of Saturn's atmosphere: Direct radiation // Icarus, 1979, V.38, P. 479-482.
- [8] Perez-Hoyos S., Sanchez-Lavega A. Solar flux in Saturn's atmosphere. Penetration and heating rates in the aerosol and cloud layers. // Icarus, 2006, V.180, P.368-378.

[9] *Trafton L.* Long-term changes in Saturn's troposphere. // *Icarus*, 1985, V.63, P.374-405.

[10] *Видьмаченко А.П.* Сезонные изменения оптических характеристик атмосферы Сатурна // *Кинем. и физ. неб.тел*, 1999, Т. 15, № 5. С.428-444.

[11] *Karkoschka E., Tomasko M.* Saturn's vertical and latitudinal cloud structure 1991-2004 from HST imaging in 30 filters. // *Icarus*, 2005, V.179, P.195-221.

[12] *Perez-Hoyos S., Sanchez-Lavega A., French R.G., Rojas J.F.* Saturn's cloud structure and temporal evolution from ten years of Hubble Space Telescope images (1994-2003). // *Icarus*, 2005, V.176, P.155-174.

[13] *Тейфель В.Г.* Широтные вариации молекулярного поглощения на Сатурне в 2003-2004 гг. // *Изв. НАН РК, серия физико-математическая*, N4, 2004, С.110-115.

[14] *Tejfel V.G.* Latitudinal variations of the molecular absorption bands on Saturn and seasonal changes of the atmospheric state at S- and N- hemispheres // *Terrestrial, Atmospheric and Oceanic Sciences*, 2005, vol.16, No.1, p. 231-240.

[15] *Beebe R., Tejfel V.G.* Mapping of the methane absorption distribution on Saturn's disk from CCD-observations near the ring plane crossing in 1995 // *Abstracts for 28th Annual Meeting of Division for Planetary Sciences of AAS, Tucson, October 1996*, p. 1128.

[16] *Тейфель В.Г.* Распределение молекулярного поглощения по диску Сатурна по наблюдениям в 1995 г. на основе зональной спектрофотометрии с ПЗС-камерой. Результаты наблюдений. // *Астроном. вестник РАН*, 1997, Т.31, N3, с.222-231, *Solar System Res.*, 1997, v.31, N3, p.198-206.

[17] *West R.A., Tomasko M.G., Smith B.A., Wijesinghe M.P., Dose L.R., Reitsema H.J., Larson S.M.* Spatially resolved methane band photometry of Saturn : I. Absolute reflectivity and center-to-limb variations in the 6190-, 7250-, and 8900-Å bands // *Icarus*, 1982, V. 51, P. 51-64.

[18] *Tejfel V.G.* The atmosphere of Saturn. // *Exploration of planetary system*, 1974, P.415-440.

[19] *Тейфель В.Г., Каримов А.М., Кириенко Г.А., Харитонов Г.А.* Сезонные различия в северном и южном полушариях Сатурна

по данным спектрофотометрии 1995 и 2009 гг. // Известия НАН РК, серия физико-математическая, №4, 2009 С.105-109.

[20] *Тейфель В.Г., Каримов А.М., Харитонов Г.А.* Особенности широтных различий у слабых и сильных полос поглощения метана на Сатурне. // Известия НАН РК, серия физико-математическая, №4, 2008, С.104-106.

[21] *Ortiz J. L., F. Moreno, A. Molina.* 1993: Absolutely calibrated CCD images of Saturn at methane band and continuum wavelengths during its 1991 opposition. // J. Geophys. Res., 1993, V.98, P. 3053-3063.

[22] *Тейфель В.Г., Каримов А.М.* Особенности аммиачного поглощения в атмосфере Сатурна. // Известия НАН РК, серия физико-математическая, 2009, №4, С.110-114.

[23] *Тейфель В.Г., Ортон Г.С., Янамандра-Фишер П.А., Харитонов Г.А.* Сравнение широтных вариаций яркостной температуры и полос поглощения метана на Сатурне. // Известия НАН РК, серия физико-математическая. 2005, №4, С.94-99.

[24] *Karkoschka E., Tomasko M.G.* Methane absorption coefficients for the jovian planets from laboratory, Huygens, and HST data. // Icarus, 2010, V.205, P. 674-694.

[25] *Мороженко А.В.* Переопределение монохроматических коэффициентов поглощения метана с учетом тепловых режимов планет-гигантов. IV. Юпитер и Сатурн // Кинематика и физика небесных тел, 2007, Т.23, С.337-348.

[26] *Sanchez-Lavega, A., Lecacheux, J., Colas, F., Laques, P.* Ground-based observations of Saturn's north polar spot and hexagon. // Science, 1993, V. 260, P. 329-332.

[27] *Fletcher, L. N.; Irwin, P. G. J.; Orton, G. S. et al.* Temperature and composition of Saturn's polar hot spots and hexagon // Science, 2008, V. 319, P. 79-81.

3.2 ВАРИАЦИИ ПОГЛОЩЕНИЯ АММИАКА И МЕТАНА НА ЮПИТЕРЕ В ПЕРИОД ОСВЕЩЕНИЯ SEB 2009-2011 ГОДАХ

***Вдовиченко В.Д., Кириенко Г.А., Тейфель В.Г.,
Харитонов Г.А.***

3.2.1 Метаморфозы с облачным слоем Юпитера в 2009-2011 гг.

Одно из самых интересных и активных мест на Юпитере – это Южный Экваториальный Пояс (SEB). Он расположен на южных тропических широтах (7° - 17° S) и содержит на своей южной границе Большое Красное Пятно (GRS). Обычно - это темно-коричневая полоса, опоясывающая всю планету и находящаяся между двумя противоположными зональными потоками («джетами»): один (7° S) движется по отношению к экватору на восток, а другой (17° S), имеющий самую высокую скорость на планете, движется на запад. SEB является местом интенсивной конвективной активности и грозовых штормов [1] и одним из немногих мест, где впервые наблюдались и были спектроскопически отождествлены аммиачные облака [2]. Однако в начале периода видимости в 2010 г. вид этой полосы был намного бледнее обычного. Это изменение наблюдали и профессионалы, и любители.

Такая «метаморфоза» происходила с SEB в пятый раз, считая с момента первой космической миссии к Юпитеру (Pioneer 10, 1973 г). Первые четыре - это 1972-1975 г., 1989-1990 г., 1992-1993 г, начало-конец 2007 г. Но подробнейшим образом, с привлечением современного оборудования, был исследован именно последний (2009-2011 г.) случай освещения SEB.

Суть происходящего события, основываясь на наблюдениях, можно коротко описать следующим образом. Интенсивное возрастание оптической толщины SEB-аэрозоля по результатам ИК наблюдений проявилось в июне-августе 2009 г. на всех высотах облачных уровней при давлениях 0.8-3 бар. Это повлекло за собой повышение визуальной отражательной способности SEB в течение нескольких месяцев. Визуальное освещение южной части SEB началось западнее Большого Красного Пятна (GRS) и достигло

области восточнее GRS к октябрю-ноябрю 2009 г. К моменту завершения этого осветления (апрель-июль 2010 г.) тропосферная непрозрачность SEB-аэрозоля повысилась на 80% по сравнению с ее значением в 2008 г.

После прекращения турбулентной активности и конвективных движений в северо-западной области от GRS (7-17°S) в мае 2009 г, цвет SEB постепенно бледнел в течение месяцев. Этот процесс захватил южную компоненту SEB (SEBs, 15-17°S) к ноябрю 2009 г, оставляя пока его узкую северную часть (SEBn, 7-10°S), которая впоследствии также подвергалась осветлению в течение продолжительного времени. Максимальная стадия наступила в апреле 2010 г, когда альбедо всего пояса практически стало равным альбедо соседней экваториальной зоны. В продолжение этого необычного процесса GRS проявляло себя как находящийся в совершенно спокойном состоянии красный овал, окруженный белым аэрозолем.

Каждый из подобных циклов не повторяет другого. Они не происходят периодически, имеют разную длительность и отличаются своими особенностями. Например, цикл 2007 года закончился в конце 2007 г., образно говоря, не успев начаться. Однако в это время было явно зарегистрировано осветление участка SEB (образование «свежего» аммиачного облака), расположенного северо-западнее GRS [3]. Действительно, процесс осветления SEB начинается, как правило, с северо-запада от GRS, постепенно охватывая весь регион, а затем, через определенное время к SEB возвращается его прежний вид.

В общем случае подобный процесс может занимать 1-3 года, продолжаясь вплоть до периода возвращения SEB к прежнему виду, которое начинается с отдельных локальных возмущений (SEBD), имеющих вид раскрашенных в яркие и темные цвета пятен, возникающих по всему поясу. Эти пятна – места зарождающихся (или, в отдельных случаях, не прекращающих действовать) конвективных потоков, идущих из глубинных слоев атмосферы. Число их со временем растет, они уплотняются и, в конечном счете, возвращают SEB его прежний коричневый цвет.

Согласно результатам инфракрасных наблюдений [7], причиной такой метаморфозы явилось то, что меридиональный температурный

градиент внутри SEB понижался в течение 2008-2010 годов, уменьшая вертикальный тепловой поток в местах расположения зональных потоков, находящихся на границах SEB. Южная часть SEB полностью осветлилась к июлю 2010 г., и для нее (на широтах 19°-20°S) была характерна волновая (с короткими длинами волн) структура. Северная часть SEB в течение всего процесса осветления выглядела как узкий, серый коридор, обеспечивающий условия, при которых облака не возникают. Пониженные температуры и повышенная аэрозольная непрозрачность SEBZ после июля 2009 г. согласуются с направленным вверх потоком примесей (например, насыщенного аммиаком воздуха) и с повышенной конденсацией, ослабляя поглощение излучения в УФ области спектра, обусловленное различного рода хромофорами и усиливая осветление SEB к апрелю 2010 г. Сравнивая попарно между собой снимки Юпитера, полученные в эти годы в трех участках спектра (УФ – ближний ультрафиолет, ИК – ближняя инфракрасная область спектра, свободная от поглощения аммиака и метана, и в полосе поглощения метана CH_4 889 нм), можно увидеть, что в глубокой полосе метана CH_4 889 нм, которая формируется вблизи верхней границы облачного покрова, внешний вид Юпитера от года к году мало меняется, и SEB в 2010 году остается такой же темной как и в 2009 г. Максимальные изменения прослеживаются в основном на снимках в УФ-области спектра, за формирование которых ответственны облачные ярусы в конвективной тропосфере, а не в верхней тропосфере, которая контролируется лучистым равновесием, что наглядно видно на рисунок 1.

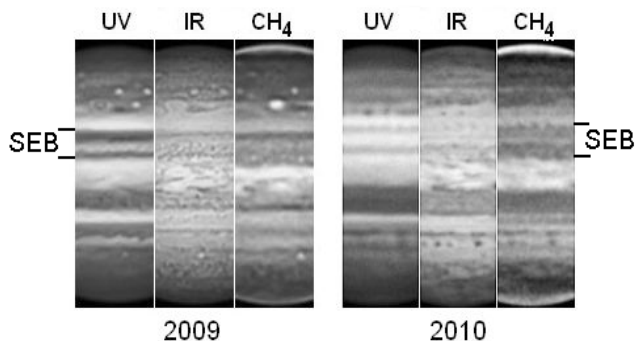


Рисунок 1 Фрагменты центрального меридиана Юпитера в трех областях спектра в 2009 и 2010 г.г.

В течение последнего процесса визуальное осветление южной части SEB началось западнее GRS и достигло области восточнее GRS к октябрю-ноябрю 2009 г. К моменту завершения этого осветления (апрель-июль 2010г.) тропосферная непрозрачность SEB-аэрозоля повысилась на 80% по сравнению с ее значением в 2008 г. Эта непрозрачность «затуманивала» как ее южную часть, так и пять коричневых образований (баржи), которые присутствовали там (наблюдались) с 2009. Осветленная SEB казалась исключительно неподвижной (полное отсутствие конвективных «плюмажей» или пятен), и только узкая северная часть ее оставалась относительно свободной от облаков. По результатам инфракрасных фильтровых измерений [7] возрастание ИК оптической толщины SEB-аэрозоля проявилось в июне-августе 2009 г. на всех высотах облачных уровней при давлениях 0.8-3 бар. Это повлекло за собой повышение визуальной отражательной способности SEB в течение нескольких месяцев.

После прекращения турбулентно-конвективной активности на северо-западе от GRS в мае 2009 г., в центре SEB на уровне с давлением $p > 300$ мб. в июле-августе 2009 г сформировалась низкотемпературная зона, но это произошло до повышения визуального альбеда. Низкотемпературное образование наблюдалось только в конвективно-нестабильном районе тропосферы, но его результатом стало понижение меридионального температурного градиента (и, следовательно, теплового вертикального потока на зональных границах) на высотах 100-300 мб. Осветление SEB не повлияло на стратосферные температуры на уровне 5 мб.

Образование твердого NH_3 , которому способствовал направленный вверх поток воздушных масс, обогащенный способными конденсироваться компонентами, извлеченными из глубоких слоев тропосферы, играет главенствующую роль в повышении непрозрачности в результате формирующихся на уровне 800 мб облаков. Активная конденсация NH_3 подавляла также поглощение хромофорами коротковолнового излучения и способствовала осветлению SEB. Анализ пространственной морфологии аэрозольной непрозрачности в λ 4.8 и 8.6 мкм приводит авторов [7] к предположению о наличии второй, более глубокой,

облачной палубы (выше 2-3 бара), состоящей, возможно, из твердого NH_4SH , хотя ни этот, ни аммиачный лед не были обнаружены. Предложенная ими гипотеза повышенной конденсации согласуется с результатами исследований визуальной отражательной способности, полученными в процессе наблюдений предыдущих аналогичных циклов SEB.

Пять коричневых барж сформировались в южной части SEB (в SEBs) в июне-августе 2009, когда SEBs начал бледнеть и приобретать бледно-оранжевый цвет. Эти теплые, свободные от облаков, области внутриатмосферных близграничных потоков, были уже почти не обнаружимы к июлю 2010, но места их расположения все еще отмечались, благодаря регистрируемым здесь более высоким тропосферным температурам и слабым голубым «заплаткам». Из опыта исследований предыдущих подобных циклов следует, что эти циклонические циркуляции могут играть важную роль в дальнейшем восстановлении прежнего вида SEB.

Зондирование атмосферы с помощью фильтров на λ 4.8 мкм и 8.6 мкм позволило сделать вывод о том, что причиной наблюдаемого осветления SEB были изменения в динамике глубоких слоев атмосферы ($p > 300$ мб), скорее всего, внутри конвективной зоны тропосферы, а не в стабильной, холодной зоне лучистого равновесия в верхней тропосфере.

Однако нужно отметить, что в период с 2008 по 2010 годы стратосферные температуры над SEB все-таки показывали значительную изменчивость по причине квазичетырехлетних колебаний Юпитера, которые влияют на стратосферные температуры на широтах 20°N и 20°S с периодом 4-5 лет. Однако никакой связи между процессами осветления и стратосферными колебаниями здесь не должно быть. Действительно, регулярность QQQ означает, что они не могут отвечать за процессы SEB осветления, которые разделены 14 годами или больше.

Следует подчеркнуть, что описываемый цикл SEB (его осветление и дальнейшее восстановление) – это только одно из огромного количества динамических событий, зафиксированных во время наблюдений 2008-2011 годов. Эти события не обязательно связаны с осветлением SEB, а являются частью длинных циклов или каких-

то обычных изменений, характерных для планеты. Они коснулись всех регионов Юпитера, включая Северный Экваториальный Пояс (NEB), Северный Умеренный Пояс (NTB), Большого Красного Пятна (GRS), Овала ВА (второго после GRS по величине вихря), и т. д. Наблюдалось образование новых деталей (северных вихрей, коричневых барж, и др.). Все происходящие изменения требуют последующего отдельного рассмотрения, поскольку несут огромную информацию о сложной и бурной динамике Юпитера.

3.2.2 Дрейф Большого Красного Пятна

Прекращение турбулентно-конвективной активности на северо-западе от GRS повлекло за собой формирование холодной зоны, появление «коричневых барж» и повышение аэрозольной непрозрачности. Если принять во внимание, что «кильватер» GRS находился в состоянии покоя до начала процесса осветления, то это предполагает динамическую связь между атмосферными потоками вокруг GRS и «жизненным циклом» SEB.

В связи с этим нам представилось интересным проследить поведение GRS за длительный период.

По долготным меридиональным разверткам, представленным в Интернете [8] за 2002-2012 г.г. (одна из них показана на рисунке 2.2), нам удалось проследить дрейф Большого Красного Пятна (БКП или GRS) во второй системе координат Юпитера в течение 10-летнего периода (рисунок 3а).

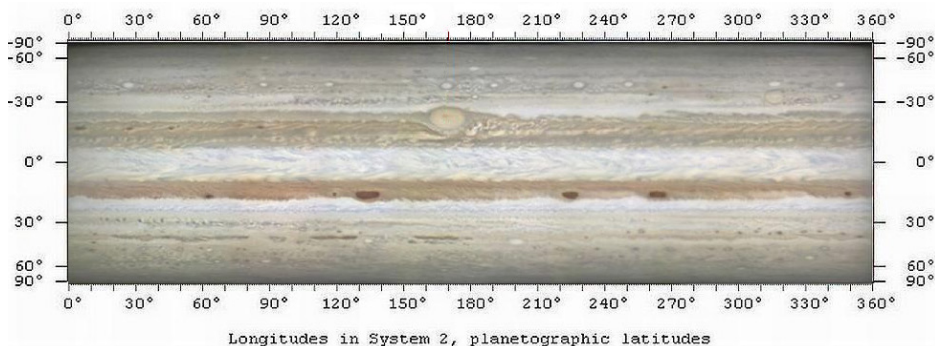


Рисунок 2 Развертка изображения центрального меридиана Юпитера по долготе

Оказалось, что за два года до драматических событий, связанных с освещением SEB в 2010 году, равномерный дрейф БКП был нарушен. Большое Красное Пятно длительное время, почти в течение года, в период с июля 2007 по июль 2008 г.г. оставалось практически на одной долготе, что подтверждается и результатами других авторов (рисунок 3b [8] файл - j080512r3).

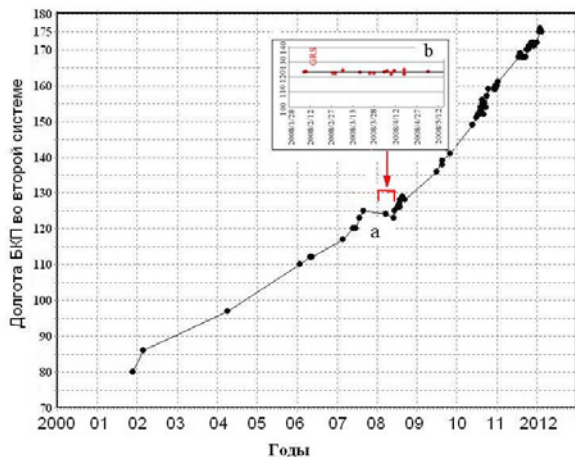


Рисунок 3 Дрейф Большого Красного Пятна в период 2002-2012 г.г.

3.2.3 Результаты обработки спектральных наблюдений

В связи с этим в лаборатории физики Луны и планет Астрофизического института им. В.Г.Фесенкова была поставлена задача изучить особенности поведения полос поглощения метана и аммиака по диску Юпитера за периоды наблюдения 2009-2011 годы. Некоторые предварительные результаты были представлены в публикациях[4,5], однако необычайность события требует их дальнейшего анализа.

Сложность данной задачи заключается в том, что в доступной нашим приборам ближней инфракрасной области спектра 0.6-1.1 мкм почти все полосы поглощения аммиака блендируются более сильными полосами поглощения метана. Относительно свободной остается полоса NH_3 в λ 645 нм, хотя она тоже попадает на коротковолновое крыло слабой полосы поглощения CH_4 .

На Сатурне, вследствие более низкой температуры, газообразный

аммиак почти полностью вымерзает, и спектр центра диска Сатурна в этой области очень хорошо согласуется с лабораторным спектром метана. На Юпитере к спектру метана добавляется спектр газообразного аммиака, содержание которого варьируется по диску. Если взять отношение спектра центра диска Юпитера к лабораторному спектру метана или к спектру Сатурна, то мы можем выделить спектр аммиака в «чистом» виде.

На рисунке 4 приведен профиль комбинированной полосы поглощения метана и аммиака в центре диска Сатурна и на Юпитере в области λ 770-815 нм.

Центр полосы аммиака расположен на $\lambda=790$ нм. В полосе метана можно найти два участка, коэффициенты поглощения в которых совпадают с коэффициентом поглощения в λ 790 нм, и к тому же свободные от поглощения аммиаком. Это участки 780 и 803 нм. Если бы в спектре Юпитера отсутствовал аммиак, то все изменения интенсивности полосы поглощения по диску планеты в трех длинах волн (780, 790 и 803 нм) должны были бы вести себя совершенно синхронно.

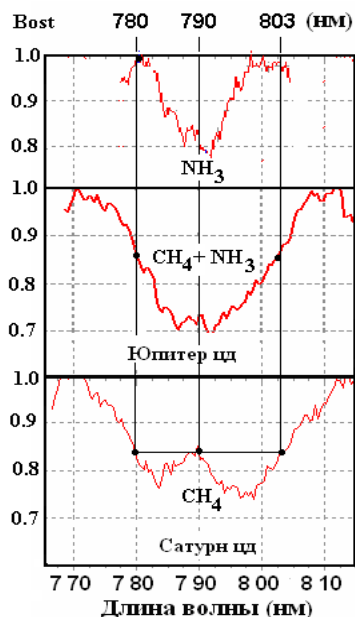


Рисунок 4 К вопросу о выделении полосы аммиака в спектре Юпитера (пояснения в тексте)

Анализ нескольких сотен спектров центрального меридиана Юпитера показал, что, в отличие от участка в $\lambda=790$ нм, участки $\lambda=780$ и $\lambda=803$ нм действительно ведут себя совершенно синхронно. Следовательно, все различия в поведении интенсивности поглощения в $\lambda 790$ нм по диску Юпитера по отношению к участкам 780 и 803 нм можно отнести за счет вариаций относительного содержания аммиака по отношению к метану. В общей сложности было обработано около 500 спектров центрального меридиана Юпитера. Программа обработки написана на языке Delphi и позволяет в потоковом режиме обрабатывать большое число спектров за считанные минуты [6]. На рисунке 5 приведен один из скриншотов программы.

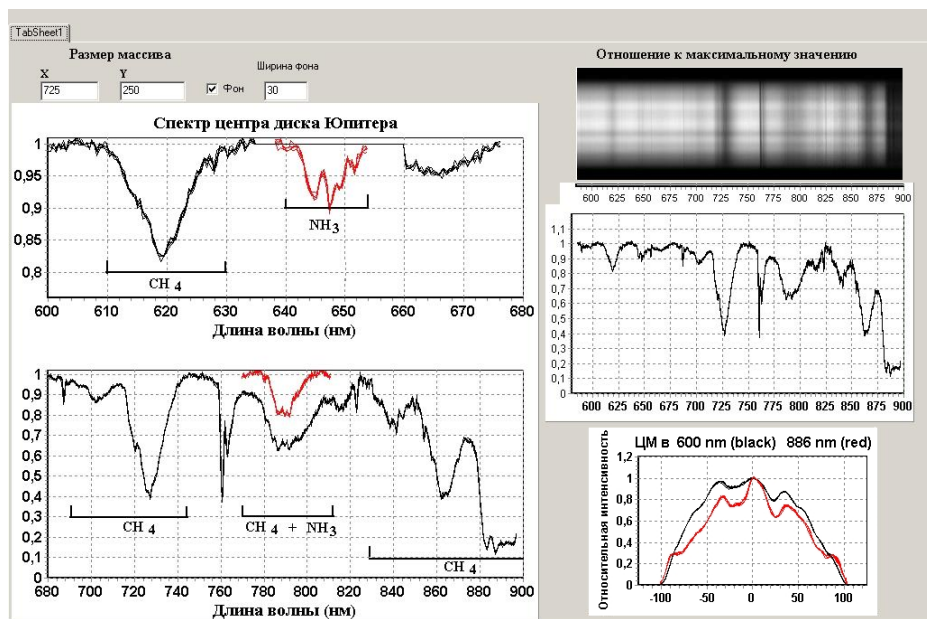


Рисунок 5 Скриншот программы выявления вариаций аммиачного и метанового поглощения по диску Юпитера.

На рисунке 6 представлены вариации остаточных интенсивностей, глубин и эквивалентных ширин исследуемых полос поглощения аммиака и метана, а также отношение содержания аммиака к метану вдоль центрального меридиана Юпитера для трех лет (2009-2011 гг.)

Нами исследовались вариации интенсивности полос поглощения метана в области спектра 619, 725, 790, 861 и 886 нм и двух полос аммиака в области 645 и 790 нм. Сразу следует отметить, что за период 2009-2011 гг. наши спектральные измерения выявили сезонные вариации поглощения метана и аммиака не только в SEB, но и в других широтных облачных поясах и зонах, а также значительные их долготные вариации. Приведем наиболее характерные результаты, связанные именно с исчезновением SEB на Юпитере в период 2009-2011 гг.

Хорошо видно, что в период исчезновения SEB содержание газообразного аммиака в этой области было меньше по сравнению с 2009 и 2011 годами. Аналогичным было и поведение эквивалентной ширины полосы поглощения метана в $\lambda=725$ нм. Это можно рассматривать как свидетельство того, что верхняя граница облачного покрова в районе SEB в 2010 году была заметно выше, чем в 2009 и 2011 годах. Подобный факт можно объяснить и более высокой плотностью рассеивающего аэрозоля в результате дополнительной конденсации аммиака вследствие понижения температуры в районе SEB в 2010 г. Возможно, что оба эффекта действовали одновременно. Однако широтный ход отношения содержаний метана и аммиака (CH_4/NH_3), полученный из наблюдений этих лет свидетельствует о более интенсивном изменении содержания метана в рассматриваемый период по сравнению с таковым для аммиака. Следует подчеркнуть, что этот наблюдательный факт был характерен для всех поясов и зон Юпитера.

В рамках простейших двухслойных моделей атмосферы полученные нами вариации интенсивности полосы поглощения аммиака можно интерпретировать как вариации его содержания в пределах $\sim 35\%$. Вариации эквивалентной ширины в полосе метана 725 нм также показывают уменьшение (на $\sim 20\%$) содержания метана на луче зрения в этом облачном поясе в 2010 году по сравнению с 2009 и 2011 годами.

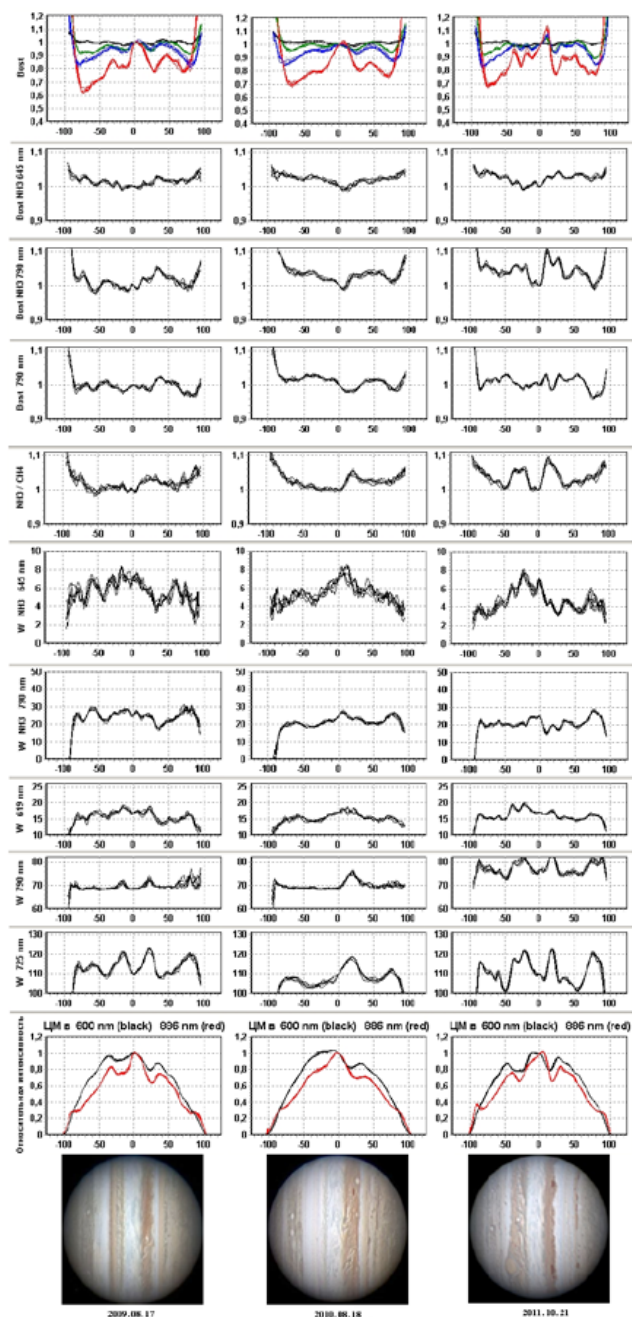


Рисунок 6. Внешний вид Юпитера и широтные вариации аммиака и метана по диску планеты в периоды видимости 2009-2011 годы

Аналогичные выводы делаются и авторами работы [7]. Описанные ими ИК фотометрические наблюдения SEB в девяти длинах волн в интервале от 4.8 до 19.5 мкм, показали, что процесс осветления SEB в 2009-2010 годах происходил под влиянием падения температур в центре этого облачного образования и связанного с этим возникновения там конденсатного аммиачного облака. По мере падения температуры аэрозольная непрозрачность (оптическая толщина) облака росла вместе с его альбедо, достигнув, наконец, 80% от его первоначальной (в 2008 г) величины. Зарегистрированное авторами [7] весьма ощутимое увеличение оптической толщи SEB в рассматриваемый период, обусловленное возникновением мощного аммиачного облака на высотах с давлением ~ 800 мб, могло повлечь за собой уменьшение концентрации газовой компоненты NH_3 в надоблачной атмосфере Юпитера.

При этом авторы считают, что происходящие в тропосферных слоях процессы никак не сказались на характеристиках стратосферы. А именно - фотометрические измерения, например, в фильтрах с λ пропускания 7.9 и 12.27 мкм, зондирующих высокие слои атмосферы (при давлениях 5 и 6 мб, соответственно), не показали аномальных изменений температуры, состава атмосферы или оптической толщи на этих высотах.

Авторы делают вывод, что их фотометрических наблюдений для выявления тонких эффектов в поведении указанных малых примесей в атмосфере Юпитера было недостаточно, и полезны были бы спектроскопические измерения полос поглощения этих газов, в частности, аммиака - с целью обнаружения возможных изменений его концентрации.

Поэтому неудивительно, что их выводы находятся в некотором противоречии с результатами наших спектральных наблюдений в интенсивной полосе поглощения метана 886 нм, несущей информацию о самых верхних облачных слоях атмосферы Юпитера, включая и надоблачный слой. Эти результаты показывают, что основные, и довольно ощутимые, изменения интенсивности поглощения в самых верхних облачных слоях атмосферы Юпитера происходили на границах темных поясов и светлых зон облачного покрова планеты.

3.2.4 Результаты обработки фильтровых наблюдений

Чтобы понять, как освещение SEB повлияло на вариации метанового поглощения по диску Юпитера в целом, были использованы изображения Юпитера в ближней ИК-области спектра и в полосе поглощения метана CH_4 889 нм, размещенные на японском сайте [8].

Из огромного многообразия фотографий (десятки тысяч) были выбраны лучшие по качеству, вблизи противостояния планеты с интервалом съемки не более 3 мин между снимками в ИК-области и в CH_4 889 нм, для наилучшего совпадения деталей. Наиболее качественными оказались снимки D.Parker (Coral Gables), T.Akutsu (Cebu Philippines), Brisbane (Australia), D.Peach, C.Pellier, A.Wesley (Murrumbateman Australia) и Akihiro Yamazaki (Tokyo Japan). По отношению снимков в непрерывном ИК-диапазоне и в глубокой полосе метана CH_4 889 нм строилось новое изображение, соответствующее распределению метанового поглощения по диску планеты. Программа обработки снимков написана на Delphi и позволяет:

- вводить снимки в непрерывном спектре и в полосе поглощения CH_4 889 нм;
- определять и вычитать фон у каждого снимка;
- при необходимости смещать один снимок относительно другого по обеим координатам;
- представлять результирующий снимок в черно-белом или цветном виде;
- регулировать цветовую градацию результирующего снимка;
- под исходными снимками выводить на графики разрезы относительной интенсивности параллельно экватору и центральному меридиану;
- под результирующим снимком выводить графики вариации Δt эффективного, которые эквивалентны разности между оптической толщиной поглощения на луче зрения исследуемой зоны и таковой для центра диска;
- сохранять скриншот и табличные данные всех расчетов в отдельный файл.

Рабочий скриншот программы представлен на рисунке 7.

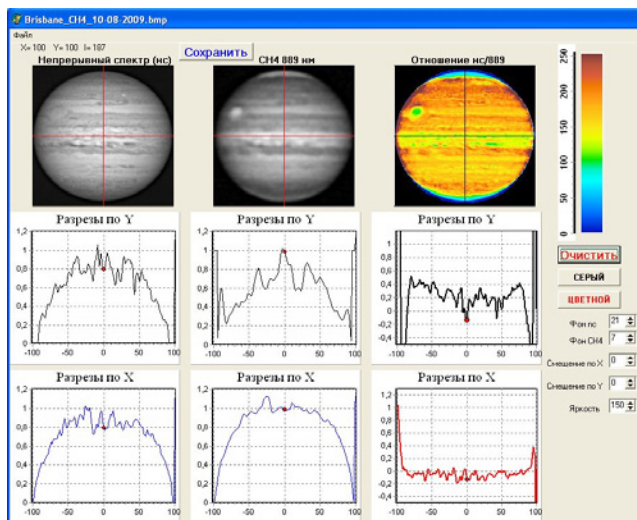


Рисунок 7 Скриншот программы отношения снимков в непрерывном спектре и в полосе метана CH4 889 nm

Наиболее характерный результат обработки серии снимков за 2009, 2010 и 2011 г.г. представлен на рисунке 8.

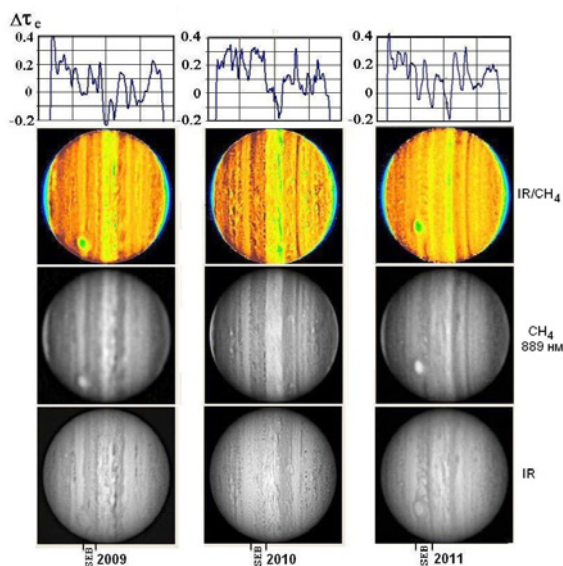


Рисунок 8 – Внешний вид Юпитера в непрерывном спектре (IR) и в полосе поглощения метана CH4 $\lambda=889$ nm, их отношение и $\Delta\tau$ эффективное вдоль центрального меридиана для трех лет 2009-2011 г.г.

В целом результаты не противоречат тем, что были получены нами при обработке спектрограмм, но содержат больше деталей из-за хорошего качества исходных изображений. Однако, ввиду того, что снимки не стандартизованы и получены методом многослойного наложения, они контрастированы и не обладают необходимой фотометрической точностью, а результаты обработки носят, скорее всего, качественно-иллюстративный характер и к приводимым оценкам $\Delta\tau$ эффективного следует относиться с осторожностью.

Представляется интересным сравнить значения $\Delta\tau$ эффективного для 2009 года, когда SEB была в обычном состоянии и для 2010 года, когда произошло ее осветление. Такое сравнение представлено на рисунке 9, на котором нижняя полусфера соответствует изображению Юпитера в 2010 г., а верхняя – в 2009 г. Здесь же на снимок нанесена разность $\Delta\tau_{2010} - \Delta\tau_{2009}$

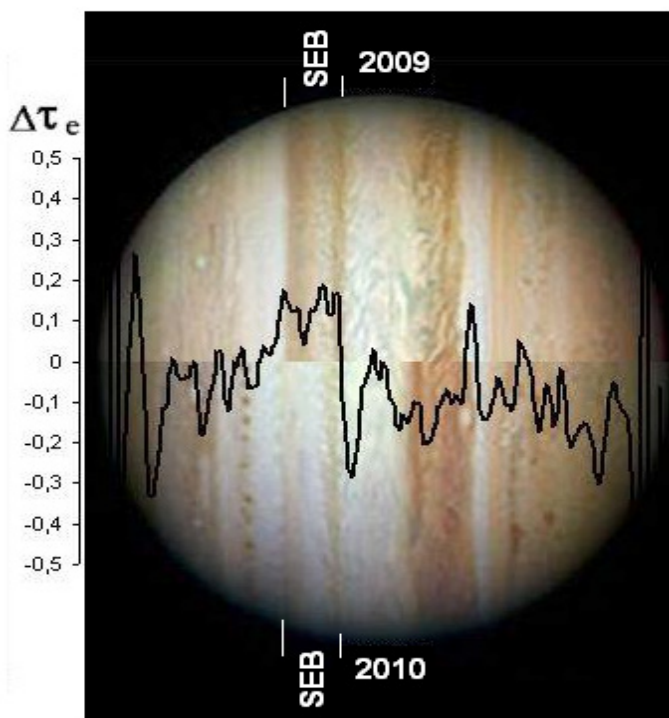


Рисунок 9 Внешний вид Юпитера в 2009 году (верхняя полусфера), в 2010 г. (нижняя полусфера) и разность оптических толщ $\Delta\tau_{2010} - \Delta\tau_{2009}$

На рисунке 9 хорошо видно, что в 2010 году Δt эффективное в области SEB действительно стало заметно больше, чем в 2009 году. Здесь же хорошо заметно, что наиболее активные процессы и значительные изменения в Δt эффективном происходили на границах SEB и EZ, что подтверждается результатами инфракрасных фильтровых наблюдений [7], а также на границе NEB и NTrZ но с обратным знаком.

Как можно видеть из описанных результатов, возможные структурные перестройки в атмосфере, приведшие к осветлению области SEB и исчезновению, не сопровождались значительными и принципиальными изменениями метанового и аммиачного поглощения. Разумеется, некоторые тонкие эффекты были нами обнаружены и возможно могли бы проявить себя сильнее при более высоком пространственном и спектральном разрешении, но существенных различий между 2010 годом и предыдущими годами не наблюдается. Однако из этого не следует, что в структуре облачности SEB региона полностью отсутствовали какие-либо изменения.

В SEB регионе, в полосе CH_4 890 нм, наблюдается некоторое увеличение поглощения, и это особенно важно, поскольку наблюдения в ИК области спектра показали низкую интенсивность излучения в λ 4.8 мкм в районе SEB, по сравнению с NEB (в контрасте с NEB), который выглядит как яркий пояс. Вероятно, это связано с повышенной объемной плотностью облачного слоя в SEB. Однако то, что верхняя граница облачного слоя в SEB лежит выше, менее вероятно, т.к. мы видим хорошо выраженное и возможно даже повышенное поглощение в сильной метановой полосе λ 890 нм.

Ориентировочную оценку максимального различия в оптической толще надоблачной атмосферы можно сделать, например, в рамках двухслойной модели (облако-чисто газовая надоблачная атмосфера)

При различии в глубине полосы поглощения $\lambda=725$ нм от 0.60 до 0.62 оптическая толщина должна меняться в пределах от 0.28 до 0.30. Однако однозначный ответ в рассматриваемой ситуации получить не так просто. Дело в том, что формирование молекулярных полос поглощения происходит и внутри облачного слоя благодаря эффекту многократного рассеяния на частицах аэрозоля. При

этом в зависимости от альбеда частиц (или величины истинного поглощения в них) меняется число актов рассеяния, что влияет на интенсивность полос поглощения. Так, если альбеда облаков в SEB увеличилось, что и привело к исчезновению темной полосы, может иметь место некоторое усиление полос поглощения. Особенно это касается относительно слабых полос, которые в основном и формируются внутри облачного слоя.

Исследования в этом направлении являются одной из основных задач планетной астрофизики - изучение нестационарных процессов и явлений на планетах, особенно в планетных атмосферах, всегда находящихся в нестабильном состоянии и подверженных воздействию различного рода космических факторов, прежде всего – солнечной активности. Изучение же солнечно-планетных связей, как и солнечно-земных, необходимо в связи с проблемой изменения климата Земли.

Список литературы

[1] *Baines K., Carlson R., Kamp L.* Fresh ammonia ice clouds in Jupiter.1. Spectroscopic identification, spatial distribution, and dynamical implications. // *Icarus* 2002. V.159, №1. P. 74-94.

[2] *Ingersoll A.P., Dowling T.E., Gierasch P.J. et al.* Dynamics of Jupiter's atmosphere. Jupiter. // *Planet, Satellites Magnetosphere* 2004. P. 105-128.

[3] *Baines K. H. et al.* Polar lightning and decadal-scale cloud variability on Jupiter. // *Science* 2007. V. 318. P. 226-228.

[4] *Тейфель В.Г., Бондаренко Н.Н., Каримов А.М., Харитонова Г.А., Кириенко Г.А., Синяева Н.В.* Сравнение поведения молекулярных полос поглощения на Юпитере до и во время исчезновения южного экваториального пояса. // *Известия НАН РК. Сер. физ.-мат.* №4. 2011, С.91-94.

[5] *Tejfel V.G., Vdovichenko V.D., Bondarenko N.N., Karimov A.M., Kharitonova G.A., Kirienko G.A., Sinyayeva N.V.* Comparative study of the molecular absorption bands behavior on Jupiter before and at the Southern Equatorial belt disappearance. // 42-nd Lunar and Planetary Science Conference, The Woodlands, TX. USA, 2011.

[6] Вдовиченко В.Д., Кириенко Г.А., Синяева Н.В., Тейфель В.Г. Исследование вариаций молекулярного поглощения в атмосферах Юпитера и Сатурна. I. Методика экспресс-обработки и анализа зональных спектров. // Известия НАН РК, серия физ.-мат. №4, 2010, С. 92-96.

[7] Fletcher L.N., Orton G.S. et al. Jovian temperature and cloud variability during the 2009-2010 fade of the South Equatorial Belt // Icarus 2011, V. 213. P. 564-580.

[8] <http://alpo-j.asahikawa-med.ac.jp/Latest/Jupiter.htm>.

3.3 ОСОБЕННОСТИ СТАДИИ РОСТА 24-ГО ЦИКЛА СОЛНЕЧНОЙ АКТИВНОСТИ

Минасянц Г.С., Минасянц Т.М.

Развитие текущего 24-го цикла солнечной активности имеет несколько характерных особенностей. За начало цикла принят декабрь 2008 года. В течение 260 дней 2009 года вообще отсутствовали активные области на Солнце, более того, период непрерывного отсутствия пятен с 31 июля по 31 августа является самым продолжительным за всю историю наблюдений с 1849 года. В 2011 году наблюдалось довольно резкое увеличение количества активных областей, что по значениям показателя чисел Вольфа соответствует типичному году стадии роста цикла.

Целью работы является выявить особенности развития активности в 2011 году, путем сопоставления изменений различных параметров и индексов, показать наиболее значимые из них, связанные с возникновением геомагнитных возмущений.

Все, использованные в статье, данные наблюдений на космических аппаратах и наземных обсерваториях получены на общедоступных сайтах в интернете.

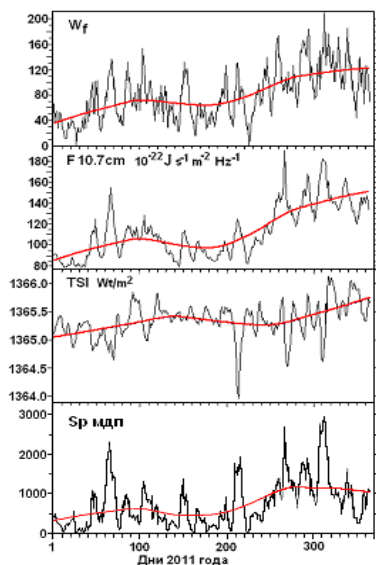


Рисунок 1 Ежедневные распределения в течение 2011 года значений чисел Вольфа - W_f , потока радиоизлучения Солнца - $F_{10.7\text{cm}}$, солнечной постоянной - TSI и площади пятен - Sp.

Сглаженные кривые – средневзвешенные значения.

Нарисунке 1 показаны ежедневные изменения в 2011 году чисел Вольфа, потока радиоизлучения Солнца на $\lambda 10.7$ см, солнечной постоянной (TSI - Total Solar Irradiance), а также площади пятен.

Средневзвешенные кривые, построенные для этих индексов и параметров методом наименьших квадратов, указывают на хорошую корреляцию в их изменениях. Поведение этих индексов связано, в основном, с изменениями количества центров активности и их площади на Солнце, без учета их качественных характеристик, отражающих магнитную структуру активных областей. При этом не учитывается их эффективность в реализации таких мощных энергетических процессов как вспышки и выбросы корональной массы, а также состояние возмущенности межпланетного магнитного поля, приводящего к появлению вертикальной компоненты поля.

Сглаженный подъем значений солнечной постоянной в период роста чисел Вольфа объясняется, в основном, преобладанием излучения факельных полей от большого количества групп пятен, преимущественно малой и средней площади. Лишь в случаях, когда общая площадь групп пятен на Солнце становится $Sp > 1800$ м.д.п., наблюдается заметное падение значений солнечной постоянной.

Далее, для более наглядной оценки развития активности в 2011 г., проведен аналогичный анализ для 1998 г. и сравнивались полученные результаты. Для сопоставления выбран именно 1998 г., так как он является характерным для стадии роста 23-го цикла. В 2011 г. и 1998 г. наблюдались примерно равные интервалы роста среднемесячных чисел Вольфа: от 18.8 до 96.7 и от 31.9 до 92.9; количество активных областей на Солнце: 252 и 303; общее количество геомагнитных бурь с внезапным началом: 31 и 35 - соответственно.

Используя оригинальные ежедневные зарисовки, на которых приводятся напряженности магнитного поля отдельных ядер групп пятен (сайт Крымской Астрофизической Обсерватории), представлены ее изменения в течение 2011 и 1998 годов (рисунок 2) . Для небольших по площади теней пятен и пор существенным становится влияние рассеянного света при измерениях напряженности магнитного поля. Поэтому были исключены из рассмотрения тени с напряженностью менее 1400 гс. Всего было использовано 2138 измерений напряженности поля в тенях пятен и пор в 2011 г. (210 дней наблюдений) и 2353 - в 1998 г. (187 дней наблюдений).

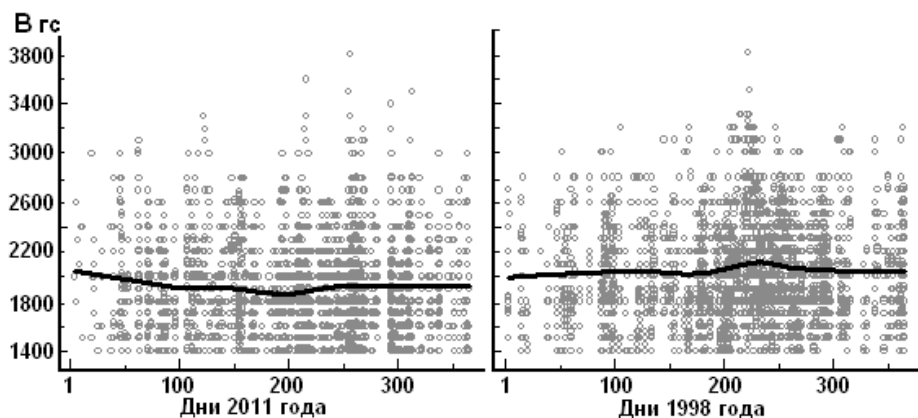


Рисунок 2 Измеренные напряженности магнитного поля (в линии $\lambda 6302\text{\AA}$ FeI) теней пятен и пор в 2011 г. и 1998 г.

Жирные линии – средневзвешанные значения.

Средневзвешанные значения напряженности в 2011 г. показывают незначительное понижение в течение года ($B_{\text{средн}} = 1930$ гс), в 1998 г. – повышение ($B_{\text{средн}} = 2050$ гс). Результаты измерений Penn'a and Livingston'a [1, 2] показывают заметные расхождения с представленными нами, так как были получены с помощью ограниченного наблюдательного материала: в 2011 году было использовано около 15 наблюдательных дней, в 1998 году – всего 1 день.

В таблице 1 для 2011 и 1998 годов показаны: количество групп пятен наиболее сложных магнитных классов, средние значения напряженности магнитного поля пятен, количество вспышек самых высоких классов по рентгеновскому излучению в $\lambda(1-8)\text{\AA}$ и протонных вспышек различных баллов (для потоков протонов с энергией >10 MeV).

Год	Класс гр. пятен			Нгс средн	X-ray		Протон. балл		
	γ	δ	$\gamma\delta$		М	Х	1	2	3
2011	33	2	15	1930	111	8	7	-	-
1998	25	1	11	2050	93	14	2	4	2

Таблица 1 Количество и характеристика групп пятен и вспышечная активность в 2011 и 1998 годах

Несмотря на преобладание в 2011 г. общего количества активных областей со сложной структурой магнитного поля, вспышки 1998 года оказались более эффективными источниками излучения и с более мощными потоками ускоренных частиц.

Пять протонных вспышек 1998 г. вошли в число самых мощных событий 23-го цикла, имевших максимальные значения интегрального потока протонов $F_{>30 \text{ MeV}} \geq 1.85 \cdot 10^7 \text{ proton} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{day}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$. Три протонных вспышки 1998 г. вошли в список событий солнечных космических лучей, когда наблюдалось резкое, более чем на 10%, увеличение числа солнечных протонов с энергией $>500 \text{ MeV}$. То есть, по характеристикам вспышечных протонных потоков 2011 год значительно уступал 1998 г. и не мог претендовать на попадание в такого рода списки.

Что касается связи рентгеновских классов и протонных баллов вспышек 1998 г., то лишь три протонных вспышки второго балла относились к рентгеновскому классу X, остальные - к рентгеновскому классу M (в том числе с наибольшими потоками протонов балла 3), а также к классу C и одно протонное событие даже не было связано со вспышкой. Подобная картина наблюдалась в 2011 г., с той лишь разницей, что все вспышечные протонные потоки имели наименьший балл – первый.

Более того импульсная вспышка рентгеновского балла X3.7 22 ноября 1998 г. стала источником гамма квантов с энергией $>16 \text{ MeV}$. При этом, что интересно, не наблюдалось заметного усиления протонов.

Хорошим индикатором условий в короне и солнечном ветре являются значения концентрации ионов. Для активной корональной плазмы характерно повышение зарядового состояния ионов различных элементов, в том числе и гелия. Источниками увеличения концентрации ядер гелия (α -частиц) - N_α в солнечном ветре являются: вспышечные процессы, развитие корональных выбросов массы и влияние структурных неоднородностей солнечного ветра [3].

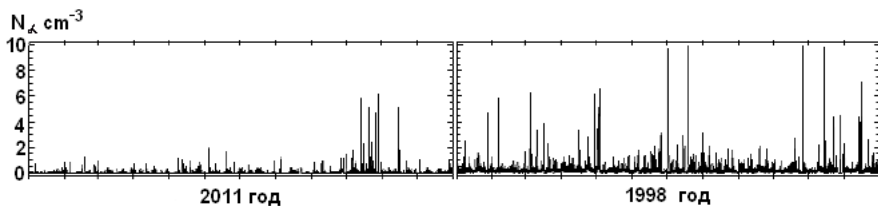


Рисунок 3. Ход изменения концентрации α -частиц в солнечном ветре в 2011 и 1998 годах.

В 2011 г. случаи увеличения N_{α} связаны, в основном, со структурными неоднородностями солнечного ветра и корональными выбросами массы, ввиду слабого усиления потоков частиц во время вспышек. Дополнительное влияние вспышечного усиления потоков частиц в 1998 г. привело к многочисленным и более существенным повышением N_{α} , по сравнению с 2011 г. (рисунок 3).

Появление и развитие корональных выбросов массы (КВМ) происходит внезапно и практически одновременно с возникновением вспышек. КВМ и вспышки являются сопутствующими друг другу явлениями единого энергетического процесса, протекающего в активной области [4]. Этот факт подтверждается сопоставлением вспышечной активности и активности выбросов в течение 2011 и 1998 г.г. Несмотря на то, что 2011г. превосходил 1998г. по количеству КВМ с ударными фронтами: 32 и 18 соответственно, воздействие КВМ в 1998 г. привело к возникновению 8 сильных и 2 экстремальных геомагнитных бурь, по сравнению с 3 сильными - в 2011 г.(рисунок 4).

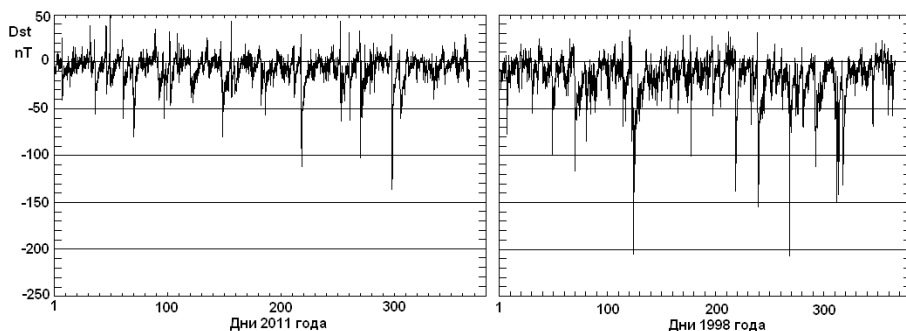


Рисунок 4. Ход изменения часовых значений индекса Dst в 2011 и 1998 годах.

Наиболее наглядно проявились различия в степени возмущенности магнитосферы в 2011 и 1998 годах в значениях планетарного индекса A_p (рисунок 5).

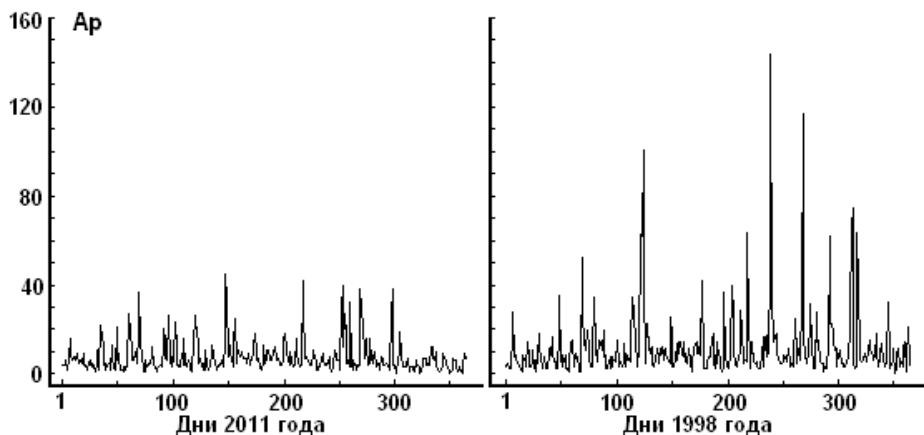


Рисунок 5 Ежедневные значения геомагнитного индекса A_p в 2011 и 1998 годах.

Существует рейтинговый список 1344 главных геомагнитных возмущений по величинам ежедневного индекса A_p для периода 1932 – 2004 гг. При этом принимаются во внимание события с $A_p \geq 40$. В 2011 г. имеется только 3 случая, когда A_p удовлетворяет этому требованию, при этом $A_p \max = 45$. Понятно, что A_p 2011 года имели бы в этом списке самый низкий рейтинг. Наиболее мощные возмущения в 1998 г. занимают в списке достаточно высокие места: 70-е, 110-е, 119-ое.

Таким образом, ни высокие значения чисел Вольфа, ни существование активных областей, обладающих сложной магнитной структурой и имеющих большую площадь, не явились достаточным условием для возникновения на Солнце активных процессов в 2011 г., которые могли бы вызвать экстремальные возмущения в магнитосфере Земли. Сопоставление активности в годы роста 24-го цикла (2011 г.) и 23-го цикла (1998 г.) показывает слишком много исключений в общепринятых закономерностях для количества спорадических солнечных активных процессов, а также в их энергетических характеристиках, что сказалось и на геомагнитных возмущениях.

Примерно равные значения чисел Вольфа и площади пятен Солнца, при несколько большем количестве активных областей в 1998 г., показывает почти 30-ти процентное превосходство в 2011 г. числа групп пятен со сложной магнитной структурой, что указывает на потенциальное преимущество в генерации более мощных вспышек. В действительности произошло все наоборот: вспышки в 1998 г. намного превосходили 2011 г. по всем показателям: мощности излучения и потоков ускоренных частиц.

Подобная картина наблюдалась и для КВМ. При количественном преимуществе КВМ с ударным фронтом в 2011 году и почти равном с 1998 г. количеством геомагнитных бурь с внезапным началом, в качественном отношении - в мощности магнитных бурь, год 1998 имел подавляющее превосходство над годом 2011.

При обилии существующих индексов и параметров, отсутствуют такие, которые бы характеризовали не только потенциальную, но и реальную возможность появления экстремально высокой активности.

Примером может послужить присутствие на Солнце групп пятен ϵ -конфигурации [5]. Активные области класса $\gamma\delta$, имеющие ϵ -конфигурацию, представляют одно огромное пятно, обычно площадью $S_p > 1000$ м.д.п., внутри полутени которого одновременно существуют, нерегулярно расположенные, многочисленные ядра противоположных полярностей. В процессе эволюции группы происходит почти синхронное изменение площади теней N и S полярностей [5]. Статистика показывает, что относительное количество ϵ -групп к общему числу всех групп пятен, существующих на Солнце, очень мало, и составляет всего 0.15%, однако группы пятен ϵ -конфигурации превосходят остальные по числу вспышек самых высокого протонного балла – в них происходит ~70% вспышек наибольшего балла 4 [6]. Типичными примерами таких областей являются группы пятен: августа 1972 г., марта 1989 г., октября 2003 г. Присутствие на Солнце группы ϵ -конфигурации, как показывают наблюдения, является достаточным признаком развития грандиозных активных процессов: вспышек, как источников квантового излучения и энергичных заряженных частиц, а также корональных выбросов массы, сопутствующих развитию

вспышек и являющихся источниками возникновения геомагнитных бурь. При этом, эти проявления активности нередко показывают экстремальные значения: наличие гамма-квантов энергии ≥ 100 Мэв, излучения протонов $E_p > 10$ Мэв интенсивностью $\geq 10^4$ (протон $\cdot \text{см}^{-2} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{ср}^{-1}$) или присутствие потоков протонов с энергией солнечных космических лучей, и возникновение геомагнитных бурь со значениями индекса $Dst < -200$ nT, 2 марта 2012 года на восточном краю диска Солнца появилась группа пятен AR 1429, которая имела структуру ϵ -конфигурации.

За время прохождения AR 1429 по диску Солнца, в ней произошло 3 вспышки рентгеновского балла X и 15 вспышек балла M. 8-го марта восточное крупное пятно отделилось от группы и, строго говоря, AR 1429 уже не имела ϵ -конфигурацию, что сразу сказалось на количестве возникающих в ней вспышек. Если в течение первого периода (2-7) марта в группе возникли все вспышки балла X и 12 вспышек балла M, то во второй– (8-15) марта только 3 вспышки балла M.

На рисунке 6 представлены магнитограммы и фотогелиограмма AR 1429 с высоким пространственным разрешением, полученные на Solar Dynamics Observatory. В центральной части группы магнитные поля противоположных полярностей настолько близко располагались друг к другу (1000-3000) км, что значения горизонтального градиента поля достигали величин 1-2 Гс/км. Для сравнения, вертикальный градиент поля в тени пятен составляет 0.2-0.3 Гс/км [8].

На верхней магнитограмме видно настолько сильное взаимопроникновение одной полярности в районы расположения другой, что провести нейтральную линию, следуя всем её многочисленным изгибам, крайне сложно. Такая структура группы позволяет, видимо, эффективно освобождать свободную магнитную энергию поля при аннигиляции токовых слоев (действие эффекта пересоединения), что приводит к ускорению частиц и появлению жесткого излучения квантов.

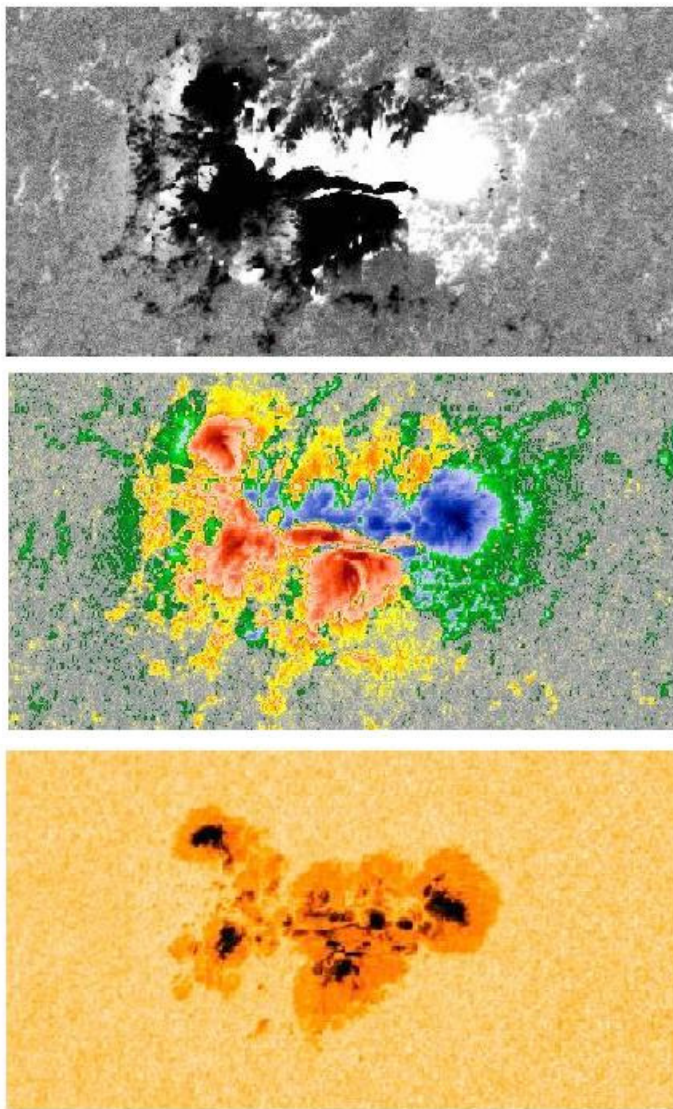


Рисунок 6 Верхний снимок – черно-белая магнитограмма, средний –цветная магнитограмма, нижний – снимок фотосферы AR 1429 7 марта 0h 00m 2012. Solar Dynamics Observatory.

В 0h 02m 7 марта в AR 1429 началась импульсная вспышка (левый снимок на рисунке 7), имевшая рентгеновский балл X 5.4, максимум вспышки наблюдался в 0h 24m. Вспышка стала источником потока протонов с $E_p > 10$ Мэв интенсивностью $6.53 \cdot 10^3$ (протон $\cdot$ см-2 $\cdot$

с-1 • ср-1). Одновременно произошел высокоскоростной выброс корональной массы, приведший к развитию геомагнитной бури 9 марта с индексом Dst= -143 nT. Эти показатели, хотя и не являются экстремальными, но пока самые высокие в развивающемся цикле. Следует указать, что на фоне развития этой вспышки в группе в 1h 05m возникла еще, достаточно сильная вспышка X1.3 (правый снимок на рисунке 7).

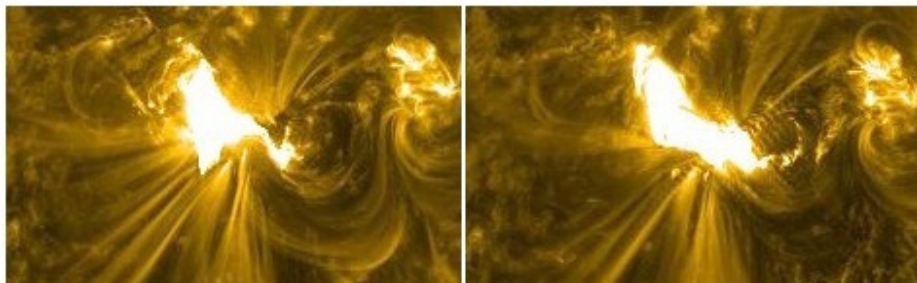


Рисунок 7 Развитие вспышки X5.4/3B в AR 1429 7 марта 2012 0h 30m

(левый снимок) и 1h 30m (правый). Фильтрограммы $\lambda 171\text{\AA}$ (SDO)

Но самый удивительный результат развития этих вспышек был связан с наблюдениями на телескопах космической обсерватории Fermi (телескопы LAT и GBM). Было зарегистрировано излучение гамма-квантов наивысших энергий, за все время наблюдений Солнца, – в диапазоне $>100\text{ MeV}$ (в максимуме 4 GeV). В течение ~ 20 часов продолжался поток высокоэнергичных гамма-квантов (рисунок 8).

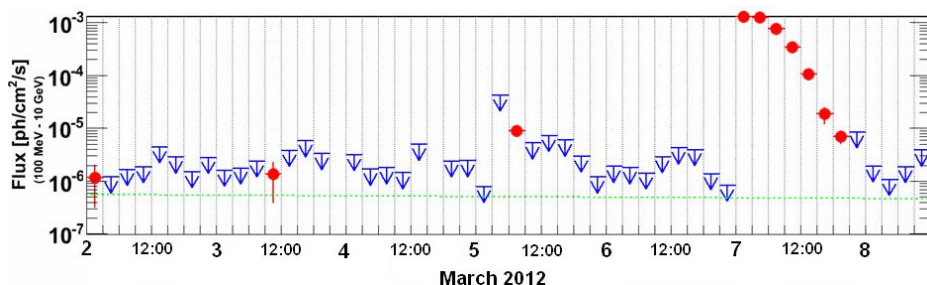


Рисунок 8 Высокоэнергичные гамма-лучи ($>100\text{ MeV}$) в марте 2012. Телескоп LAT, обсерватория Fermi.

Солнце является объектом со слабой и довольно устойчивой яркостью в гамма-диапазоне, связанной с галактическим космическим излучением. Однако событие 7 марта показало, что само Солнце может быть источником гамма-лучей высоких энергий. Солнце на два порядка превосходило по яркости все остальные наблюдаемые галактические объекты, даже пульсар Vela (рисунок 9). Благодаря высокому угловому разрешению телескопа LAT регистрировалась повышенная гамма-эмиссия, исходящая именно от активной области AR 1429.

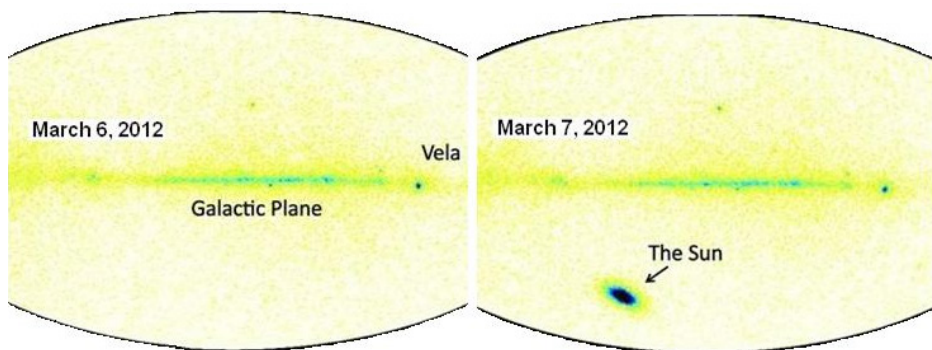


Рисунок 9 Негативное изображения галактических объектов в гамма-диапазоне (>100 MeV).

Телескоп LAT, обсерватория Fermi.

Это послужило для коллектива научного сопровождения обсерватории Fermi толчком к более пристальному вниманию к солнечным вспышкам, как явлениям с усиленными потоками гамма-квантов. Был представлен список вспышек, которые в течение (2010-2012)г.г. показали потоки гамма-лучей с энергией >20 MeV [9].

Для объяснения существования излучения гамма-лучей с энергией в несколько GeV, использованы характеристики потоков протонов и электронов, которые фиксировали КА GOES и Ресурс – ДК1 при развитии AR 1429. GOES показал заметное (более, чем на три порядка) усиление потока протонов с энергией $E_p > 100$ MeV в течение 7-8 марта 2012 г. Для протонов $E_p > 700$ MeV усиление потока относительно фоновых значений достигало в максимуме $\sim 40\%$. Схожие результаты получены для протонного потока и на магнитном спектрометре PAMELA со спектральным диапазоном от

100 MeV до сотен GeV (Ресурс–ДК1) [10].

Согласно работе [11], протоны с энергиями свыше 300 MeV при взаимодействии с веществом солнечной атмосферы генерируют нейтральные и заряженные пионы, при распаде которых возникает гамма-излучение. Если энергия протонов значительно превышает порог реакции, приведший к рождению пионов, то непрерывный спектр гамма излучения с энергиями фотонов >100 MeV будет простирается до энергий, сравнимых с максимальной энергией ускоренных во вспышке протонов.

Еще один источник - это ускоренные вспышечные электроны, которые при своем распространении в солнечной атмосфере создают тормозное излучение гамма-квантов.

Продолжительный по времени поток высокоэнергичных гамма-квантов, повидиму, связан с эволюцией активной области, которая сопровождалась увеличением плотности магнитной энергии в ней и усложнением её геометрии. Действительно, нейтральная линия магнитного поля имела очень протяженную длину и высокие градиенты поля вдоль нее.

В заключение остановимся на перспективах развития текущего цикла. 2013-й год, по последним прогнозам, должен быть годом максимума солнечного цикла. Однако, как показывают наблюдения, числа Вольфа существенно ниже, чем в 2011 году. Это также относится к числу крупных вспышек и геомагнитных бурь. В дальнейшем возможна реализация одного из двух предполагаемых сценариев. Или резко возрастет солнечная активность, которая будет соответствовать максимуму цикла, или мы действительно имеем очень низкий максимум в 2013 году. Причем в этом случае 24-й цикл будет иметь двухвершинный максимум – один, более высокий в 2011 году, другой, более слабый, - в 2013.

Список литературы

- [1] *Penn M.J., Livingston W.* Long-term evolution of sunspot magnetic fields // arXiv:1009.0784v1 [astro-ph.SR] 3 Sep 2010 - P.1-8.
- [2] <http://www.leif.org/research/>
- [3] *Минасянц Г.С., Минасянц Т.М., Вильковиский Э.Я.* Влияние активных процессов на плотность альфа-частиц в солнечном ветре

// Труды международной конф. «Солнечная и солнечно-земная физика – 2011». - г. Санкт-Петербург. - 2011.- С.277-278.

[4] *Веселовский И.С., Панасюк М.И., Авдюшин С.И. и др.* Солнечные и гелиосферные явления в октябре–ноябре 2003г.: причины и следствия // *Космические Исследования*. Т.42. № 5. 2004.- С. 453-508.

[5] *Minasyants G.S., Minasyants T.M.* Magnetic and structural features of sunspots groups during appearance of proton flares. // Труды конференции: Солнечная активность и её земные проявления. Иркутск. – 2000. - С.85-88.

[6] *Минасянц Г.С., Минасянц Т.М.* О характере изменения площади теней пятен N и S полярностей в группах солнечных пятен // *Изв.МН-АН РК* 1997-№4 - С.104-108.

[7] *Минасянц Г.С., Минасянц Т.М.* Магнитные и структурные особенности групп солнечных пятен при возникновении в них протонных вспышек//*Изв.МН-АН РК* 1998-№4 - С.6-9.

[8] *Обридко В.Н.* Солнечные пятна и комплексы активности. М. - 1985. 256 с.

[9] *Omodei N.* Observation of impulsive solar flares with the Fermi Large Area Telescope // *Stanford. KIPAC. Presentation*. 2012.

[10] *Гальпер А.М.* Эксперимент «РИМ-ПАМЕЛА»: регистрация космических лучей от солнечных вспышек // *Федеральное космическое агентство (РОСКОСМОС). Новости*. 2012.

[11] *Murphy R.J., Dermer C.D., Ramaty R.* High-energy processes in solar flares // *Astrophys. J. Suppl.* 1987.V.63. P.721-748.

3.4 О НАБЛЮДЕНИЯХ ИСКУССТВЕННЫХ СПУТНИКОВ ЗЕМЛИ В КАЗАХСТАНЕ

Диденко А.В., Усольцева Л.А.

3.4.1 Позиционные наблюдения ИСЗ

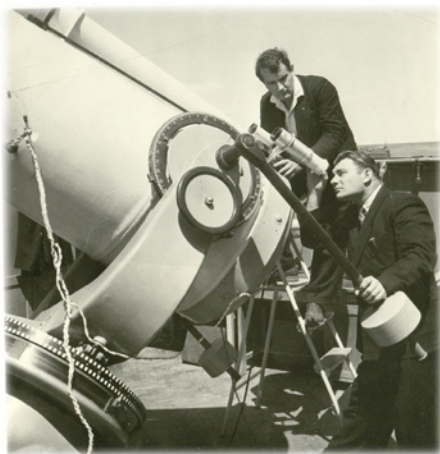
С запуском первых искусственных спутников, в конце 50-х – начале 60-х годов XX века, в Советском Союзе и США на базе наземных оптических и радиотехнических средств начали создаваться национальные системы слежения за космическим пространством. В связи с этим вполне логичным шагом оказалось привлечение астрономического арсенала для наблюдений в оптическом диапазоне: это широко практиковалось и в США, и в СССР, а в последующем – и в других странах.

Сеть наблюдательных станций, созданная на базе астрономических обсерваторий Академии наук СССР и ряда вузов страны, в течение многих лет поставляла информацию о состоянии околоземного космического пространства для отечественной системы контроля [1]. Высокий научный потенциал этих учреждений обеспечивал лидерство в постановке фундаментальных и прикладных исследовательских программ. Многие задачи были предложены самими учеными, и в инициативном порядке успешно решены ими как научные проблемы. В первую очередь это было следствием высокого профессионализма астрономов-наблюдателей, которые сумели адаптировать имеющуюся аппаратуру и специально разработанные методы к требуемым наблюдательным программам.

Астрофизический институт Академии наук Казахской ССР активно включился в работы, связанные с наблюдениями спутников и решением соответствующих научных задач небесной механики, астрофизики, атмосферной оптики и космической геодезии, сразу же после запуска первого ИСЗ, в 1957 году. Основоположниками этих работ стали известные ученые: Василий Григорьевич Фесенков, Дмитрий Александрович Рожковский и Валерий Сергеевич Матягин. Для наблюдений применялись различные телескопы и варианты приемной аппаратуры. В этих работах так или иначе приняли участие все сотрудники института, и чаще всего основным

их стимулом служил научный энтузиазм.

Первые астрометрические наблюдения ИСЗ начались в 1957 году на малоформатной фотографической камере [2] и продолжились на менисковом астрографе Максудова [3, 4]. На снимке 1, относящемся к началу 60-х годов, А. В. Харитонов (вверху) и В. С. Матягин готовятся к наблюдениям ИСЗ на менисковом телескопе.



Снимок 1. Харитонов А. В. (вверху) и Матягин В. С. во время подготовки к наблюдениям ИСЗ на менисковом телескопе. Начало 60-х годов

Средняя квадратическая ошибка определения экваториальных координат спутников по снимкам на астрографе $\sigma_K = \pm 2''$, ошибка в регистрации моментов времени $\sigma_B = 0^s.005$, предельная звездная величина ИСЗ при угловой скорости 1 град/сек $m_{lim} = 7^m$. Для получения нескольких положений космического объекта (КО) требовалось около 8 часов.

Чтобы оперативно обрабатывать наблюдательный материал, необходимо было осваивать и современную (для своей эпохи) вычислительную технику. На снимке 4.2 Матягин В. С. запечатлен перед «чудом» вычислительной техники своего времени, комплексом «Урал-1». В разное время использовались такие ЭВМ как «Мир», «Планета», БЭСМ-3М, М-220, СМ-1420 и другие. В институте был организован вычислительный центр (ВЦ), душой и руководителем которого долгие годы был Валерий Сергеевич. Основой этого ВЦ стала М-220М, переданная нашему институту Центром контроля

космического пространства СССР. С помощью этой машины были рассчитаны, например, координаты космического аппарата (КА) «Луна-16», доставившего на Землю образцы лунного грунта. Возвращаемый модуль уклонился от места посадки и был найден только благодаря нашим наблюдениям.

С 1967 года для наблюдений космических аппаратов (КА) стал использоваться 70-см рефлектор АЗТ-8, снабженный электронно-оптической телевизионной системой (ЭОТС), разработанной под руководством В. Ф. Анисимова [5]. Применение ЭОТС позволило существенно увеличить проникающую способность телескопа, усилить видимый блеск звезд и ИСЗ, повысить их контраст относительно фона неба и, следовательно, сократить время экспозиции при фотографировании до таких пределов, чтобы изображение движущегося объекта получалось нерастянутым.



Снимок 2. Матягин В. С. перед вычислительным комплексом «Урал-1»

В конце 60-х — начале 70-х годов в Советском Союзе применялись два метода наблюдений КА с помощью ЭОТС: фотографирование звездного поля с находящимся на нем объектом с экрана видеоконтрольного устройства (ВКУ) с фиксацией моментов времени [6–11] и визуальные наблюдения на экране монитора с отсчетом координат по шкалам пульта управления телескопом (метод прямых отсчетов) [12].

В АФИ АН КазССР использовался фотографический метод. С экрана монитора на фотопленку на фоне звезд фотографировался объект. Пленку проявляли, сушили ускоренным методом (промывая в спирте), затем измеряли прямоугольные координаты звезд и объекта. Поскольку поле зрения установки было небольшим ($9' \times 9'$ при наблюдениях на АЗТ-8 в фокусе Кассегрена с $F=11\text{м}$), то в него редко попадали звезды с известными экваториальными координатами, относительно которых можно было бы определить положение КА. Приходилось использовать метод «двойной привязки», измеряя на пленке координаты объекта и слабых звезд, на фоне которых он фиксировался. Потом эти же звезды находили на картах Паломарского атласа и измеряли их положение относительно опорных звезд с известными координатами. Ошибка определения экваториальных координат движущегося космического объекта (КО) составляла $\sigma_k = \pm 1''{,}5$, предельная звездная величина при угловых скоростях движения от $100''/\text{сек}$ до $0''{,}2/\text{сек}$ $m_{\text{lim}} = 14^{\text{m}} - 18^{\text{m}}$. К недостаткам этой методики следует отнести громоздкость и неоперативность обработки наблюдательного материала – для того, чтобы вычислить α и δ объекта требовалось 1,5–2 часа.

Ниже в качестве примера показаны снимки с экрана ВКУ трех из наблюдавшихся нами аппаратов: «Марс-5» и его ракета-носитель (три экспозиции в одном кадре) – верхний снимок, «Луна-17» и «Луна-16»). Стрелка указывает положение КА.



Снимок 3. Фотографии дальних космических объектов, полученные с экрана видеоконтрольного устройства. На левом снимке – «Марс-5» и его ракета-носитель, тройная экспозиция; в середине – «Луна-17», справа – «Луна-16»

С 1971 года наблюдались, в основном, геостационарные спутники (ГСС). Расширение поля зрения телескопа АЗТ-8 до $32' \times 32'$ за счет переноса телевизионной камеры в ньютоновский фокус ($F=2,8\text{ м}$) и применение ЭВМ М-220М позволили перейти на новый

метод регистрации координатной информации – телевизионный сигнал вводился в ЭВМ и его обработка могла проводиться в реальном масштабе времени. В 1982–1984 годах была создана астрономическая автоматизированная телевизионная система ААТС-1 [13–16]. Средняя квадратическая ошибка определения экваториальных координат $\sigma_k = 1''{,}5\text{--}2''{,}5$, ошибка регистрации моментов времени $\sigma_b = \pm 0''{,}01$, оперативность определения одного положения (среднее из трех) – 1–2 мин, предельная звездная величина, регистрируемая ЭВМ, $m_{\text{lim}} = 15^m{,}0$. Одновременно с измерениями координат осуществлялась регистрация блеска ГСС по диаметру его изображения с точностью не хуже $0^m{,}3$.

В конце 1987 года, на основе накопленного опыта эксплуатации ААТС-1, на базе новой ЭВМ СМ-1420 была создана и внедрена в практику наблюдений новая астрономическая автоматизированная телевизионная система – ААТС-2. В ней заменены и усовершенствованы алгоритмы и программы регистрации изображения и обработки результатов наблюдений, заменено кодирующее устройство, усовершенствован процесс регистрации времени, введен датчик углового положения телескопа, позволяющий фиксировать в ЭВМ приближенные координаты оптической оси телескопа. Внесен также ряд изменений и в способ определения центра регистрируемых звезд и КО, проведен учет дифференциальной рефракции и годичной аберрации. Благодаря использованию комментариев, предусмотренных программами обработки, существенно упростилась работа оператора ЭВМ. В итоге оперативность получения результатов возросла в 5 раз [17,18]. На момент создания система по своим возможностям не уступала зарубежным аналогам, а по ряду параметров даже превосходила их. Фактически эта система используется нами по настоящее время, в основе программного обеспечения лежат алгоритмы, разработанные В.С. Матягиным и Б.И. Демченко.

В связи с переходом на ПК Pentium 4 в 2003 г. была проведена полная модернизация ААТС, введена в строй ААТС-3, что позволило использовать более полный каталог опорных звезд Tycho-2, «обслуживая» до 150 ГСС за ночь [19]. Основные сведения об автоматизированной астрономической телевизионной системе

ААТС-3:

Аппаратура (принципиальные элементы):

- телескоп АЗТ-8 с диаметром зеркала 70 см, поле зрения 32'x32';
 - модернизированная промышленная установка «Интроскоп» с TV-трубкой ЛИ-804;
 - измерительно-вычислительный комплекс ПК Pentium4, оснащенный специальным программным обеспечением;
 - аппаратура кодирования, предназначенная для перевода видеоинформации в цифровую форму;
 - датчик угол-код для фиксации приближенных координат оптического центра TV кадра;
 - таймер;
- различные интерфейсные устройства, реализованные в системе КАМАК.

Характеристики:

- предназначена для проведения массовых позиционных наблюдений ГСС и ориентировочных оценок их блеска (с ошибкой $\pm 0,1^m$) и позволяет проводить позиционные наблюдения других точечных (звездообразных) объектов (астероидов, комет и др.);
- обеспечивает автоматическое определение координат любого объекта, находящегося в поле зрения телескопа, относительно опорных звезд, выбираемых из каталога;
- обслуживается специальной управляющей программой;
- может быть использована в режиме накопления информации с последующей ее обработкой и в режиме реального времени, при этом автоматически осуществляется отождествление звезд TV кадра и каталога; регистрация времени момента определения координат с точностью 0,01 сек.; учет геометрических искажений TV-кадра; разделение результатов наблюдений, полученных для различных ГСС и других естественных космических тел в течение всей ночи, что позволяет вычислять элементы невозмущенной орбиты для каждого из них;
- средняя квадратическая ошибка определения экваториальных координат $\sigma_k = 1,5'' - 2,5''$;
- оперативность (интервал между моментом обнаружения и

определения положения объекта) в режиме накопления составляет 5 сек., в реальной обстановке – 15 сек.;

- максимальная производительность – 1000 положений за час;
- реальная продуктивность при средних условиях наблюдений – около 100 положений за час;
- предельная звездная величина, регистрируемая ЭВМ, $m_{\text{lim}} = 15^{\text{m}},5$;
- предельная угловая скорость объекта – 100»/сек (ограничена техническими возможностями телескопа).

3.4.2 Фотометрические наблюдения ИСЗ

Начало фотометрическим наблюдениям ИСЗ в Казахстане было положено академиком В. Г. Фесенковым [20]. Первые исследования выполнялись на 50-см менисковом астрографе [2, 21, 22] и на малоформатной фотографической камере [23], затем на специально сконструированном фотоэлектрическом приборе [24, 25].

Регулярные фильтровые электрофотометрические наблюдения геостационарных спутников в трех спектральных участках, соответствующих полосам BVR, начались в 1979 году [26, 27]. Использовался касегреновский фокус 70-см телескопа АЗТ-8. В отличие от фотометров, работающих по обычной схеме, в качестве регистрирующего элемента в данном случае использовался электронно-оптический преобразователь ЭОП УМ-92. Но малый динамический диапазон и, как следствие, низкая точность определения блеска не позволяли делать достаточно надежные выводы об оптических характеристиках КА.

В 1982 году была создана автоматизированная система для фотометрических наблюдений на базе 1-м телескопа. В ее состав вошли: 1-м телескоп фирмы «Карл Цейсс», одноканальный электрофотометр-поляриметр, работающий в режиме счета фотонов, специализированная ЭВМ «Планета-3» (для первичной обработки наблюдательного материала) с соответствующим программным обеспечением. Инструментальная фотометрическая система близка к стандартной BVR-системе Джонсона. Фотометрические измерения блеска ГСС проводились со средней квадратической ошибкой $\pm 0^{\text{m}},03$ [28].

Автоматическая регистрация сигнала дала возможность наблюдать быстропеременные объекты [29], достаточно надежно вычислять период изменения их блеска, анализировать профиль регистрируемой «зеркальной вспышки» от элементов конструкции КА [30].

С 1987 года проводился цикл работ, цель которых состояла в определении некоторых характеристик земной атмосферы и геостационарных спутников на основе их наблюдений на границах земной тени. В работе принимали участие сотрудники отдела атмосферной оптики и Лаборатории наблюдений ИСЗ, [31–34]. Методика подобных исследований разрабатывалась В. Г. Фесенковым и была опробована еще в 60-х годах [20–25, 34–38].

В 1998 году для получения координатной и фотометрической информации о ГСС была задействована квантово-оптическая система (КОС) полигона Сары-Шаган, г. Приозерск [39,40]. Методика получения фотометрической информации, первоначально созданная для автоматизированной системы 1-м телескопа Астрофизического института, была адаптирована для КОС полигона Сары-Шаган с учетом ее специфики. Для стандартизации блеска использовался тот же каталог фотометрических стандартов, что и при наблюдениях в Астрофизическом институте [41]. Этот каталог содержит около 450 звезд, достаточно равномерно распределенных вдоль небесного экватора, а также звезд со склонениями от 30° до 40° необходимых для контроля прозрачности атмосферы в течение ночи. С 2004 году для эталонирования стали дополнительно привлекаться звезды каталога [42]. Средняя квадратическая ошибка определения блеска ГСС при накоплении 30 сек. не превышает 3%.

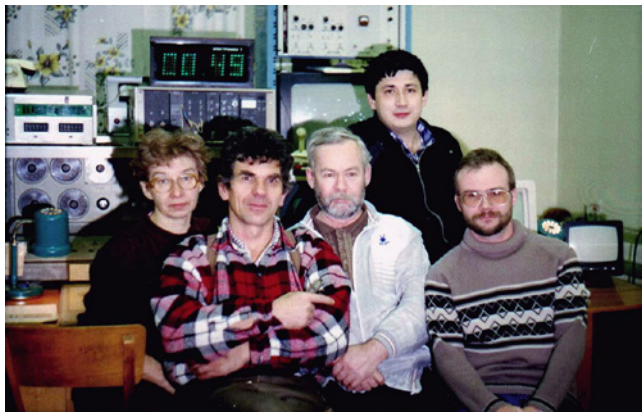
3.4.3 Организация научной деятельности

До конца 60-х годов в Астрофизическом институте не было специального подразделения, которое занималось бы проблемами наблюдения ИСЗ и их интерпретацией. Подобные работы выполнялись сотрудниками разных отделов и носили скорее эпизодический, нежели систематический, характер, основываясь в основном на энтузиазме. В 1967 году Астрофизический институт официально вошел в состав созданной в Советском Союзе сети

станций оптических наблюдений ИСЗ. Многие годы в рамках хоздоговоров с московскими организациями в институте проводилась отладка различных методик наблюдений и вариантов программного обеспечения. Особое внимание было уделено наблюдениям высокоорбитальных космических объектов (ВОКО) и дальних космических объектов (ДКО), запускаемых в сторону Луны, Марса и Венеры. В 1971 году руководитель этих работ, В. С. Матягин, вместе с сотрудниками Центра контроля космического пространства и других астрономических учреждений Союза, был удостоен звания Лауреата государственной премии СССР.

В этом же году в институте была создана лаборатория наблюдений ИСЗ. В разные годы, в зависимости от структурных реорганизаций самого института, лаборатория включалась в различные отделы, либо функционировала в качестве самостоятельного подразделения. С 1971 по 1991 годы ее руководителем и идейным вдохновителем был В. С. Матягин. После его ухода на пенсию лабораторию возглавил А.В. Диденко.

Сегодня все работы, связанные с контролем околоземного космического пространства, проводятся сотрудниками лаборатории. Численность штата варьировалась в очень существенных пределах – в лучшие годы здесь работало 26 человек, в середине девяностых персонал сократился до 5 сотрудников.



Снимок 4. Лаборатория наблюдений ИСЗ в полном составе, 1996 год.

Слева направо: Л. А. Усольцева, А. В. Диденко, Б. И. Демченко, А. Н. Афонин, И. Ю. Бочаров

Несмотря на все исторические и местные преобразования, пункт

наблюдений (ПН) Астрофизического института АН КазССР всегда занимал лидирующее положение среди аналогичных учреждений СССР и СНГ [43]. Этому способствовали не только выгодное географическое положение, уникальная система сбора и обработки информации, но и наличие квалифицированных научных кадров.

После распада СССР положение ПН, входящих в состав сети станций оптических наблюдений ИСЗ, оказалось крайне затруднительным. Из-за отсутствия финансирования часть пунктов перестала работать. Длительное время на территории азиатской части СНГ наш пункт оставался единственным работающим и поставляющим большой объем данных для ЦККП России. Так уж совпало, что, начиная с 1991 года, лаборатория наблюдений ИСЗ тоже «обрела независимость» – до этого вся необходимая для наблюдений информация (что, когда и как наблюдать, эфемериды и т. п.) поступала из Москвы. С 1991 года планирование наблюдений, подготовка необходимых для этого данных, поддержание аппаратуры в рабочей состоянии и вся остальная работа полностью выполняется нашими сотрудниками.

В настоящее время исследования проводятся в основном рамках государственного заказа по программам фундаментальных исследований, а с 2009 года еще и по Республиканской бюджетной программе «Прикладные исследования в области космической деятельности».

3.4.3 Сотрудничество с отечественными и зарубежными организациями

Астрофизический институт АН КазССР принимал активное участие во всех мероприятиях, связанных с исследованиями на основе наблюдений ИСЗ и ГСС, проводимых в рамках союзных и международных программ. Так, например, в 60-х годах XX века под эгидой Астросовета СССР проводились синхронные наблюдения избранных ИСЗ для решения задач космической триангуляции, в которых участвовал ПН АФИ АН КазССР. В 70–90-е годы наш ПН входил в состав сети станций оптических наблюдений ИСЗ СССР и на договорной основе поставлял необходимую информацию для Центра контроля космического пространства СССР и других организаций.

В течение многих лет осуществляется тесное научное

сотрудничество с Институтом Астрономии РАН РФ (г. Москва), ГАО РАН РФ (Пулково), Одесской обсерваторией и Одесским университетом им. Мечникова, Уральским Госуниверситетом им. Горького, Ужгородской и Иркутской обсерваториями и другими организациями бывшего Советского Союза и стран содружества. Проводятся совместные исследования, обмен координатной и фотометрической информацией об избранных ГСС и состоянии контролируемой зоны в целом. Так, в рамках научного сотрудничества разработанное у нас ПО для наблюдений ГСС было установлено в Астрофизическом институте Таджикской ССР (г. Душанбе, 1991 год) и в Уральском Госуниверситете им. Горького (г. Екатеринбург, 1992 год).

В 1998 году был создан региональный Центр (РЦ) сбора и обработки астрометрической и фотометрической информации о ГСС, в который вошли два казахстанских ПН – Астрофизический институт им. В.Г. Фесенкова (г. Алматы) и Институт радиоэлектроники НЦ РЭС РК (полигон Сары-Шаган, г. Приозерск) [40,44,45]. Взаимодействие между организациями велось в соответствии с договорами и соглашениями о сотрудничестве, в том числе и в рамках Государственной программы «Развитие космической деятельности в Республике Казахстан на 2005–2007 годы». Результаты использовались для поддержания собственной базы данных и каталога ЦККП России.

В 2001 году началась новая международная программа, связанная с исследованием космического мусора на высоких орбитах. В программе принимали участие сотрудники оптических и радиолокационных станций нескольких государств, в том числе и Астрофизического института. В Евпатории проводилась локация ГСС 70-м антенной, прием велся 25-м антенной в городе Урумчи (КНР). Полученная у нас координатная и фотометрическая информация была использована для последующей обработки и сравнения эквивалентного геометрического образа в оптическом и радио диапазонах. В 2001 году эта работа осуществлялась в рамках гранта INTAS Ref. No: 01-0669 «Optical and radar ecological monitoring of near-Earth space environment for the control of technogenic pollution and natural hazard assessment due to asteroids». Предварительные результаты исследований опубликованы, см. [46].

По заказу ОАО «Космические информационные системы» (г. Москва), проводились наблюдения управляемых ГСС и исследования фрагментов космического мусора на геостационарной орбите с использованием оптических средств.

Еще один важный этап в работе нашего коллектива – подготовка космической программы РК в рамках программы «Фарыш». Целью совместного эксперимента, проведенного на ОКС «Мир» Т. Мусабаевым, и наземных наблюдений КА на границах земной тени, проведенных в Астрофизическом институте, стало исследование возможности определения некоторых параметров земной атмосферы и ГСС. В процессе выполнения работ по программе «Полет 2М» было показано, что результаты наземных и космических наблюдений и теоретические разработки позволяют проводить оценку высотного распределения озона и аэрозолей в земной атмосфере [34].

Сотрудники института и Лаборатории наблюдений ИСЗ принимали активное участие в совещаниях и конференциях, проводимых союзными и республиканскими организациями, например, таких как:

- ежегодные всесоюзные совещания по проблемам наблюдений высокоорбитальных спутников Земли для решения научных и прикладных задач, проводимые Астросоветом АН СССР в 1971–1998 годах, в числе последних из них – Алма-Ата (1986), Суздаль (1988), Ашхабад (1989), Ужгород (1990), Екатеринбург (1991), Зеленчук (1993), Звенигород (1994, 1997, 1998);

- X межгосударственное совещание по проблемам космического мусора, Москва (1997); конференции, посвященные 10-летию и 15-летию независимости Казахстана, Алматы;

- казахстанско-американский семинар в КАУ, Алматы (2002);

- международная конференция «Околоземная астрономия–2003», г. Терскол (КБР, Россия, 2003);

- заседание американско-российской рабочей группы по исследованию космического мусора, Санкт-Петербург (2003);

- первые и вторые Фесенковские чтения «Современная астрофизика: традиции и перспективы», Алматы (2005, 2007);

- международная научная конференция, посвященная 70-летию академика У. М. Султангазина, Алматы (2006);

- казахстанско-украинская конференция «Современные

космические технологии», Алматы (2008).

3.4.4 Современные исследования

Достаточно подробное описание проводимых в настоящее время исследований имеется в наших публикациях, наиболее важные из которых отражены в приведенном ниже списке. Эта работа является вкладом Республики Казахстан в международное сотрудничество по цивилизованному использованию ближнего космоса и решению соответствующих научных задач. Основные задачи, решаемые коллективом сотрудников лаборатории наблюдений ИСЗ :

- оперативное получение координатной и фотометрической информации о ГСС;
 - поддержание каталога активных ГСС и крупных фрагментов космического мусора;
 - определение оптических и физических характеристик ГСС и их пространственной ориентации;
 - контроль, распознавание и сопровождение космических систем различного назначения;
 - обмен данными между отечественными и зарубежными центрами обработки информации;
- участие в синхронных наблюдениях ИСЗ по международным научным программам.

Известно, что наземные наблюдения искусственных спутников служат основой для решения ряда научных и прикладных задач: уточнения теории движения космических тел, изучения параметров земной атмосферы, определения формы и ориентации космического аппарата в пространстве (и напрямую связанных с этим насущных вопросов идентификации КА) и многого другого. В связи с этим одной из важнейших задач, стоящих перед наземными пунктами наблюдений, является создание и периодическое обновление банков данных о засоренности космоса и пространственном распределении отслеживаемых аппаратов и фрагментов. Эта задача особенно актуальна для наиболее интенсивно эксплуатируемых геостационарных орбит.

Значительным достижением казахстанских астрономов в решение этих проблем стало создание Зонального каталога

геостационарных спутников, первый выпуск которого вышел из печати в 1996 году [47]. В него были включены параметры орбит 259 геостационарных объектов (78 корректируемых, 51 либрационных, 130 дрейфующих) в диапазоне долгот $28 - 116^\circ$ в. д. Каждая орбита вычислена по результатам наблюдений не менее чем двух ночей, общее количество орбит более тысячи. Для корректируемых ГСС выделены основные типы и даны фотометрические характеристики, что позволяет в сомнительных случаях более корректно провести их идентификацию. Примерно 75% объектов отождествлены по международным номерам и названиям. Основой этого выпуска послужила БД, созданная по результатам многолетних координатных и фотометрических наблюдений ГСС, находящихся в зоне видимости пункта наблюдения. Была разработана эффективная методика отождествления орбит и типов наблюдаемых объектов на основе алгоритмов определения первоначальных орбит, теории их эволюции под влиянием гравитационных факторов и оптических характеристик наблюдаемых КА.

В течение длительного времени фотометрические наблюдения ГСС велись на метровом телескопе Ассы-Тургеньской обсерватории, оснащенной специальным комплексом аппаратуры и программного обеспечения. В силу специфики экспедиционных условий здесь можно проводить лишь первичную обработку наблюдательного материала. Кроме того, имеющаяся аппаратура не позволяет осуществлять одновременное получение координатной и фотометрической информации, а эта задача крайне важна для решения проблемы отождествления ГСС [29, 30].

Серьезным шагом в преодолении этой трудности стало привлечение к работам по контролю за околоземным космическим пространством коллектива, обслуживающего квантово-оптическую систему «Сажень-С» полигона Сары-Шаган. В 1998 году по инициативе Института радиоэлектроники и лаборатории наблюдений ИСЗ Астрофизического института на КОСе были начаты регулярные наблюдения ГСС [39, 40, 44]. Важными преимуществами наблюдательного пункта в г. Приозерске являются: хороший астроклимат и большое количество ясных ночей (до 280 в году), возможность проводить наблюдения практически во все безлунные ночи и сопровождать не только геостационарные,

но и низкоорбитальные объекты, при этом одновременно регистрируется координатная и фотометрическая информация. Наблюдения проводятся на 50-см телескопе АЗТ-28 со спаренными телескопическими системами, телевизионной системой электронной регистрации оптических наблюдений, электронной системой фотометрических наблюдений. Поле зрения установки при этом составляет всего лишь $9' \times 9'$, что не позволяет проводить поисковые работы.

Объединение результатов наблюдений позволило принципиально расширить имеющуюся базу данных и практически ежемесячно обновлять сведения, необходимые для ведения текущего зонального каталога ГСС. В результате совместных работ в 2000 году был осуществлен второй выпуск зонального каталога [40]. В него включены сведения о 435 функционирующих и пассивных ГСС в диапазонах долгот подспутниковых точек 10° – 135° Е: международные номера, параметры около 3000 орбит, а для 40 избранных объектов – их фотометрические характеристики.

В настоящее время ПН могут самостоятельно работать и регулярно получать информацию о состоянии геостационарной зоны в диапазоне долгот подспутниковых точек 10° – 140° в. д. [48–50]. Существенным преимуществом наземных наблюдательных пунктов РК является их географическое положение: пункты находятся в долготном разрыве между европейскими и американскими пунктами наблюдений, кроме того, долгота близка к долготе точки либрации (75° в. д.). Это позволяет контролировать практически все пассивные ГСС, находящиеся в зоне влияния этой точки.

Создана электронная версия Зонального каталога, которая включает результаты текущих наблюдений ГСС, архивные данные о состоянии геостационарной зоны, необходимую астрометрическую и фотометрическую информацию по каждому из КА, входящих в БД, сведения из других источников (назначение, особенности запуска, состав бортового оборудования и др.) [50–53]. Использование такого варианта каталога позволило существенно упростить обработку собственных наблюдений и проводить оперативный обмен сведениями с другими организациями.

Общий сервис для пользователей включает множество полезных функций, предоставляет возможность обрабатывать и анализировать

имеющуюся информацию, легко манипулировать имеющимися данными. Так, например, можно:

найти необходимый объект по его наименованию или номеру (NORAD или международному);

- произвести сортировку ГСС по дате последнего наблюдения;
- произвести фильтрацию данных по статусу КА (активный, либрационный или дрейфующий) или по принадлежности к государству- владельцу ИСЗ;
- добавить и сохранить новую информацию в БД;
- получить информацию о запущенных объектах данного типа, их технических характеристиках, имеющейся фотометрической информации и др.,

отобразить на экране монитора как общее состояние зоны, так и отдельно положение активных, либрационных, дрейфующих объектов, принадлежащих той или другой стране.

В качестве примера на рисунке 5 показано положение всех ГСС, включенных в БД, одним цветом выделены КА, принадлежащие одной стране.

По состоянию на март 2013г. в БД содержатся сведения для 1063 ГСС не слабее 15^m,5 в том числе – для 270 из них есть фотометрическая информация в системе BVR. Около 30% этих объектов сопровождаются с 1984 г. Использование БД в процессе планирования и проведения наблюдений позволяет в реальном времени получать, сравнивать и анализировать сведения о космических аппаратах, находящихся в зоне контроля.

Программное обеспечение (ПО), предназначенное для обработки, анализа получаемой информации и поддержания БД состоит из комплекса программ. Краткое описание функционального назначения и взаимодействия основных программ комплекса приводится ниже.

1. Пакет программ для построения кеплеровской орбиты и расчета эфемерид на основе результатов наблюдений одного или нескольких наземных пунктов

В качестве входной может быть использована координатная информация, поступающая от наших ПН, в том числе и из Зонального каталога, или из любых других источников, например, каталога

Российского ЦККП, двухстрочников [54], LOG-ов [55] и др.

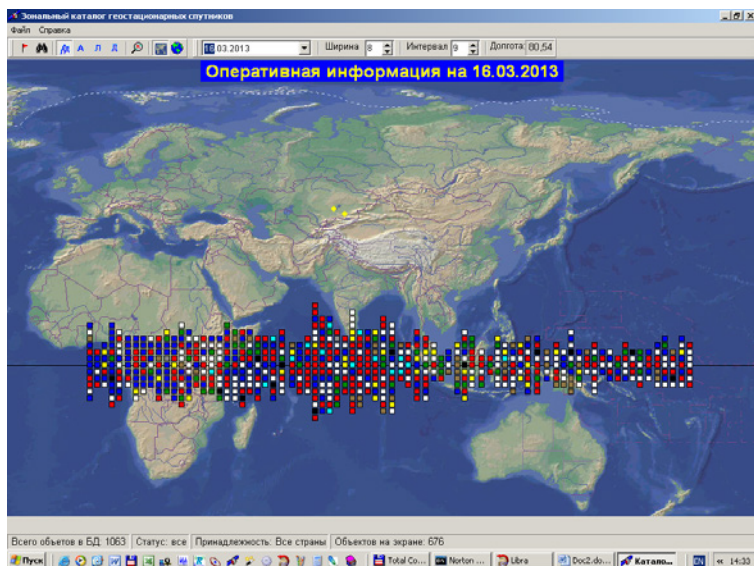


Рисунок 5. Оперативная обстановка контролируемой зоны

До использования астрометрической информации необходимо провести:

- редукцию наблюдений к стандартному виду на заданный момент времени и к инерциальной системе отсчета;
- учет искажающих факторов (рефракции, годичной и суточной aberrации, параллактической рефракции и др.).

Программы определения возмущенной орбиты ГСС могут использовать наблюдения от одного или нескольких пунктов. Возможно построение орбит по ограниченному объему входных данных или с привлечением информации из предыдущих сеансов наблюдений. Кроме того, можно построить орбиты нежестких ГСС (когда период обращения спутника вокруг Земли сильно отличается от периода вращения самой Земли).

В зависимости от выполняемой задачи эфемериды можно рассчитывать: для всех ГСС, содержащихся в файле с исходными данными, в необходимом интервале долгот или для объектов с нужными номерами. Выходная информация этого пакета предназначена для передачи на пункты наблюдений, для

формирования файлов с фотометрической информацией и ее анализа.

2. Программы сортировки и первоначального анализа фотометрической информации

Объем данных, поступающих с ПН, достаточно большой, поэтому они передаются в закодированном виде одним пакетом. Обычно в течение ночи сопровождается не один объект, для каждого из них проводится несколько серий наблюдений самого спутника и стандартных звезд. На данном этапе обработки на каждый момент регистрации:

- приводятся в соответствие полученная координатная и фотометрическая информация;
- определяется экстинкция;
- вычисляются звездные величины объекта.

В процессе работы используется сформированный нами компиляционный каталог фотометрических стандартов [41] и необходимые сведения из БД. Кроме этого, в данном блоке для переменных ИСЗ проводится предварительное определение периодов изменения их блеска. Вся полученная по объекту информация сохраняется под одним текущим номером. В дальнейшем она может быть использована любой программой комплекса. Номер ГСС автоматически изменяется только после его идентификации.

3. Пакет полной обработки фотометрической информации

Здесь формируются фазовые кривые и фазовые портреты объекта, вычисляются периоды вращения космического аппарата (КА) и прецессии оси вращения, проводится построение его геометрического образа. Отдельная программа предусматривает определение характеристик ГСС на границах земной тени, если наблюдения проводились при его заходе и выходе из тени Земли. В процессе работы осуществляется взаимодействие с необходимыми программами комплекса и существующей БД. Результаты можно использовать для дальнейшей обработки, подготовить к передаче, просмотру и редактированию в графическом и текстовом виде.

4. Блок отождествления типа ГСС по фотометрической и орбитальной информации

Работа этого блока обеспечивает доступ к любой программе

комплекса, позволяет получить информацию обо всех ГСС, находящихся в БД на данный момент. Процедура идентификации сводится к сравнению конкретных признаков наблюдаемого и эталонных ИСЗ. В качестве последних мы используем характеристики 28 известных типов ГСС с различной стабилизацией, которые есть в нашей БД. Отождествляемый объект относят к тому типу, для которого совпадение признаков максимально, оно же и определяет вероятность идентификации. В наших работах, например в [56–61], в качестве такого набора использованы фазовые градиенты, эффективные площади отражения, относительные коэффициенты отражения, периоды изменения блеска, т.е. величины, вычисляемые из фотоэлектрических и астрометрических наблюдений КА. В настоящее время процедура распознавания дополнена формальной схемой с использованием методов синтаксического анализа (кластеризация и выделение доминирующих признаков) [56]. Мы считаем данный подход достаточно перспективным, так как он допускает «конструирование» образа неизвестного объекта на основе комбинации признаков, характерных для известных аппаратов.

Процесс отождествления проводится в диалоговом режиме с оператором, окончательное решение о принадлежности ГСС к конкретному типу всегда остается за человеком. В его арсенале помимо большого объема сведений, полученных в результате обработки координатных и фотометрических наблюдений, информации из «внешних» источников имеется достаточный набор трудно формализуемых интуитивных соображений, которые могут характеризовать отдельные свойства или особенности конкретного типа. Например, по начальным параметрам орбит можно судить о вероятном типе (классе) наблюдаемого ИСЗ, по форме кривой блеска на границах земной тени – о доминирующих свойствах его покрытия. Фазовые коэффициенты позволяют оценить степень сложности структуры объекта. Фазовый портрет, эффективная площадь отражения и геометрический образ предоставляют возможность оценить геометрические параметры и пространственную ориентацию КА, а скейлинговые коэффициенты – вероятный тип его стабилизации. Совместный анализ всех этих сведений позволяет проводить идентификацию ГСС достаточно надежно.

После завершения процесса отождествления и присвоения ИСЗ международного номера сведения о нем заносятся в базу данных. Следует отметить, что не всегда удастся надежно идентифицировать объект даже после использования всей информации, полученной во время одного или нескольких сеансов наблюдений. Если КА распознать не удалось, то ему присваивается текущий номер, и в дальнейшем он фигурирует в БД как «неизвестный». Из 911 ГСС, включенных в настоящее время в наш Зональный каталог, только 4 считаются «неизвестными».

В настоящее время в рамках государственной программы «Прикладные научные исследования в области космической деятельности» проводятся работы по модернизации и объединению имеющегося ПО в единый комплекс. Цель этих работ – повысить качество и оперативность обработки и анализа координатной и фотометрической информации о ГСС. ПО ориентировано на наиболее распространенные современные ОС и языки программирования и предусматривает возможность дополнений, расширений и переноса в различные среды.

Эффективность и надежность применяемых методик и разработок неоднократно подтверждалась на практике. Полученные результаты свидетельствуют, что совместный анализ наземной координатной и фотометрической информации позволяет проводить оценку оптических характеристик и пространственной ориентации КА в течение всего периода наблюдений и, при необходимости, выявить возможную причину возникновения нештатных ситуаций. В качестве примера можно сослаться на наши наблюдения российских спутников связи Экспресс АМ-11, Ямал-101 и первого казахстанского спутника KazSat-1, [58–60].

Использование имеющегося программного комплекса позволяет на самом высоком уровне решать актуальные задачи околоземной астрономии. В ближайшее время планируется заменить TV-приемник на современную ПЗС-матрицу. Это позволит наблюдать малоразмерную составляющую «космического мусора» ($16^m - 20^m$).

Список литературы

[1] Первые оптические наблюдения искусственных спутников

Земли: как это было. Материалы доклада, представленного 27 сентября 2007 года на юбилейном научно-техническом семинаре «Проблемы обнаружения и сопровождения космических объектов в околоземном космическом пространстве» – <http://lfvn.astronomer.ru/report/0000036/index.htm>

[2] Рожковский Д. А., Матягин В. С. Результаты фотографического наблюдения ракеты-носителя на Горной обсерватории Астрофизического института АН КазССР 25 октября 1957 г. // АЦ. 1957. № 186. С. 1.

[3] Рожковский Д. А., Матягин В. С., Харитонов А. В. Опыт фотографических наблюдений искусственных спутников Земли при помощи менискового телескопа Максута // АЖ. 1958. Т. XXXV. вып. 3. С. 479.

[4] Матягин В. С., Туленкова Л. Н. Определение положений второго советского спутника по фотографическим наблюдениям на Горной обсерватории Астрофизического института АН КазССР // АЦ. 1958. № 193. С. 5.

[5] Абраменко А. Н., Агапов Е. С., Анисимов В. Ф. и др. Телевизионная астрономия / Под ред. Никонова В. Б. 2-е изд. М., 1984. С. 272.

[6] Браунфельд С. Г., Григорьева З. Н., Усольцева Л. А. и др. Результаты наблюдений астероида Икар с телевизионной системой // Бюл. ИТА 1971 Т. 13 № 1(144). С. 59.

[7] Матягин В. С., Усольцева Л. А., Шипеништейн А. А. О точности определения координат далеких космических объектов (ДКО) в Астрофизическом институте АН КазССР // АЦ. 1972. №727. С. 2–3.

[8] Матягин В. С., Усольцева Л. А. О методике и точности наблюдений далеких космических объектов // Тр. АФИ АН КазССР. 1973. Т. 20. С. 84–94.

[9] Усольцева Л. А. Фототелевизионные наблюдения дальних космических объектов: Автореф. дис. канд. физ.-мат. наук. Л., 1974. 9 с.

[10] Матягин В. С., Смыков Н. А., Усольцева Л. А. Об оценке «внешней» точности наблюдений ДКО // Тр. АФИ АН КазССР. 1977. Т. 29. С. 76–84.

[11] Анисимов В. Ф., Браунфельд С. Г. и др. О наблюдениях

далеких искусственных космических объектов // Изв. КрАО. 1970. Т. 41–42. С. 388.

[12] *Шокин Ю. А.* Метод определения экваториальных координат быстрых космических объектов из телевизионных наблюдений // АЦ. 1977. № 961. С. 6.

[13] Автоматизация астрономических наблюдений // Тр. АФИ АН КазССР 1981. Т. 37. С.115.

[14] *Матягин В. С. и др.* Об отождествлении звезд при наблюдениях искусственных небесных тел / Матягин В. С., Носова Т. П., Синяева Н. В., Усольцева Л. А. // Тр. АФИ АН КазССР. 1984. Т. 44. С. 83–94.

[15] *Матягин В. С.* Автоматизированный комплекс измерения координат астрономических объектов: Тезисы докладов Первой республиканской конференции по автоматизации научных исследований. Алма-Ата, 1982, секция 1. С. 40.

[16] *Демченко Б. И., Матягин В. С., Носова Т. П. и др.* Математическое обеспечение автоматизированного комплекса для позиционных наблюдений ИНТ. М., 1987. С. 59–64.

[17] *Демченко Б. И., Диденко А. В., Матягин В. С. и др.* Автоматизация наблюдений подвижных космических объектов. Алма-Ата: Наука КазССР. 1990. 160 с.

[18] *Демченко Б. И., Матягин В. С., Повтарь В. И.* Автоматизированный комплекс для наблюдений подвижных астрономических объектов: Тезисы докладов Второй республиканской конференции по проблемам автоматизации научных исследований. Алма-Ата, 1988. Т. 4. С. 39.

[19] *Диденко А. В., Демченко Б. И., Усольцева Л. А.* Автоматизированный комплекс обработки и анализа координатной и фотометрической информации о ГСС II Международная научная конференция «Наблюдение околоземных космических объектов», Звенигород, 24–28 января 2008 г.– <http://lfvn.astronomer.ru/report/0000027/index.htm>

[20] *Фесенков В. Г.* О наблюдении искусственных спутников при вхождении их в земную тень // Бюл. ст. оптич. набл. ИСЗ. 1964. Т. 39. С. 16.

[21] *Рожковский Д. А.* Фотометрические наблюдения ИСЗ,

входящего в земную тень // Бюл. ст. оптич. набл. ИСЗ. 1964. Т. 39. же. С. 17–18.

[22] *Генкина Л. М., Денисюк Н. Н., Ерошевич Э. С.* Фотографические наблюдения вхождения «Эхо-2» в земную тень // АЖ. 1965. Т. 42, вып. 5. С. 1–17.

[23] *Матягин В. С.* Результаты фотографических фотометрических наблюдений вхождения в тень и выхода из тени Земли «Эхо-1» и «Эхо-2» // Бюл. ст. оптич. набл. ИСЗ. 1966. № 48. С. 33–35.

[24] *Бойко П. Н., Матягин В. С.* Прибор для электрофотометрических наблюдений ИСЗ при их заходе в земную тень // Бюл. ст. оптич. набл. ИСЗ. 1969. № 54. С. 19–21.

[25] *Бойко П. П., Ерошевич Э. С., Матягин В. С., Мусорин М. И.* Фотоэлектрические наблюдения спутника «Пагеос» при его вхождении в земную тень. // Тр. симпозиума по межзвездной пыли. 1970. С. 120–124.

[26] *Диденко А. В., Рснаев Ф. К.* Многоцветные наблюдения геостационарного ИСЗ // АЦ, 1984, № 1333, С. 6–8.

[27] *Диденко А. В.* Трехцветные наблюдения переменного геостационарного спутника // АЦ. 1984. № 1354. С. 6–8.

[28] *Курчаков А. В., Рснаев Ф. К.* Электрополяриметр к однометровому телескопу АФИ АН КазССР // Фотометрические поляриметрические исследования небесных тел. 1985. С. 178–181.

[29] *Диденко А. В.* Электрофотометрические наблюдения геостационарных спутников в АФИ АН КазССР // Наблюдения ИНТ. М. 1987. Т. 83. С. 50–54.

[30] *Диденко А. В.* Исследование фотометрических характеристик геостационарных ИСЗ методами электрофотометрии. Автореф. канд. физ-мат наук, 01.02.05, Одесса, 1992, 15 с.

[31] *Пятелина С. В., Диденко А. В., Павлов В. Е.* Освещенность геостационарного спутника, входящего в тень Земли // Изв. АН Каз. ССР. Сер. физ.-мат. 1990. № 4 (155). С. 87–92.

[32] *Пятелина С. В., Диденко А. В.* Об исследовании земной атмосферы путем фотометрирования ИСЗ, заходящих в тень Земли // Изв. НАН РК. 1993. № 4. С. 27–31.

[33] *Диденко А. В., Бочаров И. Ю.* Изменение блеска ГСС на

границе земной тени // Тр. комплексной конференции «Организация программ наблюдений ВОКО и небесных тел Солнечной системы». Москва 1993. С.16–18.

[34] *Диденко А. В., Усольцева Л. А.* Определение оптических характеристик геостационарных спутников и земной атмосферы по их наблюдениям на границах земной тени // Космические исследования в Казахстане (под ред. У.М. Султангазина). Алматы. 2002. С. 351–373.

[35] *Фесенков В. Г.* К вопросу об исследовании вхождения искусственных спутников в тень Земли // Наблюдения ИСЗ. М. 1964. №3. С. 125–135.

[36] *Фесенков В. Г.* О зондировании оптических свойств атмосферы при помощи искусственных спутников. // Наблюдения ИСЗ. 1966. № 5. С. 97–107.

[37] *Фесенков В. Г.* Об исследовании вхождения ИСЗ в тень Земли // АЖ, 1967, Т. 44, № 1, С. 3–11.

[38] *Матягин В. С.* Некоторые результаты и перспективы наблюдений искусственных спутников Земли при заходе их в земную тень // Наблюдения ИСЗ. 1966. № 5. С. 112–117.

[39] *Диденко А. В., Зикрань В. А., Старожилов Н. И., Усольцева Л. А.* Фотометрические наблюдения геостационарных объектов // Изв. МН-АН РК. Сер. физ.-мат. 2000. № 4. С. 35–39.

[40] *Диденко А. В., Демченко Б. И., Усольцева Л. А. и др.* Зональный каталог геостационарных спутников. Вып. 2. Алматы. Гылым. 2000. 108 с.

[41] *Диденко А. В., Синяева Н. В., Усольцева Л. А.* Сводный каталог UBVR_I величин стандартных звезд для наблюдений КО // Наблюдения ИНТ. М. 1990. Т. 85. С. 24–30.

[42] *Khaliulin Kh, Mironov A. V., Moshkalev V. G.* The New Photometric WBVR System // Astrophys. and Space Sci. vol. 111. No.2. 1985. P. 291–323.

[43] *Амелина Т. А., Батырь Г. С, Горянский С. В. и др.* Сопровождение геостационарных космических объектов на основе информации от наземной сети оптических станций // Столкновения в околоземном пространстве (космический мусор). М. Космосинформ. 1995. С. 288–306.

[44] Диденко А.В., Усольцева Л. А., Калюжный Е. А., Гордыгага Н. Н. Автоматизированные системы сбора и обработки координатной и фотометрической информации об ИСЗ // «Новости науки Казахстана». 1999. №4. С. 6–9.

[45] Диденко А. В., Кабенко Ф. Х., Усольцева Л. А, Чечин Л. М. Сопровождение искусственных космических объектов наземными пунктами Казахстана: современное состояние и перспективы // Изв. КазГУ им. аль-Фараби. Сер. физ.-мат. 2005. Алматы. С. 178–181.

[46] Коноваленко А. А., Фалькович И. С., Липатов Б. Н., Диденко А. В. и др. Некоторые результаты международных наблюдений высокоорбитального космического мусора 23-29 июля 2003 г. // Тр. международной конференции «Околоземная астрономия-2003». Россия. Терскол. 8–13 сентября 2003 г. С. 198–206.

[47] Демченко Б. И., Диденко А. В., Усольцева Л. А. и др. Зональный каталог геостационарных спутников. Алматы. Гылым. 1996. 92 с.

[48] Didenko A. V., Demchenko B. I., Usoltzeva L. A. Observation of artificial satellites in Kazakhstan. Principles of geostationary satellites' identification by the coordinate and photometric informations. Astronomical and Astrophysical Transaction. Moscow. 2002

[49] Диденко А. В., Демченко Б. И., Усольцева Л. А. Оптические наблюдения геостационарных спутников (ГСС) в Казахстане. Суверенный Казахстан: 15-летний путь развития космической деятельности, Доклады Международной научной конференции, посвященной 70-летию академика У. М. Султангазина. 4–6 октября 2006. Алматы. 2006. С.399–400.

[50] Диденко А. В., Демченко Б. И., Усольцева Л. А., Афонин А. Н. База данных и Зональный каталог геостационарных спутников. Материалы Казахстанско-украинской конференции, посвященной проведению года Украины в Республике Казахстан «Современные космические технологии» 7-9 октября 2008 г. Алматы. С. 155–157.

[51] Диденко А. В., Демченко Б. И., Нифонтов С. Г., Афонин А. Н., Усольцева Л. А. Зональный каталог ГСС и принципы отождествления типа объекта на основе координатной и фотометрической информации. Околоземная астрономия–2003.

Труды международной кон-ференции. Россия. Терскол. 8 – 13 сентября 2003г. С.42–48.

[52] *Нифонтов С. Г.* Создание электронной версии зонального каталога ГСС. Известия МОН. Серия физико-математическая. 2004. №4. С.83–87.

[53] *Didenko A. V., Demchenko B. I., Nifontov S. G., Usoltseva L. A.* Zone Catalogue and Principles of Identification of Geostationary Satellites. Fifth US / Russian Space Surveillance Workshop. September 24-27. 2003. P.316–324.

[54] <http://www.celestrak.com/NORAD/elements/geo.txt>

[55] <http://www.planet4589.org/jsr.htm>

[56] *Didenko A. V., Usoltseva L. A.* Methods of geostationary satellites' identification by the photometric information // Transaction of the KAU. 2001. № 2. P. 83–91.

[57] *Диденко А. В.* Идентификация геостационарных спутников DSP по их орбитальным и фотометрическим характеристикам // Вестник КазНПУ им. Абая, Сер. «Физ-мат. науки». № 1(12). 2005. С. 76–80.

[58] *Диденко А. В., Усольцева Л. А.* Анализ состояния аварийного геостационарного спутника Ямал-101 на основе фотометрических наблюдений // Изв. НАН РК. Сер. физ.-мат. 2006. №4. С. 100–104.

[59] *Диденко А. В., Усольцева Л. А.* Анализ состояния геостационарного спутника «ЭКСПРЕСС АМ-11» на основе координатных и фотометрических наблюдений // Доклады Международной научной конференции, посвященной 70-летию академика У. М. Султангазина. 4–6 октября 2006. Алматы. 2006. С. 396–398.

[60] *Диденко А. В., Усольцева Л. А.* Анализ наземной оптической информации о геостационарном спутнике Казсат-1// Изв. НАН РК. Сер. физ.-мат. 2009. № 4. С. 93–95.

[61] *Диденко А. В.* Оптические и орбитальные характеристики некоторых ГСС США и их разгонных блоков // II Международная научная конференция «Наблюдение околоземных космических объектов». Звенигород. 24–28 января 2008 г.– <http://lfvn.astronomer.ru/report/0000027/index.htm>.

3.5 ОЦЕНКА ЧАСТОТЫ ОПАСНЫХ СБЛИЖЕНИЙ ИСЗ В ГЕОСТАЦИОНАРНОЙ ЗОНЕ

Демченко Б.И., Диденко А.В.

В настоящее время количество ИСЗ, находящихся в геостационарной зоне или регулярно попадающих в нее (ГСС), с характерным размером более 1 м, превышает 1600. Из них только 1/4 – активные (управляемые) спутники, и 3/4 – неуправляемые ГСС, представляющие собой крупные фрагменты космического мусора. С течением времени количество ГСС постоянно возрастает, соответственно, возрастает и вероятность их столкновений. Линейная абсолютная скорость движения типичного ГСС равна 3.1 км/сек, скорость взаимного сближения может достигать половины этой величины, то есть 1.5 км/сек. Понятно, что на таких скоростях даже легкое касание может привести к разрушению космических аппаратов. Поэтому анализ опасных сближений спутников в геостационарной зоне является достаточно актуальной задачей.

В работе [1] предложена эмпирическая формула оценки частоты опасных сближений ГСС:

$$n(R) = \gamma \cdot R^{\beta}, \quad \text{или} \quad \lg(n(R)) = \alpha + \beta \lg(R), \quad (1)$$

где R – расстояние минимального сближения двух ГСС в км; $n(R)$ – среднесуточное количество сближений ГСС до расстояния, не более R ; α , β , γ – постоянные, $\alpha = \lg(\gamma)$. Множитель γ численно равен среднесуточному количеству сближений до расстояния $R = 1$ км, то есть $\gamma = n(1)$. Функция

$$\tau(R) = 1 / n(R) = R^{-\beta/\gamma} \quad (2)$$

определяет средний интервал времени в сутках, в течение которого происходит одно парное сближение ГСС до расстояния, не больше R .

В данной статье подтверждается справедливость этих формул, уточняются значения постоянных α , β , γ , диапазон применимости формул, и дается прогноз частоты взаимных сближений ГСС до предельно малых расстояний путем экстраполяции зависимости (5.1).

Для конкретных расчетов взяты пять каталогов орбит ГСС. Их характеристики даны в таблице 1, где обозначено: Date – средняя дата элементов орбит в годах и долях года; N , N_0 , N_1 – общее количество объектов, количество управляемых и неуправляемых объектов, соответственно; M – число парных сближений ГСС до расстояния $R < 200$ км за расчетный интервал времени 3 года с учетом всех объектов каталога (см. ниже); M_1 – то же самое, но с учетом только неуправляемых спутников.

№	Date	N	N_0	N_1	M	M_1
1	2000.8	831	318	513	788 184	122 462
2	2009.4	1 393	393	1 000	1 397 397	337 915
3	2011.2	1 412	413	999	1 531 553	362 968
4	2012.3	1 538	416	1 122	1 715 847	415 813
5	2013.2	1 619	439	1 221	1 816 530	451 633

Таблица 1 Характеристики каталогов орбит ГСС

Вычисление положения объектов проводится в геоцентрической экваториальной системе координат, причем на первом этапе все управляемые ГСС рассчитываются по законам движения неуправляемых спутников. Для ускорения расчетов используется упрощенная теория движения, в которой учитываются только долгопериодические гравитационные возмущения в долготе ГСС (именно эти резонансные возмущения порождают уникальный класс объектов – либрационные ГСС). Понятно, что при таком подходе точность расчета конкретного парного сближения ГСС будет невысокой. Однако можно надеяться, что глобальные статистические параметры будут достаточно хорошо отражать реальную ситуацию.

В рамках принятой модели движения ГСС погрешность вычисления моментов сближения в наших расчетах была равна 1.0 – 1.5 мсек, а соответствующие взаимные расстояния имеют

погрешность 1 – 2 м. Для каждого каталога расчеты были выполнены на интервале 3 года (1.5 года до средней даты элементов орбит, и столько же после этой даты). Фиксировались все парные сближения ГСС вплоть до расстояний 200 км. Общее количество сближений до этого расстояния за 3 года указано в столбце М таблицы 1. При поиске моментов минимального сближения применялся метод «золотого сечения», [2]. Этот метод обладает хорошей равномерной сходимостью, высокой устойчивостью и легко реализуется на ЭВМ. Суммарное время непрерывного счета на современных ПК среднего класса 100 – 150 часов.

На рисунке 1 показаны зависимости $\lg(n(R))$ от $\lg(R)$ в диапазоне расстояний 0.4 км – 30 км для всех каталогов, а также их линейная аппроксимация на расстояниях сближения 0.4 км – 8.0 км (точки аппроксимации отмечены крестиком).

Из рисунка видно, что на расстояниях $R < 8$ км эти зависимости хорошо представляются прямыми линиями вида (1). Наклон линий остается практически неизменным, но сами линии с течением времени поднимаются вверх. В таблице 2 отдельно для каждого каталога ГСС приведены значения постоянных α , β , γ , входящих в формулы (1 и 2). Заметим, что параметр β можно рассматривать как фрактальную размерность множества точек минимального сближения, определяемых радиусом-вектором $\mathbf{R}=(R_x, R_y, R_z)$, а сам метод поиска β аналогичен алгоритму Грассбергера-Прокаччия для определения корреляционной размерности фрактального множества [3].

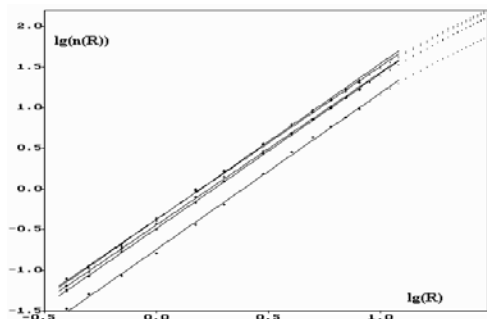


Рисунок 1. Зависимость $n(R)$ в логарифмическом масштабе для пяти каталогов и линейная аппроксимация в интервале 0.4 км – 8 км. Все объекты считаются неуправляемыми. Нижняя линия относится к каталогу 2000г, две средние линии - к 2009 г. и 2011 г., две верхние линии - к 2012 г. и 2013 г.

№	α	β	γ
1	-0.7444 ± 0.0106	1.9289 ± 0.0193	0.1801 ± 0.0044
2	-0.4918 ± 0.0038	1.9132 ± 0.0069	0.3222 ± 0.0028
3	-0.4463 ± 0.0087	1.8757 ± 0.0159	0.3579 ± 0.0072
4	-0.3786 ± 0.0103	1.8904 ± 0.0187	0.4182 ± 0.0099
5	-0.3817 ± 0.0083	1.9277 ± 0.0152	0.4152 ± 0.0080

Таблица 2 Значения констант, входящих в формулы (1 и 2), учтены все объекты каталогов

Анализируя данные этой таблицы, можно предположить, что показатель степени β для всех каталогов одинаков, то есть не зависит от времени. Вычислим новые значения постоянных с учетом этого предположения. Тогда получим:

$$\beta=1.907; \gamma_1=0.183; \gamma_2=0.324; \gamma_3=0.349; \gamma_4=0.413; \gamma_5=0.422, \quad (3)$$

где γ_n – значение коэффициента γ для каталога с номером n .

В таблице 3 приведены интервалы времени, в течение которых происходит одно парное сближение ГСС до заданного расстояния. Расчеты выполнены по формуле (5.2) с использованием значений (3). К примеру, из этой таблицы следует, что сближение до 5 м в настоящее время происходит каждые 159 лет.

№	$R = 3\text{м}$	$R = 5\text{м}$	$R = 10\text{м}$	$R = 30\text{м}$	$R = 100\text{м}$
1	969.0	365.8	97.5	12.0	1.21
2	548.1	206.9	55.2	6.79	0.683
3	507.7	191.6	51.1	6.29	0.633
4	429.7	162.2	43.2	5.32	0.535
5	420.8	158.8	42.3	5.21	0.524

Таблица 3 Функция $\tau(R)$ в годах для различных значений R , учтены все объекты каталогов

Выше мы всюду полагали, что корректируемые ГСС движутся по законам неуправляемых объектов. В действительности это не так. Поэтому представляет интерес провести аналогичный анализ только для тех объектов, которые реально являются неуправляемыми и

свободно движутся по законам небесной механики. Соответствующие объемы статистики приведены в таблице 1, столбцы N_1 и M_1 . Результаты такого анализа представлены ниже.

На рисунке 2 показана зависимость $\lg(n(R))$ от $\lg(R)$ в диапазоне расстояний 1 км – 100 км и их линейная аппроксимация на расстояниях сближения 1 км – 40 км с учетом только пассивных объектов.

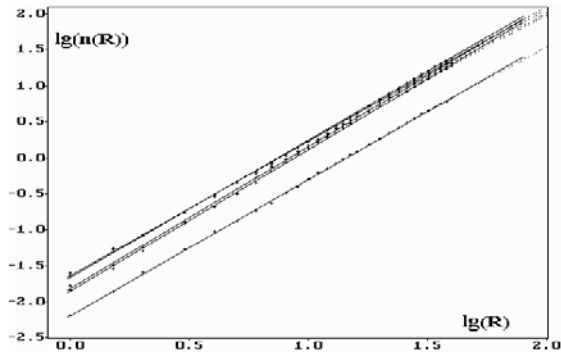


Рисунок 2. Зависимость $n(R)$ в логарифмическом масштабе и линейная аппроксимация от $R=1$ км до $R=40$ км (точки аппроксимации отмечены крестиком). Учитываются только неуправляемые объекты. Нижняя линия относится к каталогу 2000г, две средние линии - к 2009 г. и 2011 г., две верхние – к 2012 г. и 2013 г.

Из рисунка 2 хорошо видно, что зависимость вида (1) с учетом только неуправляемых ИСЗ наблюдается на значительно большем диапазоне расстояний, чем для всего массива ГСС (см. рисунок 1). Численные значения постоянных α, β, γ для этого случая представлены в таблице 4. Отличие констант α, γ от значений, приведенных в таблице 2, в особом комментарии не нуждается. Однако показатель степени β оказался почти таким же, что и на полном массиве ГСС, несмотря на значительную разницу в исходных данных.

№	α	β	γ
1	-2.1812 ± 0.0055	1.8832 ± 0.0064	0.00659 ± 0.00010
2	-1.8461 ± 0.0076	1.9612 ± 0.0091	0.01425 ± 0.00025
3	-1.8127 ± 0.0108	1.9670 ± 0.0107	0.01539 ± 0.00038
4	-1.6305 ± 0.0058	1.8653 ± 0.0077	0.02342 ± 0.00031
5	-1.6547 ± 0.0075	1.8999 ± 0.0080	0.02215 ± 0.00038

Таблица 4 Значения констант, входящих в формулы (1 и 2), учтены только неуправляемых объекты

Предполагая, как и ранее, что параметр β одинаков для всех каталогов, получим новые значения постоянных, аналогичные значениям (3):

$$\beta=1.915; \gamma_1=0.00604; \gamma_2=0.0161; \gamma_3=0.0177; \gamma_4=0.0205; \gamma_5=0.0213. \quad (4)$$

В таблице 5 представлен прогноз функции τ (R) на малые расстояния сближения только для пассивных спутников, с использованием значений (4).

№	R=3м	R=5м	R=10м	R=30м	R=100м
1	30793	11575	3069	374.2	37.3
2	11530	4334	1149	140.1	14.0
3	10510	3951	1047	127.7	12.7
4	9093	3418	906	110.5	11.0
5	8755	3291	872	106.4	10.6

Таблица 5 Функция $\tau(R)$ в годах для различных значений R, учтены только неуправляемые объекты

Из этой таблицы видно, что опасные сближения двух неуправляемых спутников в настоящее время случаются довольно редко. Сближения до 10 м происходят один раз за 872 года, до 30 м – один раз за 106 лет.

Анализируя зависимость параметра γ от времени, можно прийти к следующему выводу. Если темп заполнения геостационарной зоны неуправляемыми объектами в будущем будет таким же, как на интервале 2000 – 2013 г.г., то примерно к 2070 году одно взаимное сближение этих объектов до $R = 5$ м будет происходить в среднем за 10 лет, что сравнимо со временем работоспособности вновь запускаемых космических аппаратов.

Наконец, заметим, что все наши оценки получены с учетом только тех спутников, которые занесены в используемые каталоги ГСС. Сюда не входят малоразмерные объекты, количество которых может быть неопределенно большим.

Список литературы

[1] *Диденко А.В.* Некоторые статистические характеристики опасных сближений в геостационарной зоне // Известия НАН РК. Сер. физ.-мат. № 3. 2012, С. 32-36.

[2] *Калиткин Н.Н.* Численные методы. М. Наука. 1978, 512 с.

[3] *Grassberger P., Procaccia I.* // Phys. Rev. Lett. 1983, V.50. № 5. P.346-349.

3.6 ОБНАРУЖЕНИЕ ГЕНЕТИЧЕСКОЙ СВЯЗИ ОКОЛОСОЛНЕЧНОЙ ПЫЛИ С «СОЛНЦЕСКРЕБУЩИМИ» КОМЕТАМИ

*Шестакова Л.И., Демченко Б.И., Рспаев Ф.К.,
Шалабаев А.¹*

3.6.1 Введение

Первые успешные наблюдения поля лучевых скоростей пыли во внешней короне Солнца впервые были проведены во время полного солнечного затмения 31 июля 1981 года в п. Шортанды Целиноградской области [1].

На тот момент казалось, что выполнение подобных задач в принципе невозможно. Во-первых, из-за необходимости высокого спектрального разрешения ($0.5 - 1.0 \text{ \AA}$) при кратковременности полной фазы затмения. Во-вторых, из-за существовавших тогда теоретических представлений о частицах Зодиакального пылевого облака, как скоплении крупных частиц со средними размерами порядка 30 мкм. Если предположить, что подобные частицы существуют и в F-короне, то из-за свойств рассеяния на крупных частицах, преобладающий вклад в суммарный результат на луче зрения должны давать пылевые частицы, ближе расположенные к Земле, чем к Солнцу.

Кроме того, были большие опасения, что спектральные линии межпланетной пыли будут замаскированы линиями земного неба, так как на элонгациях, превышающих 4 солнечных радиуса, яркость атмосферного фона превосходит яркость короны.

В дальнейшем выяснилось, что размеры пылевых частиц в короне гораздо меньше частиц зодиакального облака. Кроме того, оказалось, что спектральный состав атмосферного фона не имеет аналогичных несмещенных линий, поскольку в нем преобладает непрерывный спектр, идентичный спектру яркой K – короны [1,2].

Таким образом, наши наблюдения солнечного затмения 31 июля 1981 года оказались успешными, благодаря применению интерферометра Фабри – Перо и коронографа с экранированием

¹ Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble, UMR 5571, CNRS, Université Joseph-Fourier, BP 53X, Grenoble, CEDEX 09, France

яркой короны, а также приемника высокой чувствительности. В результате было показано, что детальные спектральные наблюдения пылевой короны до больших расстояний от Солнца ($\sim 7R_s$, где R_s – радиус Солнца) все-таки возможны. В 1991 году 11 июля в Мексике проведена повторная попытка аналогичных наблюдений, но менее успешная, продвинуться дальше в область внешней короны не удалось [3,4]. После длительного перерыва в 2006 году удалось вновь собрать аппаратуру для интерферометрических наблюдений, оснастив ее современным приемником изображения и новым интерференционным фильтром.

3.6.2 Обстоятельства затмения

Наблюдения проводились в поселке Мугалжар Актюбинской области, который находился практически в центре полосы затмения. Геодезические координаты места наблюдения: $\varphi = 48^\circ 35'$, $\lambda = 58^\circ 27'$, разность со всемирным временем в месте наблюдения составляет 5 часов. Согласно нашим расчетам, начало полной фазы затмения по всемирному времени, или время наступления 2-го контакта: $T_2 = 11^h 32^m 40^s$, конец полной фазы или время наступления 3-го контакта: $T_3 = 11^h 35^m 30^s$. Продолжительность полной фазы затмения составила 170 секунд при высоте Солнца над горизонтом $27^\circ, 5$. В день затмения была безветренная погода и полностью чистое небо.

3.6.3 Аппаратура и наблюдения

Использовался коронограф (100:1000), фокальная плоскость которого совмещена с плоской поверхностью линзы поля, на которой проектируется первичное изображение объекта. Зеркальная искусственная луна, нанесенная с помощью вакуумного напыления на линзу поля (100:300), закрывает внутреннюю корону до $2.5R_s$. Эталон Фабри -Перо и интерференционный фильтр помещены в параллельных пучках вблизи выходного зрачка телескопа, расположенного сразу после коллиматорной линзы (100:300), фокальная плоскость которой совмещена с плоской поверхностью линзы поля. Использовался интерференционный фильтр полушириной $10 \text{ \AA}$ настроенный на область линии $\text{MgI } \lambda 5172 \text{ \AA}$. Толщина разделителя эталона Фабри-Перо равна 70 мкм. Камерный

объектив – «Гелиос-40» (56:85). В качестве приемника изображения использована CCD – матрица Arpogee Alta-10 с размером пикселя 14 мкм. Диаметр поля зрения превысил 5° , что позволило получить информацию о поле лучевых скоростей пыли во внешней короне Солнца на расстояниях от 3 до $10 R_s$.

Спектр, который воспроизводится с помощью эталона Фабри – Перо имеет форму концентрических колец, длина волны спектральных линий-колец убывает с ростом радиуса кольца. Измеряя радиус кольца в каждой точке поля зрения, можно определить длину волны и, следовательно, доплеровскую скорость пыли на луче зрения.

В результате наблюдений получены интерферограммы, которые имеют вид концентрических колец, представляющих собой линии поглощения солнечного спектра вблизи зеленой линии $Mg\ I\ \lambda 5172\text{\AA}$. Положение Солнца совмещено с центром колец.

Чтобы получить доплеровские смещения линий, удобно использовать идентичные снимки рассеянного света дневного неба, содержащие те же линии с нулевым смещением.

Во время полной фазы получено 2 снимка с экспозициями 130 секунд и 20 секунд (рисунок 1). На первом кадре, полученном на пределе чувствительности аппаратуры, содержится информация о лучевых скоростях пыли в F-короне. На втором кадре, полученном в конце полной фазы, зарегистрированы эмиссионные кольца и едва различимы слабые линии поглощения. В дальнейшем выяснилось, что эмиссионные кольца образованы рассеянным в оптике светом зеленой корональной линии $\lambda 5303\text{\AA}$. Слабые линии поглощения на 2-м кадре по положению совпали с линиями 1-го кадра, что означает, что край фотосферы еще не выступил из-за диска Луны, а показалась только внутренняя корона вблизи позиционного угла $P=236^\circ \pm 1^\circ$.

Второй снимок играет важную служебную роль. По кольцам эмиссионной линии этого снимка определен центр интерференционной картины на момент затмения, координаты которого использованы при обработке первого снимка.

Для обработки использованы 2 снимка дневного неба, сделанные до и после полной фазы затмения. Сравнение результатов измерений, полученных по двум снимкам сравнения, показало их расхождение в пределах ± 10 км/сек для отдельных участков линий и менее ± 2 км/сек после усреднения по радиусам или позиционным углам.

В обработку включен также снимок непрерывного спектра лампы

накаливания, полученный сразу после окончания полной фазы, он использован в качестве функции поля. Аппаратный профиль $\delta\lambda_{1/2} = 1\text{ \AA} \pm 0.1\text{ \AA}$ определен по эмиссионным линиям $\lambda 5303\text{ \AA}$.

3.6.4 Обработка наблюдений

Материалы затмения 29.03.2006 обработаны с помощью специально составленного блока программ, включающего в себя несколько этапов.

1. После вычета темновых снимков, выполнено исключение «горячих» и «холодных» пиксел с помощью нелинейного кругового медианного фильтра.

2. Бинирование кадров 2×2 .

3. Учет функции поля. В качестве функции поля использован снимок рассеянного света от лампы накаливания, полученный сразу после полной фазы затмения. Интенсивности всех кадров, выбранных для обработки, включая снимок дневного неба, делятся на интенсивности кадра, взятого в качестве функции поля.

4. Устранение двумерного тренда, или дополнительное выравнивание поля, с использованием линейного кругового фильтра типа «скользящее среднее». Фильтр применяется итеративно до достижения нужной степени сглаживания. Результатом этой обработки является разность $I(x,y) = F(x,y) - F_0(x,y)$, где $F_0(x,y)$ – функция тренда, полученная сглаживанием исходного кадра $F(x,y)$.

5. Фильтрация шумов двумерным фильтром – гауссианой с $\sigma = 1.3$ пикселя, что согласуется с полушириной аппаратного профиля. Этот фильтр устраняет высокочастотную составляющую шума, но не может привести к существенной потере полезной информации.

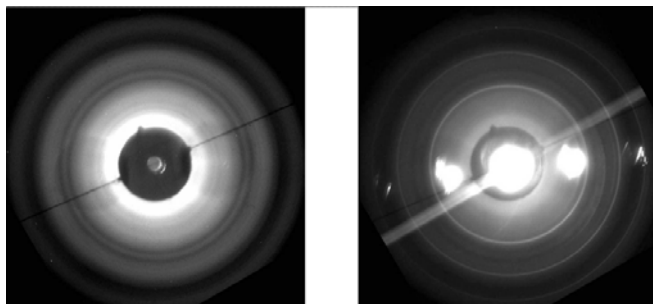


Рисунок 1. Интерферограммы пылевой короны с экспозициями 130 секунд и 20 секунд. Темная нить поперек поля зрения - направление суточной параллели. Горизонталь - направление плоскости эклиптики. Запад справа, север вверху. На 1-м снимке видны только кольца линий поглощения, на 2-м видны 3 эмиссионных кольца (3 порядка интерференции) рассеянного света от корональной линии $\lambda 5303\text{ \AA}$

В результате получен качественный спектр, пригодный для обработки методом корреляций со снимком дневного неба, предварительно обработанным подобным же образом (рис. 6.2 и 6.3). Полный алгоритм обработки оказался на удивление эффективным, позволяющим из зашумленных кадров выделить исходный спектр. Полученный спектр после разбиения на участки, содержащие линии поглощения, путем корреляций с аналогичными участками спектра дневного неба, позволяет получить доплеровские смещения в каждом участке спектра с высокой точностью. Координаты центра интерференционных колец легко определяются методом корреляций: правой и левой половин кадра для оси «х» и верхней и нижней половин для оси у. Числовые массивы файлов после определения центров представлены в полярных координатах (r, φ) и затем в (r^2, φ) . Такая процедура удобна для обработки спектров, поскольку для эталона Фабри-Перо длина волны $\lambda \sim r^2$.

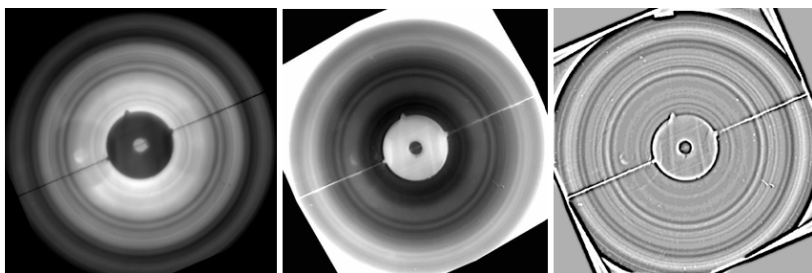


Рисунок 2. Снимок дневного неба, сделанный через 13 минут после окончания полной фазы затмения на разных этапах обработки. Слева направо: исходный кадр, кадр с учетом функции поля и кадр, подготовленный для обработки методом корреляций

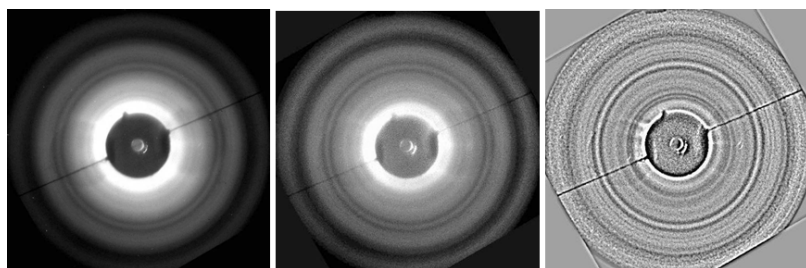


Рисунок 3. Снимок околосолнечной области, сделанный во время полной фазы затмения 29.03.2006 на разных стадиях обработки. Слева направо: исходный кадр, кадр с учетом функции поля и кадр, подготовленный для обработки методом корреляций

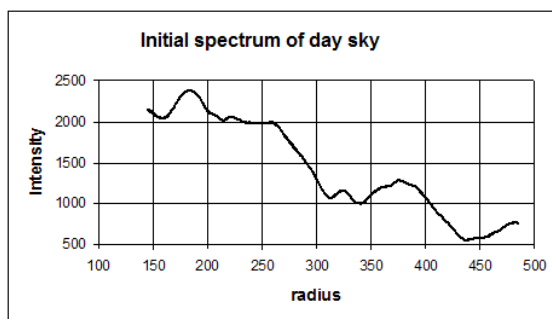


Рисунок 4. Исходный спектр дневного неба. Интенсивность дана в отсчетах с приемника CCD в зависимости от радиуса (в пикселях), отсчитываемого от центра интерференционной картины. Соответствует 1-му изображению рисунка 2

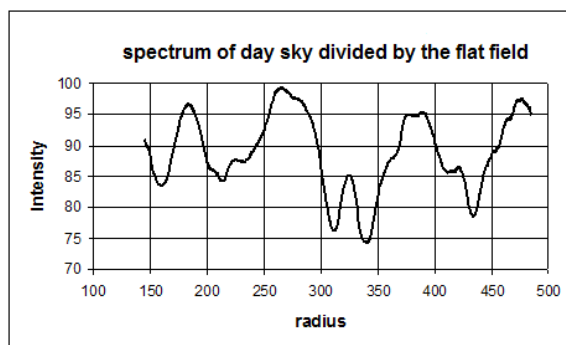


Рисунок 5. Спектр дневного неба, исправленный за функцию поля. Интенсивность дана в относительных единицах. Соответствует 2-му изображению рисунка 2

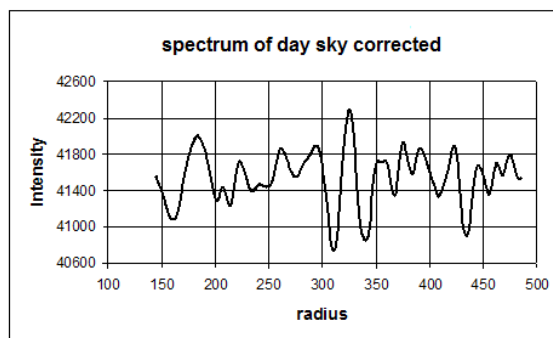


Рисунок 6. Исправленный спектр дневного неба после устранения двумерного тренда и фильтрации шумов. Интенсивность дана в относительных единицах. Соответствует 3-му изображению рисунка 2

На рисунках 4 - 6 представлены спектры дневного неба для трех главных стадий обработки, соответствующих рисунку 2. Интенсивность на рисунке 4 дана в отсчетах с приемника CCD за вычетом темного фона. Отсчеты интенсивности на других спектрах, полученных в процессе обработки (рисунок 5 и 6), выражены в относительных единицах. Радиус на всех рисунках отсчитывается от центра интерференционной картины в пикселях. На рисунке 4 линии поглощения в спектре едва заметны, на рисунке 5 они стали более рельефными, а на рисунке 6 спектр подготовлен для поиска доплеровских смещений спектральных линий методом корреляций со спектрами, полученными во время полного солнечного затмения.

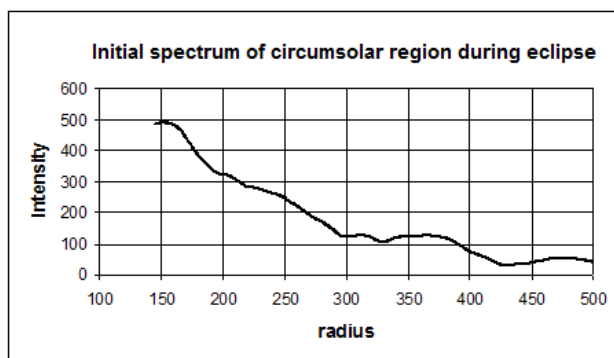


Рисунок 7. Исходный спектр околосолнечной области во время полной фазы затмения. Интенсивность дана в отсчетах с приемника CCD за вычетом темного фона. Соответствует 1-му изображению рисунков 1 и 3

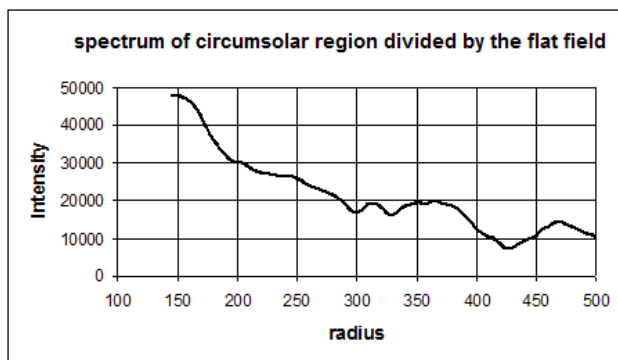


Рисунок 8. Спектр околосолнечной области, исправленный за функцию поля. Интенсивность дана в условных единицах. Соответствует 2-му изображению рисунок 3

На рисунках 7-9 представлены спектры околосолнечной области также для трех главных стадий обработки, но соответствующих рисунку 3. На рисунке 7 линии поглощения в спектре едва заметны, они еще слабее, чем на аналогичном снимке дневного неба (рисунок 4). На рисунке 8 они стали чуть более рельефными, а на рисунке 9 спектр подготовлен для поиска доплеровских смещений спектральных линий методом корреляций со спектрами дневного неба (рисунок 6).

Для сравнения со спектрами поглощения на рисунке 10 представлен полностью исправленный спектр околосолнечной области, полученный в конце полной фазы затмения (2-й на рисунке 1). В отличие от снимков дневного неба и главного спектра околосолнечной области, полученного в центре полной фазы, этот спектр содержит мощные эмиссионные пики от линии ионизованного железа $\text{FeXIV } \lambda 5303\text{\AA}$.

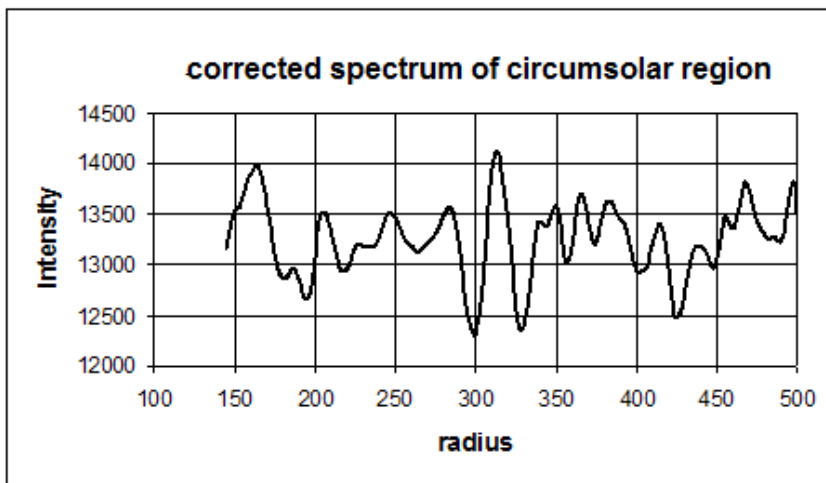


Рис.унок 9. Исправленный спектр 130-сек. интерферограммы околосолнечной области. Соответствует 3-му изображению рисунка 3

Для исправленного спектра на рисунке 9 дан список длин волн линий поглощения солнечного спектра. В таблице 1 показано соответствие координат (радиусов) в пикселях длинам волн в Ангстремах.

radius(pix)	$\lambda(\text{\AA})$	element
182	5169,04+ 5168,91	Fe II + Fe I
196	5167,33	Mg I
220	5183,62	Mg I
238	5162,28	Fe I
266	5159,06	Fe I
298	5172,69	Mg I
328	5167,33	Mg I
344	5183,62	Mg I
358	5162,28	Fe I
374	5159,06	Fe I
402	5172,69	Mg I
425	5167,33	Mg I
448	5162,28	Fe I
460	5159,06	Fe I
485	5172,69	Mg I

Таблица 1. Список линий и элементов солнечного спектра

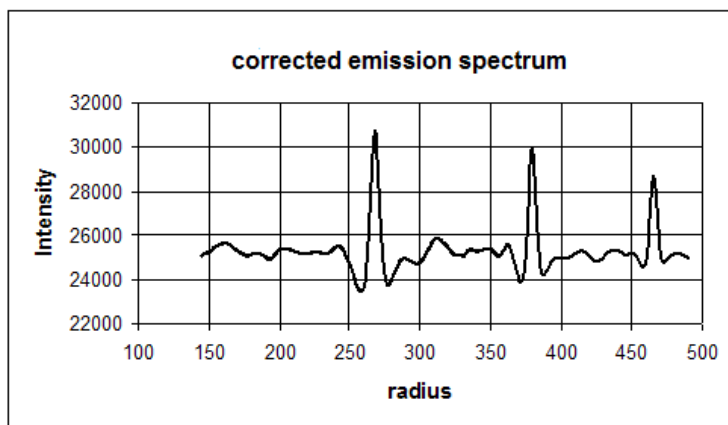


Рисунок 10. Исправленный спектр 20-сек. интерферограммы (2-й на рисунок 1) , полученной в конце полной фазы затмения. Хорошо видны три спектральных порядка эмиссионной линии FeXIV $\lambda 5303\text{\AA}$

3.6.5 Результаты обработки наблюдений

Обработка единственного 130^s снимка, сделанного в середине полной фазы затмения, проведена в полярной системе координат усреднением радиальных разрезов по секторам в пределах $\pm 10^\circ$

от центрального направления. Сделано 36 радиальных разрезов с интервалом 10° . Нумерация позиционных углов начинается от северного полюса эклиптики против часовой стрелки. Восточное направление соответствует 90° , западное - 270° . Общий объем измерений составляет 11 участков спектра, соответствующих разным расстояниям от Солнца, вдоль каждого из 36 радиальных направлений.

В качестве снимков сравнения использованы:

1. 2-й снимок, сделанный в конце полной фазы затмения с экспозицией 20 секунд. На снимке получены эмиссионные линии рассеянного света неба в конце полной фазы. В спектре неба оказались яркие корональные линии ионизованного железа $\text{FeXIV } \lambda 5303\text{\AA}$, которые использованы для определения полуширины аппаратного профиля ЭФП и для поиска центра интерференционных колец. Координаты центра на матрице в пикселях после бинирования кадров: $x=509,1$; $y=484,9$. Эти же координаты центра приняты для главного 130^s снимка, сделанного во время полной фазы затмения.

2. Снимок дневного неба, сделанный перед затмением. Координаты центра: $x=507,8$; $y=483,1$.

3. Снимок дневного неба после затмения. Координаты центра: $x=511,8$; $y=482,7$.

Первичное определение положения центров интерференционных колец проведено отдельно для каждой из линий поглощения солнечного спектра, перечисленных в таблице 1. Уточнение положения центров с точностью до 0,1 пикселя проведено методом корреляций: правой и левой половин кадров для определения положения центра по оси «х» и верхней и нижней половин кадра для определения центра по оси «у». Обработка основного 130^s –кадра проведена дважды: независимо по двум снимкам дневного неба. При переводе в полярную систему координат различие положения центров интерференции устраняется и остается только различие механической настройки ЭФП.

В таблице 2 показан список интервалов (в пикселях и солнечных радиусах) вдоль радиальных направлений, которые использованы для кросс-корреляций рабочего снимка со снимками сравнения. В указанные интервалы попадают частично разные участки линий

поглощения солнечного спектра. Для перевода масштабов в единицы солнечного радиуса были сделаны снимки солнечного диска до и после затмения. Диаметр солнечного диска с учетом бинирования составляет 46.5 пикселей.

№	r (pix)	r (solar radii)	Interval(r)	Interval(R _{sol})	λ (Å)	element
1	170,0	3,66	145-190	3,12-4,09	5172,69 5169,04;5168,91	Mg I, Fe II, Fe I
2	190,0	4,09	145-224	3,12-4,82	5169,04; 5168,91;5167,33	Fe II, Fe I, Mg I
3	210,0	4,52	190-224	4,09-4,82	5167,33; 5183,62	Mg I, Mg I
4	245,0	5,27	224-262	4,82-5,63	5183,62; 5162,28	Mg I, Fe I
5	280,0	6,02	262-296	5,63-6,37	5159,06; 5172,69	Fe I, Mg I
6	312,0	6,71	296-326	6,36-7,01	5172,69; 5167,33	Mg I, Mg I
7	344,0	7,40	326-360	7,01-7,74	5167,33;5183,62;5162,28	Mg I, Mg I, Fe I
8	376,0	8,08	360-392	7,74-8,43	5162,28; 5159,06	Fe I, Fe I
9	408,0	8,77	392-424	8,43-9,12	5172,69; 5167,33	Mg I, Mg I
10	436,0	9,38	424-448	9,12-9,63	5167,33; 5162,28	Mg I, Fe I
11	464,0	9,98	448-476	9,63-10,25	5162,28;5159,06;5172,69	Fe I, Fe I, Mg I

Таблица 2 Разбиение на интервалы усреднения по радиусам

Вычисление доплеровской скорости производилось по формуле:

$$V = \frac{c(\Delta r)^2}{2f^2} = \frac{3 \cdot 10^6 (0.028)^2 (\Delta r)^2}{2 \cdot (86.65)^2} = 0.01566(\Delta r)^2 \text{ km / s} \quad (1)$$

где $f=86.65$ мм – фокальное расстояние камерного объектива, 0.028мм размер пикселя после бинирования 2x2. $(\Delta r)^2 = (r^2)_{\text{eclipse}} - (r^2)_{\text{sky}}$, где r выражено в пикселях. Из-за температурного дрейфа и механического сдвига при движении телескопа происходит изменение настройки ЭФП. Для снимка неба, сделанного перед затмением этот систематический сдвиг составил 7116.7 в единицах $(\Delta r)^2$ или 111.4 km/s. Для снимка неба, сделанного после затмения сдвиг произошел в другую сторону и оказался равным -8316.7 в единицах $(\Delta r)^2$ или -130.2 km/s.

Общий объем массива измерений поля лучевых скоростей после разбиения по двум координатам: радиусу и позиционному углу составил $36 \times 11 = 396$ позиций. Определение механического

смещения настройки ЭФП выполнено в предположении, что средняя измеренная скорость по всему массиву данных вследствие симметрии должна быть равна нулю.

На рисунке 11 представлены средние значения лучевых скоростей, в зависимости от позиционного угла. Усреднение вдоль каждого направления выполнено в пределах $\pm 10^\circ$. Такой способ усреднения позволяет выделить влияние орбитального движения пыли. При орбитальном движении пыли в плоскости эклиптики, близком к круговому, на востоке (вблизи $P=90^\circ$) должны наблюдаться отрицательные доплеровские скорости, а на западе (вблизи $P=270^\circ$) - положительные, как это было по результатам наблюдения 1981 года [1]. На рисунке 11 обнаружена совершенно иная картина. Отрицательные скорости наблюдаются в южном направлении ($P=180^\circ$), а положительные в северном направлении ($P=0^\circ$). Влияние частиц Зодиакального облака проявилось лишь в виде небольшого скачка средней скорости вниз вблизи $P=120^\circ$ и симметричного резкого подъема вверх на $P=300^\circ$. Сходимость результатов двух независимых вариантов обработки с использованием снимков дневного неба, полученных до и после затмения оказалась хорошей.

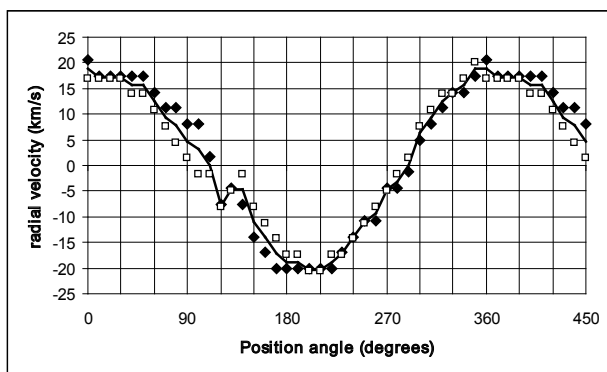


Рисунок 11. Лучевые скорости пыли в F-короне 29.03.2006 в зависимости от позиционного угла. Отсчет углов ведется от северного полюса эклиптики против часовой стрелки. N- соответствует 0° , E - 90° , S - 180° , W - 270° . Участок между 360° и 450° является повторением начала: от 0° до 90° . Пустые квадратики – в обработке использован снимок дневного неба, полученный перед затмением, заполненные ромбики - в обработке использован снимок дневного неба, полученный после затмения. Линия – среднее из этих двух способов обработки. Оценка

ошибки $\sigma = 1.8$ км/с.

Если в распределении пыли в пространстве отсутствуют сильные центральные асимметрии относительно Солнца, то все возможные скорости, соответствующие орбитальному движению пыли вокруг Солнца, при полном усреднении по всем направлениям от 0° до 360° должны компенсироваться. Таким образом, средняя кривая на рисунке 12 отражает, в основном, радиальные движения пыли относительно Солнца в зависимости от расстояния.

Для выделения орбитальной компоненты скорости надо вычесть эти средние по всему массиву данных значения скоростей из всех других секторных измерений. На рисунке 12 верхняя и нижняя кривые получены для направлений, где орбитальные движения максимальны по величине, но различны по знаку. Они получены после вычитания средней кривой того же рисунка из секторных измерений.

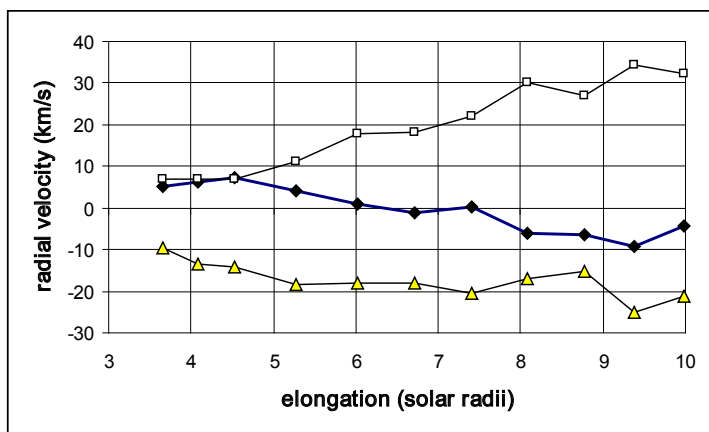


Рисунок 12. Выделенная орбитальная скорость по диаметральному направлению $P=15^\circ$ - верхняя кривая, $P=195^\circ$ - нижняя кривая. Усреднение проведено в пределах сектора $\pm 30^\circ$ от указанного основного направления $P=15^\circ \pm 30^\circ$ и $P=195^\circ \pm 30^\circ$. Жирная линия посередине - усреднение по направлениям всего массива данных от 0° до 360°

3.6.6 Дискуссия

По данным SOHO за день до солнечного затмения на Солнце упала комета группы “Kreutz” и затем через сутки с половиной еще одна комета, двигавшаяся по орбите с близкими параметрами. Орбитальные элементы этих комет и двух предыдущих приведены по данным [7] в таблице 3.

Comet	T	q	e	Аргумент перигелия	Долгота восх. узла	Наклон (i)
CK06F050	2006 Mar. 21.96	0.0050	1.0	82.38	4.20	144.57
CK06F060	2006 Mar. 23.04	0.0333	1.0	56.09	75.03	74.13
CK06F070	2006 Mar. 28.64	0.0050	1.0	84.83	3.42	145.72
CK06F080	2006 Mar. 31.10	0.0052	1.0	84.02	5.67	144.58

Таблица 3. Элементы орбит комет

Очевидно, что между крупными фрагментами родительской кометы семейства “Kreutz” должна быть цепь более мелких фрагментов. Область перигелия этих комет, совпадающая с солнечной поверхностью ($1r_{\odot}$), во время наших наблюдений закрыта экраном до $2.6r_{\odot}$. Таким образом, в момент наблюдений вся околосолнечная область «запылена» частицами пыли кометы обратного движения группы “Kreutz”, двигающимися по направлению к Солнцу, а также остатками сгоревшей накануне кометы.

Если сравнить треки комет группы Крейца за март-апрель, представленные по данным «SOHO and STEREO Sungrazing Comets» [8], становится очевидной близость направления максимальной амплитуды измеренных лучевых скоростей ($P=15^{\circ}$ и $P=195^{\circ}$) к представленным трекам. При сравнении необходимо учесть, что горизонтальное направление на коронографах C2 и C3 аппарата SOHO совпадает с направлением суточной параллели, вдоль которой проходит нить на рисунках 1 – 3. В связи с близостью времени наблюдений к весеннему равноденствию (29.03.2006), суточная параллель на наших снимках повернута примерно на 23.5° относительно эклиптики – горизонтали.

Таким образом, наблюдаемое «аномальное» распределение лучевых скоростей пыли, указывающее на сильный наклон плоскости орбиты пылинок к плоскости эклиптики в сочетании с обратным направлением движения, может иметь простое объяснение: генетическую связь с падающими на Солнце кометами группы Kreutz, зарегистрированными космическим аппаратом SOHO 28 и 31 марта 2006 года.

Список литературы

- [1] *Shcheglov, P.V., Shestakova, L.I., Ajmanov, A.K.*. Results of interferometric observations of the F-corona radial velocity field between 3 and 7 solar radii // *Astron. & Astrophys.*. 1987. V.173. P.383-388.
- [2] *Shestakova, L.I.*. Interpretation of F-corona radial velocity observations // *Astron.& Astrophys.*. 1987. V.175. P.289-291.
- [3] *Айманов А.К., Айманова Г.К. и Шестакова Л.И.*. Лучевые скорости в F-короне 11 июля 1991 года // *Письма в Астрономический Журнал*. 1995. Т.21. № 3. С. 222-225.
- [4] *Aimanov, A.K., Aimanova, G.K., Shestakova, L.I.*. Radial Velocities in the F-corona on July 11, 1991 // *Astronomy Letters*. 1995. V.21. № 2. P.196-198.
- [5] *Шестакова Л.И., Рспаев Ф.К., Минасянц Г.С., Дубовицкий А.И., Шалабаев А.* Лучевые скорости пыли в F-короне по наблюдениям полного солнечного затмения 29 марта 2006 года. // *Известия МОН РК, Серия физ-мат*. 2007. № 4. С.86-89.
- [6] *Shestakova L.I., Rspaev F.K., Minasyants G.S., Dubovitskiy A.I., Chalabaev A.* The observation of total solar eclipse on march 29, 2006 in Kazakhstan. // *Odessa Astronomical Publications*. 2007. V.20. P.203-204.
- [7] *Marsden B.G.* <http://cfa-www.harvard.edu/iau/mpc.html>, *Minor Planet Electronic Circular*, MPEC 2006-K10.
- [8] <http://sungrazer.nrl.navy.mil/>.

Раздел 4. Исторические заметки о мировой и казахстанской астрономии

4.1 Two brief historical stories relating to my connection with the N-body problem

Aarseth S.J.

(Institute Astronomy, Cambridge University)

I started as a Ph.D. student in Cambridge, October 1959. This was a direct consequence of my professor at Oslo University, S. Rosseland, writing a letter to Prof. F. Hoyle, asking whether he would accept a Norwegian student. After concluding a project on barred galaxies in the autumn of 1960 Hoyle asked me to look into a numerical method for calculating the circular velocity in a disk galaxy. This should be achieved by obtaining the forces between a number of thin rings as a function of central distance. After some effort it became clear this was not a promising problem.

In the early part of 1961 Hoyle formulated a new problem, namely to integrate numerically the interactions of galaxies in a cluster of galaxies. The first idea was to see how long an irregular cluster of galaxies could retain its shape. This involved introducing a low-order Taylor series to represent the force and then integrate the coordinates and velocities as a function of time. Later this led to many refinements but it was the start of my N-body career. It may be added that in summer of 1961 there existed a paper in German (*Zeitschrift fuer Astronomie*) describing the first results of N-body integrations but Hoyle did not read German and I had not checked the literature, so in a sense our beginnings were independent. In order to deal with problems of close encounters, we introduced a softening in the Newtonian potential, with the justification that galaxies are extended bodies rather than point-masses. This device was abandoned in 1970 when two-body regularization was introduced in N-body codes with applications to star clusters.

My story relating to V. Ambartsumian is the following. In 1979 I attended an IAU cosmology symposium in Tallin, Estonia. During the reception, when most participants were drinking vodka, I was asked to speak with Ambartsumian who was drinking Armenian cognac with his

group. Then he told me: “You started a new industry”. In 1998, while I spent a rest day in my tent at 6000 metres in the Atacama Desert (Chile) I constructed the title for a review paper to be written as “From NBODY1 to NBODY6: The Growth of a New Industry” which made the connection with Ambartsumian.

21 August 2013

4.2 Мои контакты с алматинскими астрономами. Григорий Моисеевич Идлис

Осипков Л.П.

(Санкт-Петербургский государственный университет)

Л.М.Гиндилис в посвященной Идлису статье в Астронете в основном пишет о его последних, философских работах. Вероятно, сам Григорий Моисеевич считал их своим наиболее крупным вкладом в науку. Но несомненно, что в «золотой фонд» астрономии вошли его работы 50 – 60 годов прошлого столетия по динамике звездных систем.

Впервые я увидел Григория Моисеевича студентом второго курса Ленинградского университета осенью 1064 года, когда он как заместитель директора Астрофизического института приветствовал Пулковскую обсерваторию в связи с ее 125-летием. Кстати, тогда же я единственный раз видел В.Г.Фесенкова. Но в то время имя Идлиса ничего не говорило мне.

Следующий раз наступил спустя три года, когда в Ленинграде проходило совещание рабочей группы Астросовета «Динамика звездных систем», руководимое моим учителем К.Ф.Огородниковым. К этому времени я уже знал, что Г.М.Идлис - один из ведущих советских специалистов по звездной динамике, читал некоторые его работы и начал изучать монографию «Структура и динамика звездных систем», Алма-Атна, АН КазССР, 1961.

Григорий Моисеевич сразу же производил очень приятное, располагающее впечатление. Вел он заседание очень корректно, при этом после докладов он нередко ставил «точки над i». Так, доклад К.Ф.Огородникова и И.К. Латышева был посвящен локальным

звездным потокам в окрестности Солнца. Я знаю, что Кирилл Федорович начал эту работу, имея в виду решить так называемый парадокс релаксации согласно тогдашним идеям Л.С.Марочника. Но в докладе об этом не было ни слова. Идлис же понял, что к чему и, резюмируя доклад, прямо сказал об этом.

Собственный доклад Г.М.Идлisa имел, как я сейчас понимаю, довольно скромное научное значение. Он обобщил классическую эллиптическую звездную динамику на случай существования третьего квадратичного интеграла и нашел, как меняется скорость вращения Галактики с удалением от экваториальной плоскости. Но форма представления у него была такая, что работа произвела на меня приятное впечатление

Следующий раз я видел Григория Моисеевича, вероятно, в 1969 году на защите кандидатской диссертации Н.Ташпулатова - аспиранта К.Ф.Огородникова. Он одним из первых в мире рассмотрел приливное взаимодействие галактик, пользуясь по необходимости упрощенной схемой ограниченной задачи трех тел. Сейчас трудно представить, что тогда такие работы осуждались как «реакционные». В частности, на автореферат Ташпулатова пришел отрицательный отзыв. Автор отзыва сейчас является ведущим специалистом по внегалактической астрономии, а в то время был приверженцем бюроканской космогонической концепции. Официальный оппонент Г.М.Идлис дал глубокий анализ диссертации, не восторженный (и действительно, в ней были слабые места), но положительный. По-видимому, он внимательно изучил эту диссертацию. Во всяком случае, в нескольких более поздних статьях, написанных под руководством Идлisa, имеются ссылки на работы Ташпулатова.

В следующий раз Григорий Моисеевич приезжал в Ленинград в связи с защитой кандидатской диссертации Э.К.Денисюком. Здесь не место подробно описывать непростую историю этой защиты. Ограничусь тем, что после доклада Денисюка на нашем семинаре (в присутствии предполагаемого оппонента В.А.Домбровского) выступил Г.М.Идлис, подробно объяснивший значение работы. Помню он говорил, что спиральные галактики - не очень подходящий объект для звездной динамики (из-за наличия газа) и более интересны в этом отношении эллиптические галактики.

Домбровскому особенно понравились слова Идлиса о том, что в Алма-Ате в ближайшее время будет установлен новый инструмент, на котором будет работать Денисюк.

Теперь остается вспомнить совещание по звездной динамике, которое состоялось осенью 1972 года в Алма-Ате. Григорий Моисеевич тогда производил впечатление гостеприимного хозяина. По-моему он был председателем во время одного из моих докладов, но не помню, чтобы он как-то «давил» на меня. По окончании совещания Идлис подвез ленинградцев во главе с Т.А.Агекяном в аэропорт. Доклад самого Идлиса был посвящен развитию антропного принципа, как его теперь стали называть, и произвел на меня в то время ошеломляющее впечатление. Жаль, что в материалах совещания он не был опубликован.

Вскоре после этого совещания Г.М.Идлис переехал в Москву, стал работать в Институте истории естествознания и техники. Длительное время я его не видел, хотя читал отдельные публикации. Особое значение имела для меня его краткая, но содержательная статья по истории астрономии в России. Я использовал ее, когда работал над главой об истории звездной астрономии в задуманной В.В.Соболевым коллективной монографии «История астрономии России и СССР».

Следующий раз я видел Григория Моисеевича на съезде Астрономического общества в 2006 году. Съезду предшествовало заседание, посвященное памяти Ф.А.Цицина. Идлис выступил с очень теплыми и интересными воспоминаниями о Феликсе Александровиче. (В 1950 – е годы была довольно резкая по форме дискуссия между Идлисом и Цициным с Микешей, в которой правым оказался Идлис). Я увидел Идлиса, возвращаясь после своего доклада и меня удивило, что он узнал меня и поздоровался. Тогда же Идлис подарил мне свою книгу воспоминаний.

Последний раз я встретил Григория Моисеевича весной 2008 года на конференции «Зкфсешсфд Сщыьщщпн», организованной Ю.В.Барышевым и П.Теерикорпи в Санкт-Петербурге на базе географического общества. Прослушать доклад Идлиса не удалось – в этот день я должен был быть в Петергофе. Григорий Моисеевич подарил свою новую книгу, но выглядел постаревшим. Через два

года он ушел из жизни.

Обращаясь к работам Иддиса по звездной динамике, в первую очередь вспоминаешь сферическую «модель Иддиса» - сферическую модель с потенциалом Паренаго, имеющую конечные размеры. В этой связи надо подчеркнуть, что именно Иддис указал на необходимость добавления к гравитационному потенциалу «постоянной Иддиса» для систем конечных размеров. Замечу, что эту модель я излагаю в читаемом мною курсе звездной динамики. Иддис также построил модель диска конечных размеров и кратко обсудил конечную эллипсоидальную модель с потенциалом Паренаго в экваториальной плоскости.

Но в монографии Иддиса кратко описаны и некоторые другие важные результаты, зачастую оказывавшиеся незамеченными. Например,

1. После А.С.Эддингтона Григорий Моисеевич, по-видимому, первым рассмотрел время пересечения – характерное время действия регулярных сил, по прошествии которого система, вероятно, приходит в стационарное состояние. Отсюда он вывел «практический критерий стационарности звездных систем».

2. Интегралы движения можно рассматривать как своего рода функционалы потенциала. Иддис рассмотрел тот случай, когда такая зависимость становится функциональной, и нашел, что тогда потенциал не зависит от времени, а интеграл – это интеграл энергии. Позднее Г.Г.Кузмин обобщил этот результат. Интеграл у Кузмина это интеграл Якоби, который может быть подвергнут пространственно-временному преобразованию (аналогичному преобразованию Мещерского в динамике системы тел переменной массы).

3. Иддис рассмотрел общий вид интеграла движения нечетного по скоростям и нашел, что он сводится к линейному интегралу Чандрасекара, когда потенциал обладает винтовой симметрией, а для систем конечной массы превращается в обычный интеграл углового момента для осесимметричных систем.

4. Было показано, что (в отличие от гравитирующей жидкости) возможны вращающиеся сферические бесстолкновительные системы. Этому вопросу была посвящена одна из первых (1960) статья Д.Линден-Белла, появление которой И.И.Паша охарактеризовал как

одну из первых ласточек «ветра перемен над звездной динамикой».

5. Уравнение Лагранжа=Якоби и, как следствие, теорема вириала выводились в книгах по звездной динамике для дискретной системы N тел. Применимость ее к системам, фазовой плотностью, казалась сомнительной (что сейчас вызывает удивление). В 1967 году это доказал Дж.Камм, а затем появилась статья С.Чандрасекара и Э.Ли, исходивших из уравнения Лиувилля для N -частичной функции распределения. Но еще до работы Кама это сделал Идлис в своей монографии.

6. После открытия С.Чандрасекаром явления динамического трения длительное время оно не привлекало особого внимания. Но Г.М.Идлис первым вывел выражение для силы динамического трения практически такое же как найденное позднее Дж.Острайкером с соавторами.

У Григория Моисеевича были и другие интересные результаты, но которых мы останавливаться здесь не будем.

4.3 Мои контакты с алматинскими астрономами. Тукен Бигалиевич Омаров

Осипков Л.П.

(Санкт-Петербургский государственный университет, Россия)

С именем Т.Б. Омарова я встретился, когда читал том V «Трудов Астрофизического института АН КазССР», значительную часть которого составляют материалы совещания по звездной динамике, состоявшегося в Алма-Ате осенью 1963 г. В этой книге были опубликованы статьи Т.Б. Омарова и Б.Е. Гельфгата по аналитической теории систем гравитирующих тел с переменной массой. Незадолго до этого с основами механики тел переменной массы я познакомился по курсу теоретической механики, который прослушал в Ленинградском университете у профессора В.С. Новоселова. Признаюсь, что работы Омарова и Гельфгата впечатляли, и возникало желание (к сожалению, никогда не реализовавшееся) самому попробовать силы в подобном исследовании. Сейчас можно считать, что эта и последующие работы Тукена Бигалиевича

завершили целое направление в небесной механике, начатое Й. Гюльденом и И.В. Мещерским, связанное с именами Т. Леви-Чивиты и Дж. Джинса и развивавшиеся в довоенные годы Г.Н. Дубошиным, учителем Т.Б. Омарова. Современные исследователи признают исследования Омарова классическими.

Увидел же Тукена Бигалиевича осенью 1967 г., когда в Ленинграде проходило очередное совещание по звездной динамике, в котором участвовали также ведущие небесные механики (Г.Н. Дубошин, Е.А. Гребеников, Е.П. Аксенов и др.) и которое в значительной степени было посвящено теории звездных орбит. На одном из заседаний было заслушано всего два доклада с необычными названиями. Один из них делал талантливый математик В.М. Алексеев из школы А.Н. Колмогорова (больше я его, к сожалению, не видел). Он просто и увлекательно рассказывал о таких сложных вещах, как

хаотизация орбит и «преобразование пекаря». Другим же на этом заседании был как раз доклад Тукена Бигалиевича.

В нем рассматривалась динамика систем с гравитационной «постоянной», меняющейся со временем, как это впервые предположил П.А.М. Дирак в 1930-ые гг. Известно, что в разные годы гипотеза изменяющейся гравитационной «постоянной» привлекала внимание ряда серьезных исследователей (П. Йордан, Р. Дике - за рубежом, К.П. Станюкович, Д.Д. Иваненко, Л.Э. Гуревич - в Советском Союзе), несмотря на критику со стороны Я.Б. Зельдовича. Анализ Омарова был, естественно, в рамках ньютоновской механики. В техническом же отношении он являлся развитием работ по динамике систем переменной массы (так называемое пространственно-временное преобразование Мещерского). Надо сказать, что рядом с блестящим докладом Алексеева выступление Омарова выглядело вполне достойно.

Затем осенью 1970 г. состоялось совещание по звездной динамике в Душанбе, на котором сделал доклад и я. Алма-Ату представляли Т.Б. Омаров, И.Л. Генкин, О.В. Чумак, Н.Н. Павлова. Во время этого совещания отмечалось 70-летие К.Ф. Огородникова. Тукен Бигалиевич и Игорь Львович поздравили Кирилла Федоровича и преподнесли ему казахский головной убор – колпак (у меня сохранилась фотография этого события, к сожалению, очень низкого

качества).

Научный доклад Омарова на этой конференции не запечатлелся в моей памяти, вероятно, потому, что мое внимание отвлекала активность А.М. Фридмана. Но хорошо помню, как он договаривался с Огородниковым о проведении следующего совещания в Алма-Ате. Кроме того, помню внимание ко мне Тукена Бигалиевича после доклада. Возможно, ему понравились мои попытки применить к звездной динамике строгие и не совсем обычные математические методы.

Прошло два года. И вот совещание в Алма-Ате, последнее в рамках существовавшей до 1973 г. организации астрономической науки в СССР (после пресловутой реформы Астросовета следующее совещание по звездной динамике удалось провести только в 1985 г. в Волгограде). Заседания проходили возле здания Академии наук КазССР. Запомнился памятник Ч. Валиханову (о котором я ранее читал). Тукен Бигалиевич встречал участников возле регистрационного столика.

В докладе на этом совещании Т.Б. Омаров рассматривал обобщение известного в небесной механике и звездной динамике уравнения Лагранжа-Якоби на гравитирующие системы, в которых менялись не только масса отдельных тел, составляющих систему, но и число тел. Тем самым заполнялся логический пробел, существовавший в теории эволюции звездных систем. В классических работах Л.Э. Гуревича и Б.Ю. Левина (1950) и Т.А. Агеяна (1958) рассматривалась эволюция звездных систем вследствие диссипации, т. е. потери системой постоянно появляющихся в ней звезд со скоростями, большими скорости вылета. При этом использовалась теорема вириала. В действительности, строго говоря, не выполняется не только теорема вириала (предполагающая стационарность), но и уравнение Лагранжа-Якоби, и к этому случаю и относится уравнение Омарова.

Много лет спустя я пытался рассмотреть аналогичную задачу не для ансамбля точечных масс, а для систем, описываемых фазовой плотностью. Т.Б. Омаров обращался к этой задаче и позднее, и в одной из публикаций сослался на меня. Полагаю, что исследования в данном направлении следует продолжить.

Возвращаюсь в 1972 г. Вскоре после окончания совещания Тукен Бигалиевич стал директором института, и в этом качестве ему пришлось редактировать сборник трудов совещания «Динамика галактик и звездных скоплений». Сборник отличается низким качеством бумаги (по вине, как мне объяснили, Г.Г. Кузмина, сильно задержавшего присылку своих статей) и очень высоким научным уровнем. В частности, статьи В.А. Антонова (о так называемой неустойчивости радиальных орбит) и Г.Г. Кузмина (о трехосных штеккелевских моделях галактик) были позднее переведены на английский язык и стали одними из наиболее цитируемых статей советских авторов по динамике звездных систем.

После этого до 1987 г. мне не пришлось видеть Омарова, хотя я поддерживал с ним контакты. Знал о его защите докторской диссертации. Тукен Бигалиевич прислал свою замечательную монографию «Динамика гравитирующих систем Метагалактики», написанную по материалам диссертации. Когда я подготавливал сборник, посвященный 75-летию К.Ф. Огородникова (к сожалению, его испортили добавлением нескольких по меньшей мере дискуссионных статей), Омаров написал для него интересную статью, совместную с Т.С. Кожановым. Научные интересы Тукена Бигалиевича в это время в основном относились к исследованию динамики Метагалактики на основе ньютоновской динамики. Радовало, что стали появляться статьи молодых авторов, в которых методами Омарова рассматривались разнообразные нестационарные задачи динамической астрономии (А.А. Беков, А.Т. Майлыбаев, М.Д. Минглибаев, отчасти Е.А. Малков и др.).

Известно, что эти годы были трудными для Тукена Бигалиевича. Как директор института он прилагал усилия к расширению его наблюдательной базы. В советское время существовало огромное количество нормативных документов, подзаконных актов и т. п., не нарушать которые руководитель не мог. Некоторые воспользовались этим и фактически стали травить Омарова. Не могу судить, насколько формально обоснованными были претензии к нему. Но помню, что Кирилл Федорович Огородников выразил уверенность, что Омаров - честный человек. Знаю также, что, будучи директором, а затем - заведующим отделом, он заботился о сотрудниках, в частности,

старался улучшить их жилищные условия.

Наконец, осенью 1987 г. состоялось совещание «Динамика гравитирующих систем и методы аналитической небесной механики». В нем приняли участие такие известные специалисты, как Т.А. Агекян, М.Л. Лидов, К.В. Холшевников, Г.С. Бисноватый-Коган, А.Д. Чернин, К.А. Бархатова, Р.Б. Шацова и др. Т.Б. Омарову удалось очень успешно организовать работу конференции. Между прочим, на ней я впервые услышал про теорию струн.

Наряду с Тукеном Бигалиевичем доклад на конференции представила и его дочь Гульнара Туkenовна. Помню, что, делая доклад о взаимодействии комплексов рассеянных скоплений, я сказал, что внешнее воздействие со стороны Галактики мало. Тогда Т.Б. Омаров, а также Г.С. Бисноватый-Коган сделали совершенно правильное замечание, что в данном случае надо оценивать не силу притяжения, а приливную силу (что фактически и делалось в этой работе). В докладе самого Тукена Бигалиевича рассматривалась нестационарная гросс-динамика Метагалактики с помощью введенной им ранее вспомогательной функции (ее уместно назвать «функцией Омарова») и было найдено приближенное решение уравнения Лагранжа-Якоби, что кажется значительным достижением.

Во время конференции ее участники могли купить хорошую художественную литературу (в то время это был большой дефицит). Т.А. Агекян купил сборник новелл Ст. Цвейга. Мое же внимание привлек роман «Абай» М. Ауэзова. Это тронуло Тукена Бигалиевича. Между прочим, он сказал, что некоторые русские, прочитав роман, пожалели, что они не казахи. После конференции Омаров пригласил ленинградцев к себе домой, и мы смогли убедиться в его гостеприимстве.

Вскоре, весной 1988 г. в Пулковской обсерватории состоялось совещание по звездным скоплениям, о проведении которого К.А. Бархатова договорилась с В.К. Абалакиным, директором обсерватории. По моему предложению тематика совещания была расширена и стала включать звездную динамику. В это время Т.А. Агекяну исполнилось 75 лет, и было бы естественно поздравить его на совещании, но в то же время сам Татеос Артемьевич не хотел

широко отмечать свой юбилей. Решить деликатную проблему я доверил Т.Б.Омарову. Доклад Агеяна я поставил последним на заседании, проходившем под председательством Омарова. После доклада Тукен Бигалиевич поздравил Агеяна с интересным докладом и юбилеем, а затем были другие поздравления.

На следующий год состоялось совещание по звездной динамике в Ташкенте, в котором участвовали Тукен Бигалиевич и Гульнара Тукуновна, с которой мы обсуждали происходившие события. Увы, затем последовали распад СССР, обнищание науки и ученых, связи исследователей из различных бывших советских республик прервались. А.А. Бекову удалось приехать на совещание, которое мы организовали под Петрозаводском в 1993 г., а Т.С. Кожанов участвовал в конференции в Санкт-Петербурге в 2003 г., но этим контакты с алма-атинскими коллегами практически ограничились. Глухие и противоречивые слухи доходили до нас о состоянии астрономии в Казахстане. К счастью, похоже, что худшее уже осталось позади.

Но независимо от этого лучшие работы Тукена Бигалиевича Омарова вошли, по-моему, в золотой фонд динамической астрономии.

Список используемых сокращений

УФ – ультрафиолетовая область спектра

ИК – инфракрасная область спектра

ГП – главная последовательность

ПЗС – матрица позиционно-зарядовая система или прибор с зарядовой связью

АЗТ-8 – автоматический зеркальный телескоп с диаметром главного зеркала 0,8 метра

ТШАО – Тянь-Шаньская астрономическая обсерватория

ТМ – темная материя

CDM – cold dark matter

ЭОП – электронно-оптический преобразователь

СГ – сейфертовские галактики

ЦТ – центральное тело

ЧД – черная дыра

КОС – квантово-оптическая система

ПН – пункт наблюдения

ИСЗ – искусственный спутник земли

ГСС – геостационарный спутник

ЦККП – центральный командно-контрольный пункт

КА – космический аппарат

ГАИШ – Государственный астрономический институт им. П.К.

Штернберга

АФИФ – Астрофизический институт им. В.Г. Фесенкова

АЯГ – активное ядро галактики

АД – аккреционный диск

БД – база данных

Аннотация

В сборнике серии «Казахстанские космические исследования», том 10 нашли отражение недавние достижения отечественных астрономов по исследованию актуальных проблем дальнего и ближнего космоса.

В нем предложены критерии спектральной классификации В - звезд по особенностям ультрафиолетового спектра; разработаны начала для составления стандартов для наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне; проведены исследования симбиотических звездных систем и пекулярных звезд с эмиссионными линиями; обсуждены свойства переменности эмиссионных линий Ae - Be звезд Хербига в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах: наблюдения и модели.

Далее, приведены результаты моделирования эволюции галактик на фоне темной материи; найден эффект индуцированного звездообразования в диффузных туманностях; предложен метод исследования свойств темной материи в ультрафиолетовом диапазоне; обсуждены результаты спектральных исследований слабых объектов; предложен расчёт эволюции активных ядер галактик методом NBS; приведены данные о фотометрических исследованиях переменных звёзд на Тянь-Шанской обсерватории.

Кроме того, приведены результаты спектрофотометрических исследований атмосферы Сатурна за период с 1995 по 2009 годы; отмечены особенности стадии роста 24 –ого цикла солнечной активности; дана оценка частоты опасных сближений ИСЗ в геостационарной зоне, обнаружена внутренняя связь околосолнечной пыли с «солнцескребущими» кометами.

Книга рассчитана на ученых и специалистов, работающих в сфере астрофизических и космических исследований, а также на преподавателей и студентов университетов, интересующихся новейшими достижениями астрономии.

Андатпа

«Қазақстандық ғарыштық зерттеулер» жинақ топтамасының 10-жинағында отандық астрономдардың алыс және жақын ғарыштың көкейкесті мәселелерін зерттеу бойынша жақындағы жетістіктері берілді.

Жинақта ультракүлгін спектрдің ерекшеліктері бойынша В-жұлдыздарының спектрлік жіктеуінің өлшемі ұсынылды; ультракүлгін диапазонда бақылаулар үшін стандарттар құру бойынша бастама әзірленді; эмиссиялық сызықтарымен симбиотикалық жұлдыздар жүйесі және пекуляр жұлдыздар зерттеулері жүргізілді; бақылаулар мен үлгілер - оптикалық және ультракүлгін диапазондарда Хербиг Ae – Be жұлдыздарында эмиссиялық сызықтардың айнымалылық ерекшеліктері талқыланды.

Одан кейін, қараңғы материя фонында галактикалар дамуының үлгілеу нәтижелері келтірілді; диффузиялық тұмандықтарда индукцияланған жұлдызды құрылым әсері табылды; әлсіз нысандардың спектрлік зерттеулері талқыланды; NBS әдісімен галактиканың белсенді ядроларының дамуының есебі ұсынылды; Тянь-Шань обсерваториясындағы ауыспалы жұлдыздардың фотометриялық зерттеулері жөнінде мәліметтер келтірілді.

Бұдан басқа, 1995 - 2009 жылдар кезең аралығындағы Сатурн атмосферасының спектрфотометриялық зерттеулерінің нәтижелері келтірілді; күн белсенділігінің 24-циклінің өсу сатысының ерекшеліктері белгіленді; геостационар аймақтарда ЖЖС қауіпті жақындау жиілігінің бағасы берілді; «Күнқырыққыш» кометалармен күн маңындағы тозаңның ішкі байланысы табылды.

Кітап астрофизика және ғарыштық зерттеулер саласында жұмыс істейтін ғалымдар мен мамандарға сондай-ақ, астрономияның ең соңғы жетістіктерімен қызығатын университет оқытушылары мен студенттеріне арналған.

Астрофизические исследования космических объектов

Алматы: ТОО «А-ТРИ ПРИНТ», 2013. Том 10 — 305с.

ISBN 978-601-80431-0-9

А 91

В сборнике серии «Казахстанские космические исследования», том 10 нашли отражение недавние достижения отечественных астрономов по исследованию актуальных проблем дальнего и ближнего космоса. В нем предложены критерии спектральной классификации В - звезд по особенностям ультрафиолетовом диапазоне; проведены исследование симбиотических звездных систем и пекулярных звезд с эмиссионными линиями; обсуждены свойства переменности эмиссионных линий Ae - Ве звезд Хербига в оптических и ультрофиолетовых диапазонах: наблюдения и модели. Далее, приведены результаты моделирования эволюции галактик на фоне темной материи; найден эффект индуцированного звездообразования в диффузных туманностях; предложен метод исследования свойств темной материи в ультрофиолетовом диапазоне; обсуждены результаты спектральных исследований слабых объектов; предложен расчет эволюции активных ядер галактик методом NBS; приведены данные о фотометрических исследованиях переменных звезд на Тянь-Шаньской обсерватории.

Кроме того, приведены результаты спектрофотметрических исследований атмосферы Сатурна за период с 1995 по 2009 годы; отмечены особенности стадии роста 24-го цикла солнечной активности; дана оценка частоты опасных сближений ИСЗ в геостационарной зоне; обнаружена внутренняя связь околосолнечной пыли с «солнцескребущими» кометами.

Книга рассчитана на ученых и специалистов, работающих в сфере астрофизических и космических исследований, а также на преподавателей и студентов университетов, интересующихся новейшими достижениями астрономии.

УДК 550.3

ББК 22.63

© АО «Национальный центр космических исследований и технологий», 2013

© ДТОО «Астрофизический институт им. В.Г.Фесенкова», 2013

© ТОО «А-ТРИ ПРИНТ», оформление, 2013

ISBN 978-601-80431-0-9

Астрофизические исследования космических объектов

Дизайнер: *Яхия А.*
Компьютерная верстка: *Яхия А.*

Подписано в печать 06.12.13.
Формат 60х84 1/16.
Бумага офсетная. Печать офсетная.
Уч. изд. печ. л. 18.5
Тираж 200 экз.

Издательство: «А-Три Принт»
г.Алматы, ул. Макатаева 117
Тел: 328 34 88

Типография: «А-Три Принт»
г.Алматы, ул. Макатаева 117
Тел: 328 34 88