

ISSN 2658-5669

НАУЧНЫЕ ТРУДЫ ИНСТИТУТА АСТРОНОМИИ РАН

INASAN
SCIENCE
REPORTS

ТОМ

5

ВЫПУСК 6



ИНАСАН

МОСКВА
2020

В ЖУРНАЛЕ «НАУЧНЫЕ ТРУДЫ ИНСТИТУТА АСТРОНОМИИ РАН» ПУБЛИКУЮТСЯ СТАТЬИ ПО РАЗЛИЧНЫМ АСПЕКТАМ АСТРОНОМИИ, В ТОМ ЧИСЛЕ ПО ТЕОРЕТИЧЕСКОЙ И НАБЛЮДАТЕЛЬНОЙ АСТРОФИЗИКЕ, ПЛАНЕТНОЙ АСТРОНОМИИ, ЗВЕЗДНОЙ АСТРОНОМИИ, ФИЗИКЕ СОЛНЦА, НЕБЕСНОЙ МЕХАНИКЕ, АСТРОНОМИЧЕСКИМ МЕТОДАМ И ПРИБОРАМ, КОСМИЧЕСКИМ ИССЛЕДОВАНИЯМ И ИССЛЕДОВАНИЯМ В ОБЛАСТИ КОСМИЧЕСКОЙ ГЕОДЕЗИИ.



УДК 52
ББК 22.6
НЗ4

НЗ4 **Научные труды Института астрономии РАН. Том 5(6).** –
М.: Изд-во Янус-К, 2020, 72 с., илл.

ISSN 2658-5669

Редколлегия

Сачков М.Е. (главный редактор), Вибе Д.З. (зам. главного редактора), Бисикало Д.В.,
Барабанов С.И., Кузнецов Э.Д., Малков О.Ю., Машонкина Л.И., Фатеева А.М.,
Шематович В.И., Шустов Б.М.

Секретарь редколлегии Вибе Е.Д.

«Научные труды Института астрономии РАН» – рецензируемый журнал, публикующий статьи по различным аспектам астрономии, в том числе по теоретической и наблюдательной астрофизике, планетной астрономии, звездной астрономии, физике Солнца, небесной механике, астрономическим методам и приборам, космическим исследованиям и исследованиям в области космической геодезии.

© ИНАСАН, 2020
© Коллектив авторов, 2020

INASAN Science Reports. Vol 5(6). M.: Janus-K, 2020, 72 pp.

ISSN 2658-5669

Editorial Board

M.E. Sachkov (Editor-in-Chief), D.S. Wiebe (Deputy Editor-in-Chief),
D.V. Bisikalo, S.I. Barabanov, E.D. Kuznetsov, O.Yu. Malkov, L.I. Mashonkina,
A.M. Fateeva, V.I. Shematovich, B.M. Shustov

Staff Editor E.D. Wiebe

INASAN Science Reports is a peer-reviewed journal that publishes papers in various fields of astronomy, including theoretical and observational astrophysics, planetary astronomy, galactic astronomy, solar physics, celestial mechanics, astronomical methods and tools, space research and studies related to space geodesy.

© INASAN, 2020
© Author team, 2020

Научное издание

**Научные труды
Института астрономии РАН.
Том 5 (6)**

Сдано в набор 20.12.2020. Подписано в печать 23.12.2020
Формат 60x90/8. Бумага офсетная
Уч.-изд. п.л. 9,0. Физ. п.л. 9,0. Тираж 100. Заказ №8672

Издательство «Янус-К»
127411, Москва, Учинская ул., д. 1

Отпечатано в ООО «ИНФОРМ-СОФТ»
119034, Москва, Еропкинский пер., д. 16



О тепловом убегании атмосферы горячего нептона GJ 436b

Калиничева Е.С., Шематович В.И., Павлюченков Я.Н.

Институт астрономии РАН, Москва, Россия

В данной работе с помощью одномерной самосогласованной аэрономической модели были получены высотные профили температуры, скорости и плотности для горячего нептона GJ 436b. Мы проследили расширение газовой оболочки под действием нагрева от жесткого излучения родительской звезды от тонкого атмосферного слоя $1.02R_0$ до $5R_0$. Используемая модель учитывает вклад надтепловых частиц, что значительно уточняет функцию нагрева атмосферы. Установлено, что формируется структура атмосферы с двумя характерными шкалами высоты, отвечающими относительно плотной атмосфере и более разреженной короне. Также был посчитан темп оттока атмосферы, составивший около $1.6 \times 10^9 \text{ г с}^{-1}$, что ниже результатов, полученных авторами других расчетов.

Ключевые слова: экзопланеты, убегание атмосфер, горячие юпитеры и нептун

On the thermal atmosphere evaporation of hot neptune GJ 436b

Kalinicheva E.S., Shematovich V.I., Pavlyuchenkov Ya.N.

Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

In this work the height profiles of temperature, velocity, and density were obtained for the hot neptune GJ 436b, using a one-dimensional self-consistent aeronomic model. We traced the expansion of the gas envelope affected by heating from the extreme radiation of the host star from the thin atmospheric layer $1.02R_0$ up to $5R_0$. The model used takes into account the contribution of suprathermal particles, which significantly refines the atmospheric heating function. It was found that the structure of the atmosphere is being formed with two characteristic altitude scales corresponding to a relatively dense atmosphere and a more rarefied corona. The atmospheric mass loss rate was also calculated, it was found to be about $1.6 \times 10^9 \text{ g s}^{-1}$, which is lower than the results obtained by the authors of other calculations.

Keywords: exoplanets, atmospheric escape, hot jupiters and neptunes

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.001

1. Введение

Экзопланеты с протяженными водород-гелиевыми атмосферами были открыты в большом количестве, многие из них находятся на очень близких к родительской звезде орбитах. Чрезвычайно высокий уровень звездного излучения в диапазонах мягкого рентгена и жесткого ультрафиолета (XUV) вызывает у таких планет гидродинамическое убегание атмосферы [1]. Подобное явление наблюдается посредством транзитной спектроскопии у нескольких близких систем с горячими юпитерами, суперземлями и мининептунами. Горячие нептун — это внесолнечные планеты с массами и радиусами порядка соответствующих параметров планеты Нептун в Солнечной системе, но находящиеся на гораздо более низких орбитах (до 0.1 а.е.). Температуры на уровне термосферы у таких планет очень велики, доходят до нескольких тысяч К. Это повышение температуры вызвано поглощением потока излучения в диапазоне XUV от родительской звезды.

Несмотря на обнаружение большого числа внесолнечных юпитеров и земель на близких к родительской звезде орбитах, количество горячих нептонов (0.6–18 масс Нептуна, орбитальный период меньше трех дней) оказалось очень незначительным. Соответствующая область на диаграмме масса—период названа «пустыней горячих нептонов» или пустыней короткопериодических нептонов [2]. Общепринятое объяснение этому явлению состоит в том, что такие планеты не обладают достаточной массой, чтобы удержать свою газовую оболочку, которая теряется под действием XUV-излучения родительской звезды. В [3] был сделан вывод, что наличие пустыни горячих нептонов не может объясняться только лишь потерей атмосферы за счет жесткого звездного излучения. В случае относительно маломассивных горячих нептонов оценка верхнего предела оттока массы совпадает с оценками [1] уровня фотоиспарения атмосферы. В случае более массивных горячих нептонов подобный механизм не приводит к потере значительной доли атмосферы.

2. Описание модели

В данной работе с помощью самосогласованной одномерной аэрономической модели водород-гелиевой атмосферы, включающей надтепловые электроны [6], выполнено моделирование газовой оболочки горячего нептона GJ 436 b. Наблюдения на Космическом телескопе им. Хаббла (HST) [7] показали образование у нептона Gliese 436b протяженной газовой оболочки, сопоставимой с диском родительской звезды. Две независимые серии транзитных наблюдений с помощью COS/HST показали приблизительно 50% поглощение в линии Ly- α в диапазоне доплеровского смещения скорости (–120, –40) км/с [8, 9]. Помимо протяженного хвоста, поглощение водородом показывает также ранний ингресс, т.е. наличие плотного облака, простирающегося перед планетой на расстоянии, сопоставимом с размером диска звезды.

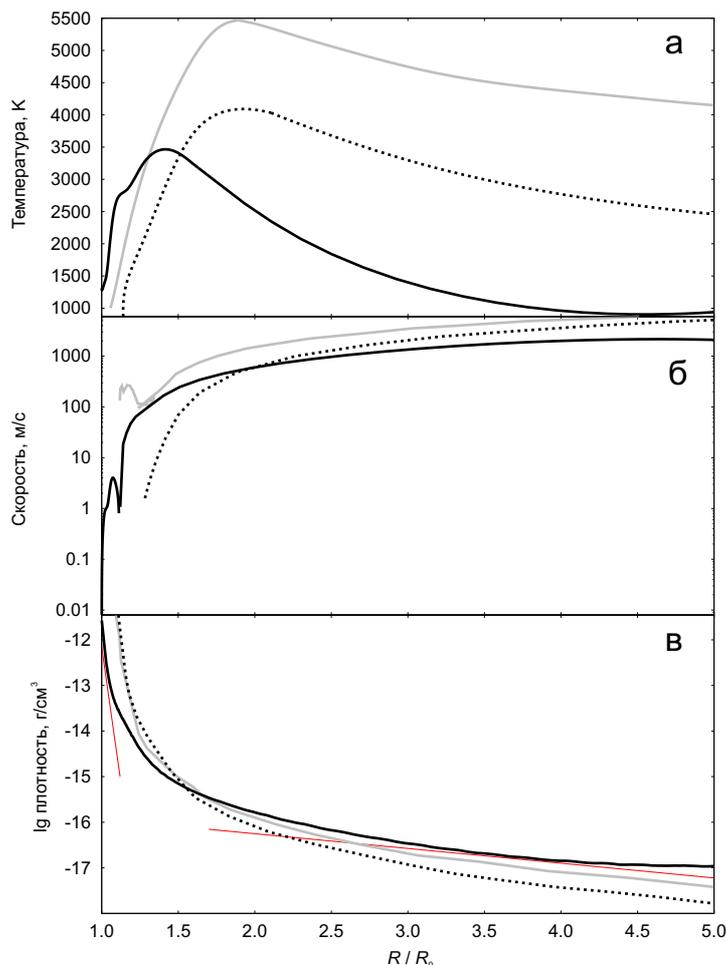


Рис. 1: Высотные профили температуры, скорости и плотности для горячего нептона GJ 436b. Серая линия — данные из [4], пунктирная линия — данные из [5], черная линия — данные, полученные с помощью представленной самосогласованной одномерной астрономической модели. Красные линии показывают двухуровневую структуру: гидростатическую атмосферу и протяженную корону.

Преимущество используемой модели в сравнении с аналогичными состоит в более аккуратном расчете нагрева атмосферы за счет включения в рассмотрение вклада над- и сверхтепловых частиц, и, соответственно, уточнении темпа ее оттока [6, 3]. Это существенно при моделировании атмосфер именно горячих экзопланет, то есть планет, орбиты которых близки к родительской звезде и, как следствие, в таких системах атмосферы экзопланет подвержены воздействию очень высоких потоков жесткого звездного излучения и плазмы звездного ветра. Высокоэнергетичное излучение нагревает верхнюю атмосферу, ионизируя атомарный водород и гелий, часть энергии этого излучения переходит в кинетическую энергию продуктов реакции. Обычно, если энергия образовавшегося фотоэлектрона превышает тепловую на несколько порядков величины (над- или сверхтепловая частица), то он может вступить во вторичную реакцию ионизации или возбуждения других частиц атмосферы. При этом кинетическая энергия, которую надтепловой электрон имел изначально, расходуется преимущественно на ионизацию и диссоциацию H_2 -H-He, а не на прямой нагрев атмосферного газа. Учет описанных процессов вносит существенный вклад в динамику и энергетику экзопланетной атмосферы [3, 6].

Расчеты велись в направлении на родительскую звезду. В качестве отправной точки была выбрана гидростатическая атмосфера из молекулярного водорода (85%) и гелия (15%) толщиной 0.2 фотометрических радиуса планеты ($R_0 = 2.6335 \times 10^9$ см) с постоянной температурой 1300 K и экспоненциальным спадом плотности. Расчетная сетка состоит из 500 ячеек и имеет сгущение к внешнему краю, в качестве граничного условия выбрано постоянное давление на внешней ячейке, имитирующее давление ветра от родительской звезды. Несмотря на то, что GJ 436 — красный карлик спектрального класса M 2.5, в качестве ее спектра был взят солнечный, что позволило быстрее и сильнее нагреть атмосферу моделируемой экзопланеты.

3. Результаты

В данной работе выполнено моделирование газовой оболочки и получены оценки темпа потери атмосферы за счет тепловых процессов для хорошо изученной экзопланеты — горячего нептона GJ 436 b. Рассчитаны высотные профили температуры (рис. 1a), скорости (рис. 1б) и плотности (рис. 1в) атмосферы моделируемой экзопланеты. Они существенно отличаются от результатов [4] и [5], так как учет фотоэлектронов ведет к снижению темпа нагрева атмосферы и, соответственно, скорости потери атмосферы, что сказывается на эволюции газовой оболочки горячей экзопланеты на астрономических временах. Также следует отметить, что в упомянутых работах расчет велся до существенно больших высот атмосферы, что объясняет наблюдаемое расхождение в величине температуры на уровне 5 фотометрических радиусов. Также хорошо заметно, что пик температуры в наших расчетах находится на высоте $1.4R_0$, в то время как в [4] и [5] — на высоте около $1.8R_0$.

При проведении расчетов была обнаружена двухуровневая структура атмосферы горячего нептона (см. красные линии на рис. 1в): нижняя часть атмосферы более массивная, имеет экспоненциальный спад плотности (см. расстояния $1 - 1.2R/R_0$ на рис. 1в), в то время как плотность верхней части атмосферы, короны, изменяется гораздо медленнее (см. расстояния $> 1.2R/R_0$ на рис. 1в) в соответствии со шкалой высот, отвечающей более высокой температуре на пике нагрева атмосферного газа (см. рис. 1а). Процессы нагрева жестким ультрафиолетовым излучением родительской звезды и сопутствующим потоком фотоэлектронов являются важным источником тепловой энергии в протяженной верхней атмосфере экзопланеты GJ 436b, что приводит к формированию плотного подстилающего слоя атмосферы и протяженной короны. Одним из важных следствий образования сложной двухуровневой структуры распределения атмосферного газа в оболочке горячего нептона GJ 436b является формирование теплового потока убегания атмосферного газа из оболочки планеты, так как образование протяженной короны способствует тепловому убеганию легких атомов водорода из атмосферы планеты на низкой орбите.

Предварительно оцененный темп оттока атмосферы составил $\dot{M} = 1.6 \times 10^9 \text{ г с}^{-1}$. Аналогичные вычисления в работах [4] и [5] показывают более высокую скорость потери массы ($\dot{M} = 3.1 \times 10^9 \text{ г с}^{-1}$), но в [7] скорость тепловой потери атмосферы оценена значениями в диапазоне $\dot{M} = 3.7 \times 10^6 - 1.1 \times 10^9 \text{ г с}^{-1}$.

4. Заключение

В данной работе представлены высотные профили температуры, скорости и плотности атмосферы горячего нептона GJ 436b, полученные с помощью одномерной самосогласованной астрономической модели с учетом вклада надтепловых частиц. Произведен анализ полученных данных и их сравнение с работами других авторов [4, 5]. Полученные в данной работе результаты демонстрируют уменьшенный по сравнению с другими авторами нагрев атмосферы (максимум температуры — около 3300 К) и сниженный темп оттока массы ($\dot{M} = 1.6 \times 10^9 \text{ г с}^{-1}$). Это объясняется учетом вклада надтепловых частиц, чья энергия расходуется большей частью не на нагрев атмосферы, а на вторичные реакции ионизации и диссоциации. Аккуратный подсчет нагрева атмосферы позволил увидеть ее двухуровневую структуру: небольшую статическую часть и протяженную корону, образованную убегающим из атмосферы газом.

Необходимо отметить, что в данном расчете мы моделировали родительскую звезду как звезду солнечного типа, в то время как реальная звезда GJ 436 — красный карлик. Замена используемого солнечного спектра на спектр излучения более холодного красного карлика приведет к уменьшению получаемого планетой XUV излучения, что, в свою очередь, повлечет еще большее снижение темпа оттока атмосферы и уменьшение амплитуды на высотном профиле температуры.

Работа В.И. Шематовича выполнена в рамках проекта «Исследование звезд с экзопланетами» по гранту Правительства РФ для проведения научных исследований, проводимых под руководством ведущих ученых (соглашение № 075-15-2019-1875). Е.С. Калиничева благодарит грант РФФИ 20-32-90149.

Список литературы

1. J. Owen, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, **47**, 2019.
2. T. Mazeh, T. Holzer, and S. Faigler, *Astronomy & Astrophysics*, **589**, 2016.
3. D. E. Ionov, Y. N. Pavlyuchenkov, and V. I. Shematovich, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **476**, 2018.
4. I. F. Shaikhislamov, M. L. Khodachenko, H. Lammer, A. G. Berezutsky, I. B. Miroschnichenko, and M. S. Rumenskikh, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **481**, 2018.
5. R. O. P. Loyd, T. T. Koskinen, K. France, C. Schneider, and S. Redfield, *The Astrophysical Journal Letters*, **834**, 2017.
6. D. E. Ionov, V. I. Shematovich, and Y. N. Pavlyuchenkov, *Astronomy Reports*, **61**, 2017.
7. J. R. Kulow, K. France, J. Linsky, and R. O. P. Loyd, *The Astrophysical Journal*, **786**, 2014.
8. D. Ehrenreich, V. Bourrier, P. J. Wheatley, A. L. des Etangs, et al., *Nature*, **522**, 2015.
9. B. Lavie, D. Ehrenreich, V. Bourrier, A. L. des Etangs, et al., *Astronomy & Astrophysics*, **605**, 2017.

Вспомогательные устройства спектрографа высокого разрешения БТА (функции и управление)

Верич Ю.Б.¹, Панчук В.Е.^{1,2}, Юшкин М.В.¹, Якопов Г.В.¹

¹ *Специальная астрофизическая обсерватория Российской академии наук, Нижний Архыз, Россия*

² *Северо-Кавказский федеральный университет, Ставрополь, Россия*

Отмечены устройства и функции спектрографа высокого разрешения 6-метрового телескопа БТА, охваченные программой улучшения параметров прибора. Программа выполняется по плану УНУ и плану развития средств наземной поддержки проекта «Спектр-УФ».

Ключевые слова: спектрограф, калибровки, управление

High-resolution BTA spectrograph auxiliary devices (functions and control)

Verich Y.B.¹, Panchuk V.E.^{1,2}, Yushkin M.V.¹, Yakopov G.V.¹

¹ *Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, Nizhniy Arkhyz, Russia*

² *North Caucasian Federal University, Stavropol, Russia*

The devices and functions of the high-resolution spectrograph of the 6-meter BTA telescope covered by the program for improving the instrument parameters are noted. The program is implemented according to the UNU plan and the plan for the development of ground support facilities for the Spektr-UV project.

Keywords: spectrograph, calibration, control

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.002

Кварцевый спектрограф скрещенной дисперсии НЭС [1] является основным прибором высокого разрешения, постоянно размещенным на телескопе БТА-6. Как показал опыт эксплуатации, спектрограф пригоден для выполнения как плановых, так и срочных наблюдательных программ. Не останавливаясь на организационной стороне проблемы, отметим, что выполнение наблюдений, не запланированных ранее (т.н. срочных программ), требует более высокой степени автоматизации прибора, с тем, чтобы время настройки прибора под тот или иной вариант наблюдений сократилось, а сама настройка не требовала высоких профессиональных качеств от наблюдателя. В 2019 г., после оснащения НЭС стационарно установленной матрицей ПЗС, начата программа повышения потенциального качества прибора, основные составляющие которой аргументированы в [2]. В этой программе учтены и предыдущие методические разработки, выполненные в процессе эксплуатации спектрографа с 1998 г.

Согласно [3], для всех спектрографов фокуса «Нэсмит-2» предщелевая часть является общей, что расширяет набор функций и устройств, размещаемых в небольшом объеме. По мере изменения набора и характеристик спектральной аппаратуры фокуса «Нэсмит-2» (N2) изменялись и устройства предщелевой части. К настоящему времени предщелевая часть содержит узлы, которые перечислены ниже, по ходу света от телескопа к спектрографу:

1. Узел искусственной звезды (ИЗ). Оптическая система, строит изображение деккера избранного диаметра на деккере входной части спектрографа. Относительное отверстие (1:30.74) совпадает с относительным отверстием фокуса Нэсмита, светоделительный куб позволяет взаимно юстировать заполнение коллиматора спектрографа светом от яркой звезды, и от источника спектра калибровки. Линзовая оптика ИЗ неоптимальна для калибровки спектров в наземном ультрафиолете. При спектроскопии с двумерными счетчиками фотонов использовалась ИЗ с зеркальной оптикой [4]. Разрабатывается новая зеркальная оптическая схема ИЗ.
2. Локальный корректор фокуса Нэсмита (ЛКН) [5]. Оптико-механический узел, содержащий плоскопараллельную пластину из плавленого кварца и механизмы наклона, смонтированные на кардановом подвесе. Используется около 20 лет [6] с периодической модификацией приемника, алгоритмов настройки и управления. Разработана и изготовлена схема нового корректора, обладающего меньшей инерционностью.
3. Платформа подключения адаптивной оптики (АО). Оптико-механический узел, содержащий зеркало вывода с оптической оси фокуса (N2) и зеркало возврата на ось. Описание системы АО будет опубликовано разработчиком.

4. Платформа сменных предщелевых устройств. Содержит 5 узлов, попеременно вводимых на ось N2.
5. Узел анализатора линейной и круговой поляризации [7], содержит двулучепреломляющий кристалл и вращающиеся фазовые пластинки.
6. Узел абсорбционной йодной ячейки [8], состоящий из собственно ячейки и системы термостабилизации. Результаты испытания метода абсорбционной ячейки в задаче точных доплеровских измерений опубликованы [9].
7. Узел интерферометра Фабри-Перо. Предназначен для формирования равноотстоящих абсорбционных реперов, наложенных на спектр звезды. Метод интерферометрических реперов считаем более перспективным, чем метод йодной ячейки, т.к. соответствующей настройкой интерферометра можно отрегулировать как число реперов, так и работу в любом участке оптического диапазона.
8. Узел оптики перезаполнения эшелле. Идея метода известна давно [10], используется редко, в [11] сделаны оценки выигрыша для НЭС.
9. Узел компенсации вращения поля зрения (деротатор). В альт-азимутальной системе БТА постоянно используется система вращения по углу «P2» (в кабине первичного фокуса), а система вращения по углу «P1» (в фокусах Нэсмита) выведена из эксплуатации. Для фокуса N2 изготовлен новый деротатор, необходимый как для продолжительных экспозиций спектров протяженных объектов, так и для других режимов наблюдений (тесные пары и т.п.).

Кроме того, предщелевая часть содержит два канала подсмотра (большого и малого поля), узел переключения спектрографов (НЭС или ОЗСП [12]), узел канала калибровки (кроме узла ИЗ), узел цветных фильтров канала подсмотра малого поля (входа в спектрограф). Подбором цветного фильтра канала подсмотра удастся настроить работу ЛКН на тот участок изображения звезды, растянутого атмосферной дисперсией, который соответствует спектральному диапазону, регистрируемому спектрографом. Этот метод частично компенсирует отсутствие на БТА компенсатора атмосферной дисперсии.

Проектирование новых и усовершенствование существующих узлов и устройств предщелевой части НЭС ведется в системе инженерного проектирования Spacclaim, VisualMill, выдающей задания непосредственно на станки с ЧПУ. Функции управления прецизионными электро-механическими устройствами обеспечиваются высокоэффективными драйверами с поддержкой интерфейса CAN. На этапе реконструкции предщелевой части спектрографа система управления дублирована, поэтому спектрограф не выводится из режима обеспечения плановых наблюдений.

Работа поддержана по проекту № 13.1902.21.0039.

Список литературы

1. V. Panchuk, V. Klochkova, M. Yushkin, and I. Naydenov, *Opticheskiy zhurnal*, **76**, 42, 2009.
2. V. Panchuk, V. Klochkova, and M. Yushkin, *Astronomicheskiy zhurnal*, **94**, 809, 2017.
3. V. Klochkova and V. Panchuk, *Astrofiz. Issleduy. (Izv. Spets. Astrofiz. Observ.)*, **33**, 3, 1991.
4. E. Gazhur, V. Klochkova, and V. Panchuk, *Pis'ma Astron. zh.*, **16**, 473, 1990.
5. M. V. Yakopov, G. V. Yakopov, and V. Y. Panchuk, Patent RU 2482525 c2, 17.11.2011.
6. A. A. Ivanov, V. Y. Panchuk, and V. S. Shergin, *Preprint Spets. astrofiz. observ.*, **155**, 1, 2001.
7. I. D. Naidenov, V. E. Panchuk, and M. V. Yushkin, *Astrophysical Bulletin*, **63**, 296, 2007.
8. V. E. Panchuk, S. V. Yermakov, and Y. N. Bondarenko, *Bulletin of the Special Astrophysical Observatory*, **44**, 133, 1998.
9. V. E. Panchuk, D. S. Nasonov, and M. V. Yushkin, *Astrophysical Bulletin*, **64**, 286, 2008.
10. F. Diego and D. D. Walker, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **217**, 347, 1985.
11. V. Panchuk, M. Yushkin, and I. Naydenov, *Preprint Spets. astrofiz. observ.*, **79**, 1, 2003.
12. V. E. Panchuk, G. A. Chuntunov, and I. D. Naidenov, *Astrophysical Bulletin*, **69**, 339, 2014.

Учет межзвездного поглощения при анализе фотометрических данных

Малков О.Ю.¹, Длужневская О.Б.¹, Жуков А.О.^{1,2,3}, Захаров А.И.⁴, Ковалева Д.А.¹, Миронов А.В.⁴, Сичевский С.Г.¹, Скворцов Н.А.⁵, Ступников С.А.⁵, Сытов А.Ю.¹

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²АО «ОКБ МЭИ», Москва, Россия

³ФГБНУ «Аналитический центр», Москва, Россия

⁴Государственный астрономический институт им. Штернберга, Московский государственный университет, Москва, Россия

⁵Институт проблем информатики, Москва, Россия

Учет межзвездного поглощения — необходимый этап в процессе параметризации звезд по многоцветной фотометрии. Мы анализируем опубликованные законы межзвездного поглощения и обсуждаем возможность оценки величины межзвездного поглощения для фотометрических полос современных больших обзоров.

Ключевые слова: межзвездное поглощение, фотометрические обзоры

Photometric data analysis: the estimation of interstellar extinction

Malkov O.Yu.¹, Dluzhnevskaya O.B.¹, Zhukov A.O.^{1,2,3}, Zakharov A.I.⁴, Kovaleva D.A.¹, Mironov A.V.⁴, Sichevsky S.G.¹, Skvortsov N.A.⁵, Stupnikov S.A.⁵, Sytov A.Yu.¹

¹Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

²“MPEI Special Design Bureau” Corporation, Moscow, Russia

³Federal State Budgetary Scientific Institution “Expert and Analytical Center”, Moscow, Russia

⁴Sternberg Astronomical Institute, Moscow State University, Moscow, Russia

⁵Institute of Informatics Problems of the RAS, Moscow, Russia

Taking into account interstellar extinction is the necessary procedure in the process of parameterization of stars from multicolor photometry. We analyze published interstellar extinction laws and discuss the possibility of assessing the interstellar extinction in photometric bands of modern large surveys.

Keywords: interstellar extinction, photometric surveys

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.003

1. Введение

Как было показано в [1, 2, 3], данные, содержащиеся в больших современных многополосных обзорах [4] позволяют успешно проводить параметризацию звезд и межзвездной среды. Методика кросс-идентификации объектов в больших обзорах, определения параметров звезд и расстояний до них описана в [5, 6, 7]. Для параметризации необходимо иметь представление о том, насколько поглощение в фотометрической полосе X (A_X) отличается от поглощения в полосе V (A_V). Однако значения A_X/A_V посчитаны и опубликованы только для небольшого числа современных обзоров, а именно:

- Rieke and Lebofsky 1985 [13]: UBVRIJHKLMN, 8.0, 8.5, ... 13.0 мкм;
- Cardelli et al. 1989 [8]: UBVRIJHKL;
- Draine 2003 [14]: Johnson, Cousins, SDSS;
- Indebetouw et al. 2005 [15]: 2MASS, Spitzer;
- Schlafly and Finkbeiner 2011 [16]: Landolt, UKIRT(JHKL), Gunn, Stromgren, SDSS;
- Yuan et al. 2013 [17]: 2MASS, SDSS, GALEX, AllWISE;
- Hanson and Bailer-Jones 2014 [18]: u, g, i, z, Y, J, H, K;
- Bono et al. 2019 [19]: Gaia.

Для вычисления отсутствующих значений A_X/A_V необходимо, в частности, знать форму кривой межзвездной экстинкции (или закона межзвездного поглощения, ЗМП). Ниже кратко описаны и проанализированы опубликованные ЗМП и даны рекомендации для их применения при вычислении значения поглощения для фотометрических полос современных больших обзоров.

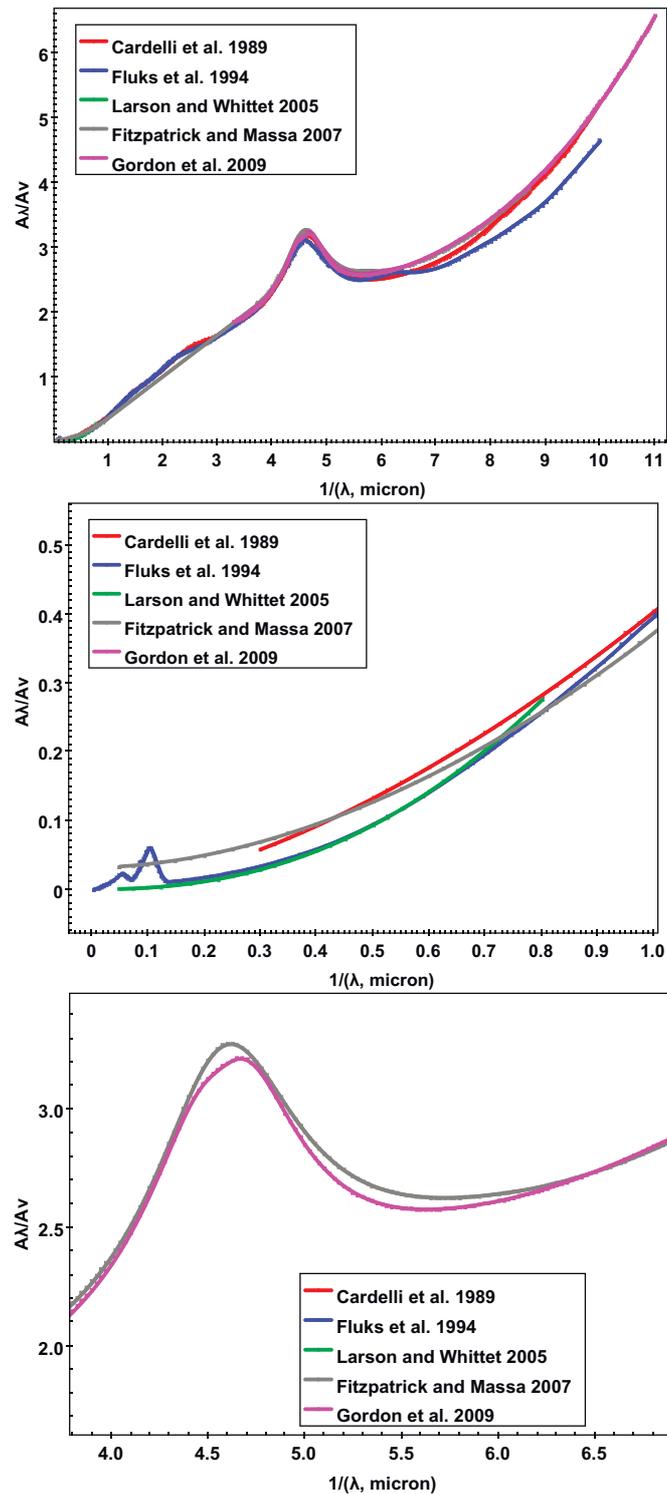


Рис. 1: Закон межзвездного поглощения. Верхний, средний и нижний график: общий вид, ИК-область, УФ-пик, соответственно. Красная кривая: [8] для $R_V = 3.1$. Синяя кривая: [9] для $R_V = 3.1$. Зеленая кривая: [10]. Серая кривая: [11] для $R_V = 3.1$. Фиолетовая кривая: [12] для $R_V = 3.1$.

2. Сравнение опубликованных ЗМП и выбор ЗМП для расчетов

Ниже приводится краткий анализ ряда опубликованных ЗМП (см. табл. 1 и рис. 1). В качестве аргумента в опубликованных ЗМП обычно используется величина $x \equiv (\lambda, \text{мкм})^{-1}$, где длина волны λ дана в микронах. Авторы, как правило, вычисляют значение функции A_λ/A_V . Отметим, что все представленные здесь ЗМП (кроме [10]) зависят от R_V .

Таблица 1: Закон межзвездного поглощения.

Ссылка	$x, (\mu m)^{-1}$	$\lambda, \text{Å}$	ЗМП, вид
Cardelli et al. 1989 [8]	0.3–1.1 (IR) 1.1–3.3 (Opt/NIR) 3.3–8 (UV) 8–10 (Far-UV)	9100–33 000 3000–9100 1250–3000 1000–1250	A_λ/A_V
O'Donnell 1994 [20]	1.1–3.3 (Opt/NIR)	3000–9100	A_λ/A_V
Fluks et al. 1994 [9]	0–10 (IR/Opt/UV)	1000–2 500 000	A_λ/E_{B-V}
Larson and Whittet 2005 [10]	0–0.8 (IR)	>12 500	A_λ/A_V
Fitzpatrick and Massa 2007 [11]	0–1 (IR) 3.7–8.7 (UV)	>10 000 1150–2700	$E_{\lambda-V}/E_{B-V}$
Gordon et al. 2009 [12]	3.3–11 (UV/Far-UV)	900–3000	A_λ/A_V

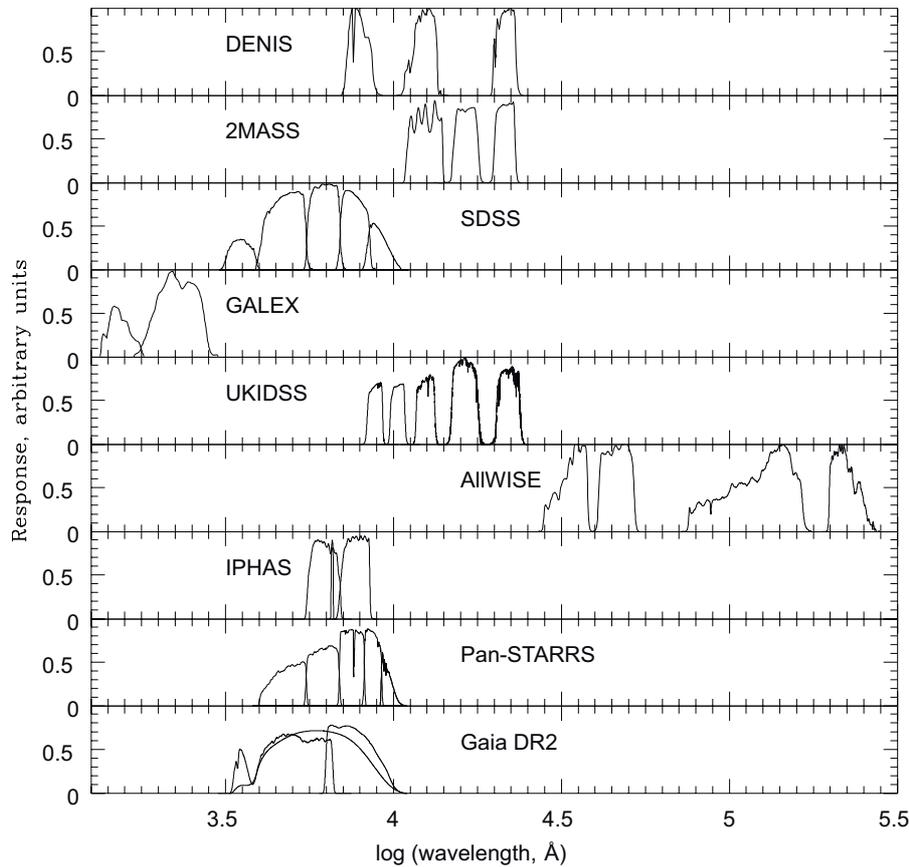


Рис. 2: Кривые реакции фотометрических обзоров.

Cardelli et al. (1989) [8] представляют ЗМП в виде

$$A_\lambda/A_V = a(x) + b(x)/R_V, \quad (1)$$

где $a(x)$, $b(x)$ — полиномы. В работе Fluks et al. (1994) [9] данные представлены в табулированном виде. Larson and Whittet (2005) [10] представляют ЗМП для ИК-диапазона в виде степенного закона $A_\lambda/A_V = (0.46 \pm 0.13) \times \lambda^{-2.3 \pm 0.5}$. В Fitzpatrick and Massa (2007) [11] также предлагается степенной закон для ЗМП в ИК-диапазоне: $E_{\lambda-V}/E_{B-V} = 1.057 \times (\lambda, \text{нм})^{-1.84} - 3.001$, и более сложный вид для УФ-диапазона.

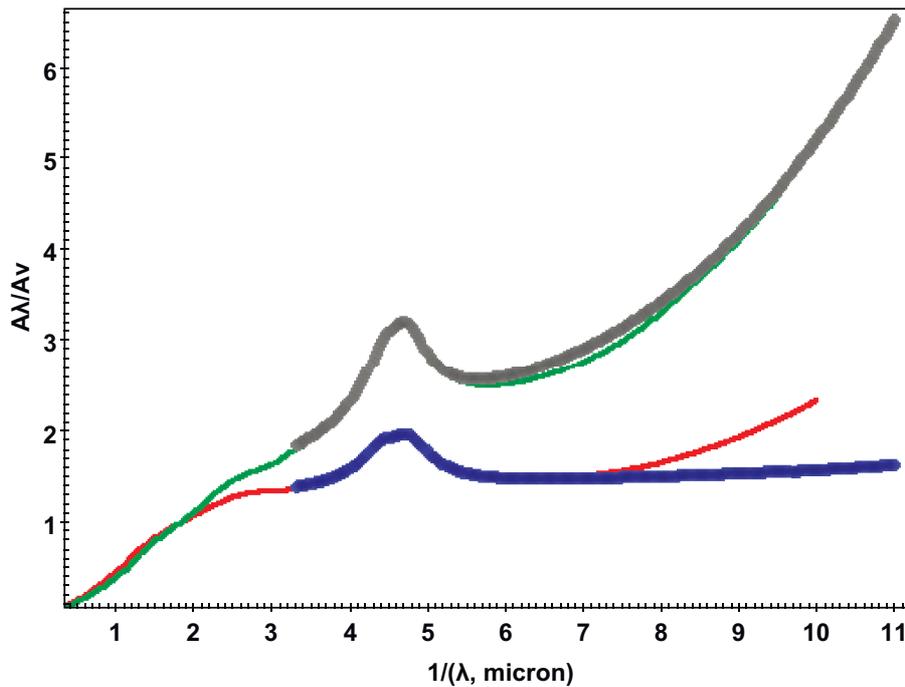


Рис. 3: Закон межзвездного поглощения для различных значений R_V : $R_V = 3.1$ (верхняя пара кривых), $R_V = 5.0$ (нижняя пара кривых). Тонкие кривые — [8], толстые кривые — [12].

Формула для оптического диапазона в [11] не представлена. В работах Gordon et al. (2009) [12] и O'Donnell (1994) [20] используется ЗМП в виде (1), предложенном в [8], но предлагаются другие коэффициенты для УФ и ИК/оптического диапазонов, соответственно.

Существует, таким образом, возможность модифицировать ЗМП [8] в ИК/оптике (согласно [20]) и в УФ (согласно [12]). Сшивка при $x = 1.1$ между функциями из [8] и [20] происходит гладко. При $x = 3.3$ значения функций из [20] и [12] не совпадают (и разница этих значений зависит от R_V), однако это место шкалы длин волн ($\lambda = 3000 \text{ \AA}$, $\log \lambda = 3.48$) не покрывается фотометрическими полосами используемых нами обзоров (см. рис. 2). Необходимо отметить, что при работе с большими значениями R_V и/или в далеком УФ-диапазоне проблема сшивки ЗМП [8] и [12] становится более сложной (см. рис. 3).

При определении границ диапазона длин волн, в котором предстоит вычислять значения межзвездного поглощения в фотометрических полосах современных больших обзоров, необходимо учитывать, что экстремальными обзорами в нашем наборе являются GALEX и AllWISE (см. рис. 2). Голубая граница полосы FUV обзора GALEX лежит в районе $\lambda = 1340 \text{ \AA}$ ($x = 7.46$). Красная граница полосы W4 обзора AllWISE лежит в районе $\lambda = 280\,500 \text{ \AA}$ ($x = 0.03$), а если использовать только полосы W1, W2 обзора AllWISE, то красная граница смещается на $\lambda = 55\,600 \text{ \AA}$ ($x = 0.18$). Полосы W3, W4 имеют низкую чувствительность, а полоса W4 — еще и плохое угловое разрешение.

На рис. 4 представлены кривые реакции всех *всенебесных* обзоров, используемых в нашей работе, и законы межзвездного поглощения [8] и [9]. Можно видеть, что для наших целей нет необходимости продлевать ЗМП в ультрафиолетовую область за $\lambda = 1260 \text{ \AA}$ ($\log \lambda = 3.1$), т.е., ЗМП Cardelli et al. (1989) [8] может использоваться без расширения Gordon et al. (2009) [12].

Отметим, что в ЗМП Fluks et al. (1994) [9] учитываются особенности спектра межзвездной среды в ИК диапазоне: полосы льда (3.1 мкм), силикатов (9.7 мкм) и др. Однако, принимая во внимание ограниченную пригодность данных полос W3, W4 обзора AllWISE, можно игнорировать немонотонное поведение ЗМП [9] на участке $\lambda > 63\,000 \text{ \AA}$ ($\log \lambda > 4.8$).

Таким образом, нам необходим ЗМП в диапазоне x от 0.18 до 7.46. Из рассмотренных выше, этот диапазон полностью покрывают ЗМП [8] и [9]. Мы предполагаем проводить дальнейшие вычисления с этими двумя ЗМП (они достаточно однородны и покрывают широкий диапазон длин волн), это даст возможность сравнить полученные для различных ЗМП результаты.

3. Заключение

Для вычисления значений межзвездного поглощения в фотометрических полосах современных больших обзоров нам необходимо использовать закон межзвездного поглощения (ЗМП), т.е., зависимость поглощения от длины волны. В данной работе дана сводка опубликованных значений межзвездного поглощения

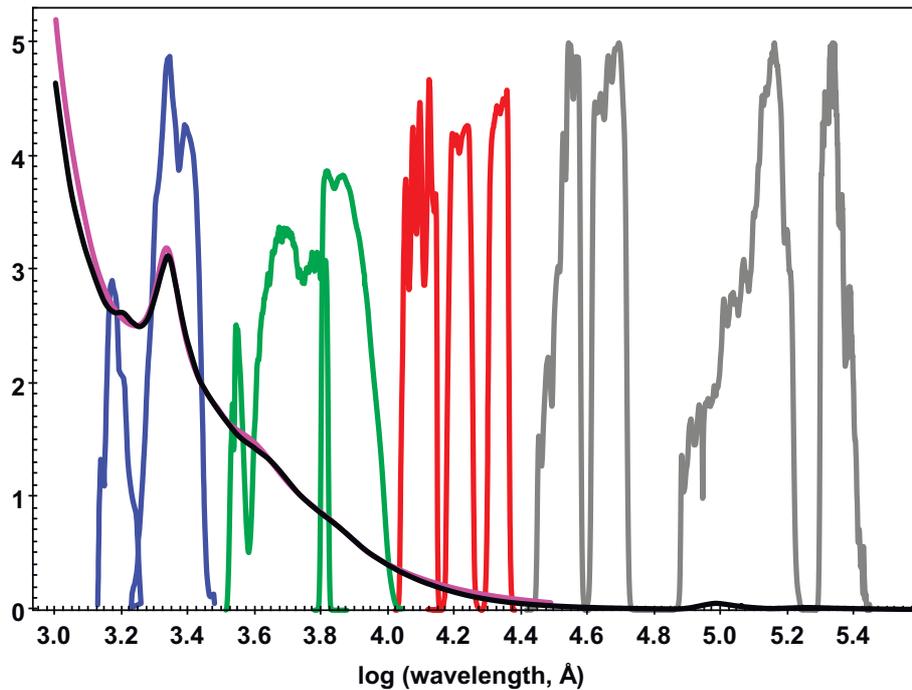


Рис. 4: Кривые реакции всенебесных обзоров и закон межзвездного поглощения. Кривые реакции (слева направо): GALEX (FUV, NUV), Gaia (BP, RP), 2MASS (J, H, K_S), AllWISE (W1, W2, W3, W4); по оси ординат — пропускная способность в условных единицах. Закон межзвездного поглощения для $R_V = 3.1$: [8] (фиолетовая кривая), [9] (черная кривая); по оси ординат — A_λ/A_V .

в различных фотометрических полосах, а также приводятся и анализируются различные представления ЗМП в диапазоне 900–2 500 000 Å. Показано, что для решения большинства поставленных задач достаточно использовать ЗМП, предложенный в работах Cardelli et al. (1989) [8] или Fluks et al. (1994) [9]. Добавим также, что закон межзвездного поглощения, очевидно, нуждается в обновлении, и для этого могут быть использованы данные из современных больших обзоров. Особенно это касается УФ и ИК диапазонов.

Работа поддержана грантом РФФИ 20-52-53009.

Список литературы

1. S. G. Sichevskij, A. V. Mironov, and O. Y. Malkov, *Astrophysical Bulletin*, **69**, 160, 2014.
2. O. Malkov, S. Karpov, E. Kilpio, S. Sichevsky, et al., *Open Astronomy*, **27**, 62, 2018.
3. O. Y. Malkov, S. V. Karpov, D. A. Kovaleva, J. Murthy, et al., *Springer International Publishing, Communications in Computer and Information Science*, **1223**, 108, 2020.
4. O. Y. Malkov, *Astronomy Reports*, **62**, 993, 2018.
5. S. V. Karpov, O. Y. Malkov, and A. V. Mironov, *Astrophysical Bulletin*, **67**, 82, 2012.
6. O. Malkov, O. Dluzhnevskaya, S. Karpov, E. Kilpio, A. Kniazev, A. Mironov, and S. Sichevskij, *Baltic Astronomy*, **21**, 319, 2012.
7. S. G. Sichevskij, *Astrophysical Bulletin*, **73**, 98, 2018.
8. J. A. Cardelli, G. C. Clayton, and J. S. Mathis, *ApJ*, **345**, 245, 1989.
9. M. A. Fluks, B. Plez, P. S. The, D. de Winter, B. E. Westerlund, and H. C. Steenman, *A&A Sup.*, **105**, 311, 1994.
10. K. A. Larson and D. C. B. Whittet, *ApJ*, **623**, 897, 2005.
11. E. L. Fitzpatrick and D. Massa, *ApJ*, **663**, 320, 2007.
12. K. D. Gordon, S. Cartledge, and G. C. Clayton, *ApJ*, **705**, 1320, 2009.
13. G. H. Rieke and M. J. Lebofsky, *ApJ*, **288**, 618, 1985.
14. B. T. Draine, *ARA&A*, **41**, 241, 2003.
15. R. Indebetouw, J. S. Mathis, B. L. Babler, M. R. Meade, et al., *ApJ*, **619**, 931, 2005.
16. E. F. Schlafly and D. P. Finkbeiner, *ApJ*, **737**, 103, 2011.
17. H. B. Yuan, X. W. Liu, and M. S. Xiang, *MNRAS*, **430**, 2188, 2013.
18. R. J. Hanson and C. A. L. Bailer-Jones, *MNRAS*, **438**, 2938, 2014.
19. G. Bono, G. Iannicola, V. F. Braga, I. Ferraro, et al., *ApJ*, **870**, 115, 2019.
20. J. E. O'Donnell, *ApJ*, **437**, 262, 1994.

Морфология течения при столкновении аккреционных дисков в двойной звезде типа Т Тельца с эллиптическими орбитами

Сытов А.Ю.

Институт астрономии РАН, Москва, Россия

Представлены результаты численного моделирования взаимодействия аккреционных дисков при прохождении периастра в двойной звезде типа Т Тельца с эллиптической орбитой. Рассмотрена структура системы ударных волн в аккреционных дисках и между ними и ее изменение с течением времени. Обсуждается возможность построения аналитической модели взаимодействия аккреционных дисков.

Ключевые слова: двойные звезды, массы звезд

Morphology of gas flow during collision of accretion disks in a T Tauri type binary with elliptic orbit

Sytov A.Yu.

Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

We present the results of numerical simulation of interacting accretion disks in a T Tauri type binary with elliptic orbit. Using these results we study structure and evolution of the system of shock waves in accretion disks and between them. Finally we discuss the possibility of bringing up an analytical model for accretion disk interaction.

Keywords: binary stars, stellar masses

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.004

1. Введение

В двойных звездах типа Т Тельца с большим эксцентриситетом орбиты может происходить столкновение аккреционных дисков при прохождении периастра, что проявляется в периодическом увеличении блеска двойной звезды [1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 8, 9]. При численном моделировании газодинамики оболочек двойных звезд типа Т Тельца с эксцентриситетом орбиты $e > 0.3$ было получено множество решений, в которых аккреционные диски в периастре сближались на достаточно малое расстояние, чтобы стало возможно их газодинамическое взаимодействие [3, 10, 11, 12, 9]. Ранее процесс столкновения аккреционных дисков не рассматривался подробно в рамках отдельной задачи, внимание уделялось макроскопическому эффекту в виде возрастающего темпа аккреции и потерь энергии на нагрев вещества и излучение. Цель настоящей работы — более детально исследовать морфологию течения газа в аккреционных дисках и их окрестности в процессе столкновения. Интенсивность взаимодействия аккреционных дисков зависит от их сближения в периастре, которое определяется, главным образом, эксцентриситетом орбиты e и в меньшей степени отношением масс компонентов q [13]. Последствия же столкновения для каждого из дисков существенно зависят от отношения масс q , определяющего степень асимметрии системы [12]. Это дает основания полагать, что возможно построение двухпараметрической модели потерь энергии и перераспределения массы и углового момента в процессе столкновения дисков в зависимости от параметров двойной звезды q и e . Изучение динамики взаимодействия аккреционных дисков необходимо для построения такой модели и прогнозирования наблюдательных проявлений.

2. Модель

Для расчета течения газа используется численная модель, описанная в работе [12], с некоторыми модификациями. В отличие от предыдущих работ, например [10, 11, 12], рассматривается только область внутри «гэпа» размером $[2.5a \times 2.5a \times 0.8a]$ (a — большая полуось орбиты) внутри общего для двойной звезды околозвездного (circumbinary) диска, сам околозвездный диск исключен из расчета. Структура аккреционных дисков в начальный момент времени задается аналитически: каждый из аккреционных дисков считается гидростатическим кеплеровским диском, наружный радиус равен радиусу последней устойчивой орбиты [13], внутренний радиус аккреционного диска равен радиусу звезды. Использование идеальных распределений газодинамических величин для начальных условий без учета возмущений от других элементов околозвездной оболочки позволяет получить более чистое модельное решение для взаимодействующих дисков, однако, безусловно, оно будет несколько отличаться от квазистационарного решения для полной околозвездной оболочки с присутствующими в решении аккреционными потоками и околозвездным диском. Вместо учета радиационного нагрева-охлаждения газа, расчеты проведены в приближении адиабатической газодинамики с показателями адиабаты $\gamma = 1.01, 7/5, 5/3$, таким образом, решение с определенной функцией радиационного нагрева-охлаждения всегда будет лежать между этими «опорными» решениями. При моделировании

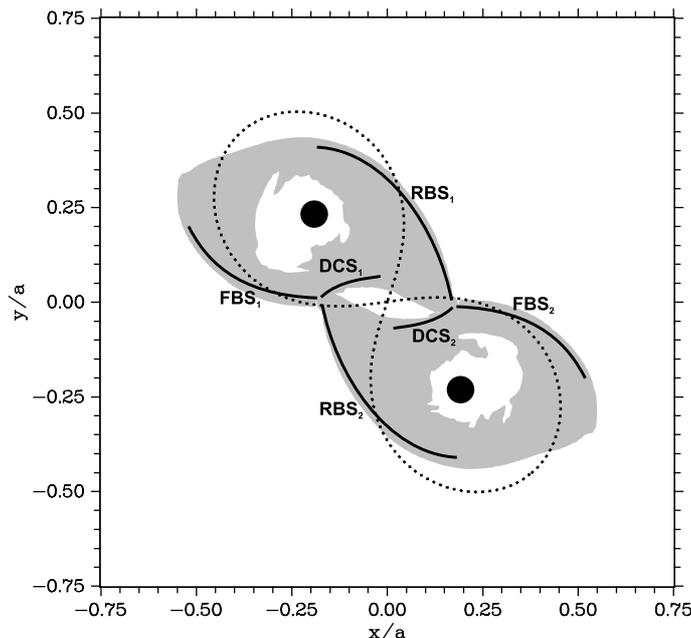


Рис. 1: Схема расположения ударных волн при столкновении аккреционных дисков (показан момент времени $t_0 - 0.03P_{\text{orb}}$): FBS₁, FBS₂ — передние отошедшие ударные волны (frontal bow shock), образующиеся перед аккреционным диском при сверхзвуковом орбитальном движении в среде межзвездной оболочки, RBS₁, RBS₂ — задние отошедшие ударные волны (rear bow shock), образующиеся вследствие изменения поля скорости приливным действием звезды-компаньона либо при баллистическом обтекании аккреционного диска аккреционным потоком, DCS₁, DCS₂ (disk collision shock) — ударные волны, образующиеся при столкновении потоков вещества из двух аккреционных дисков. Пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы, серым цветом — плотные области аккреционных дисков и околодискового гало ($\rho > 10^{-13}\text{г/см}^3$). Направление орбитального движения компонентов двойной системы — против часовой стрелки.

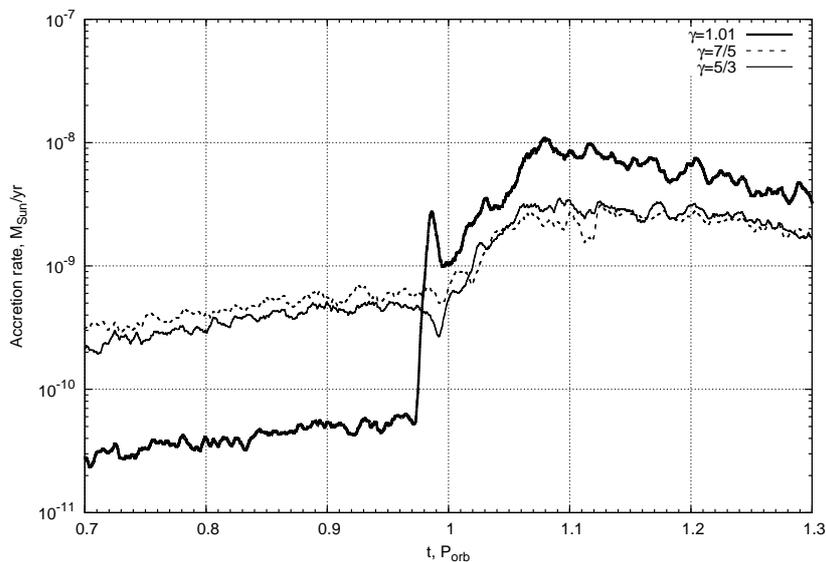


Рис. 2: Темп аккреции на каждый из компонентов двойной системы. В модели дисков была использована экваториальная плотность вещества $\rho_0 = 10^{-11}\text{г/см}^3$. Для системы с более или менее массивными дисками темп аккреции можно перенормировать для другого значения ρ_0 .

использовалась однородная декартова сетка с количеством ячеек $340 \times 340 \times 144$ (разрешение $0.01a$). Параметры двойной системы соответствуют звезде AK Sco (массы компонентов $M_{1,2} = 1.35 \pm 0.07M_{\odot}$, радиусы

$R_{1,2} = 1.59 \pm 0.35 R_{\odot}$, эксцентриситет орбиты $e = 0.47$), орбитальный период составляет $P_{\text{orb}} = 13.609^{\text{d}}$. Для каждого значения γ моделирование проведено в течение одного орбитального периода, начиная с апоастра.

3. Результаты

Течение газа в оболочке двойной звезды является принципиально трехмерным, но основные элементы течения расположены в тонком слое вблизи орбитальной плоскости, поэтому далее мы будем рассматривать

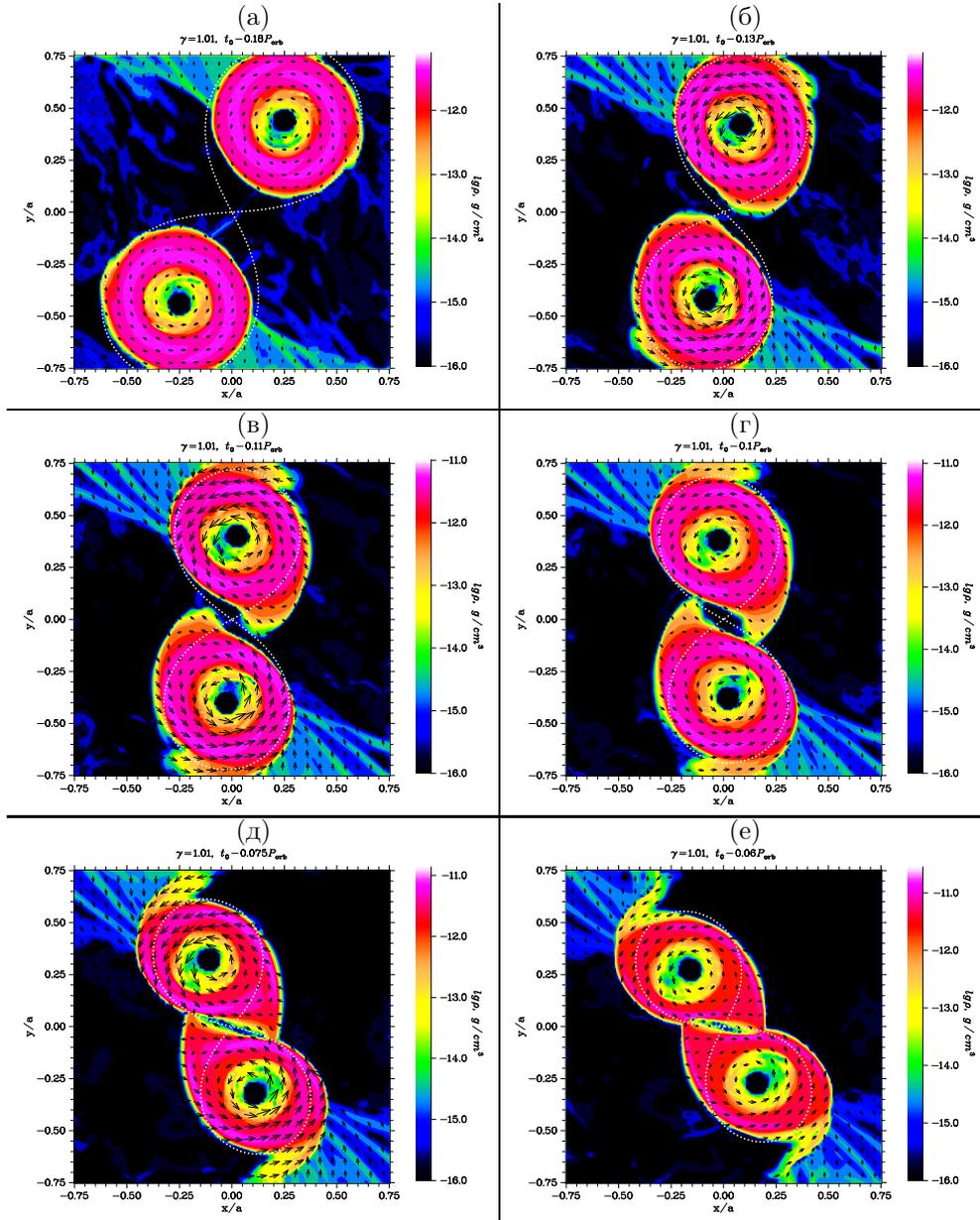


Рис. 3: Структура течения газа для квази-изотермического решения с $\gamma = 1.01$ в моменты времени (а) $t_0 - 0.18P_{\text{orb}}$: приливное действие звезд-компаньонов на аккреционные диски мало, сохраняется кеплеровское поле скорости; (б) $t_0 - 0.13P_{\text{orb}}$: гало аккреционных дисков искажено приливным действием звезд-компаньонов, начинают формироваться приливные горбы; (в) $t_0 - 0.11P_{\text{orb}}$: через приливные горбы начинает формироваться поток в околозвездную оболочку; (г) $t_0 - 0.1P_{\text{orb}}$: приливные горбы усиливаются и касаются аккреционных дисков противоположного компонента двойной звезды в области начала передней отходящей ударной волны $\text{FBS}_{1,2}$; (д) $t_0 - 0.075P_{\text{orb}}$: на границе приливного горба и околозвездной оболочки формируется задняя отходящая ударная волна $\text{RBS}_{1,2}$; (е) $t_0 - 0.06P_{\text{orb}}$: поток газа внутри приливного горба создает в аккреционном диске звезды-компаньона газодинамическое препятствие, при обтекании которого в аккреционном диске звезды-компаньона образуется ударная волна $\text{DCS}_{1,2}$. Цветом показано распределение плотности в десятичной логарифмической шкале, стрелками — векторы скорости в лабораторной системе отсчета, пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы.

двумерные экваториальные срезы распределений газодинамических величин, полученных в результате численного моделирования. На рис. 1 схематически показана структура оболочки и положение основных ударных волн, формирующихся в окрестности аккреционных дисков до прохождения периастра. В оболочке двойной звезды с не взаимодействующими аккреционными дисками и с орбитой с малым эксцентриситетом из показанных на схеме ударных волн у каждого компонента может формироваться только классическая отходящая ударная волна (bow shock), соответствующая $FBS_{1,2}$ [14, 15, 16, 17, 18, 19]. В системах с большим эксцентриситетом орбиты в результате баллистического обтекания аккреционного диска аккреционным потоком вещества из околозвездного диска [20] может формироваться ударная волна с обратной стороны

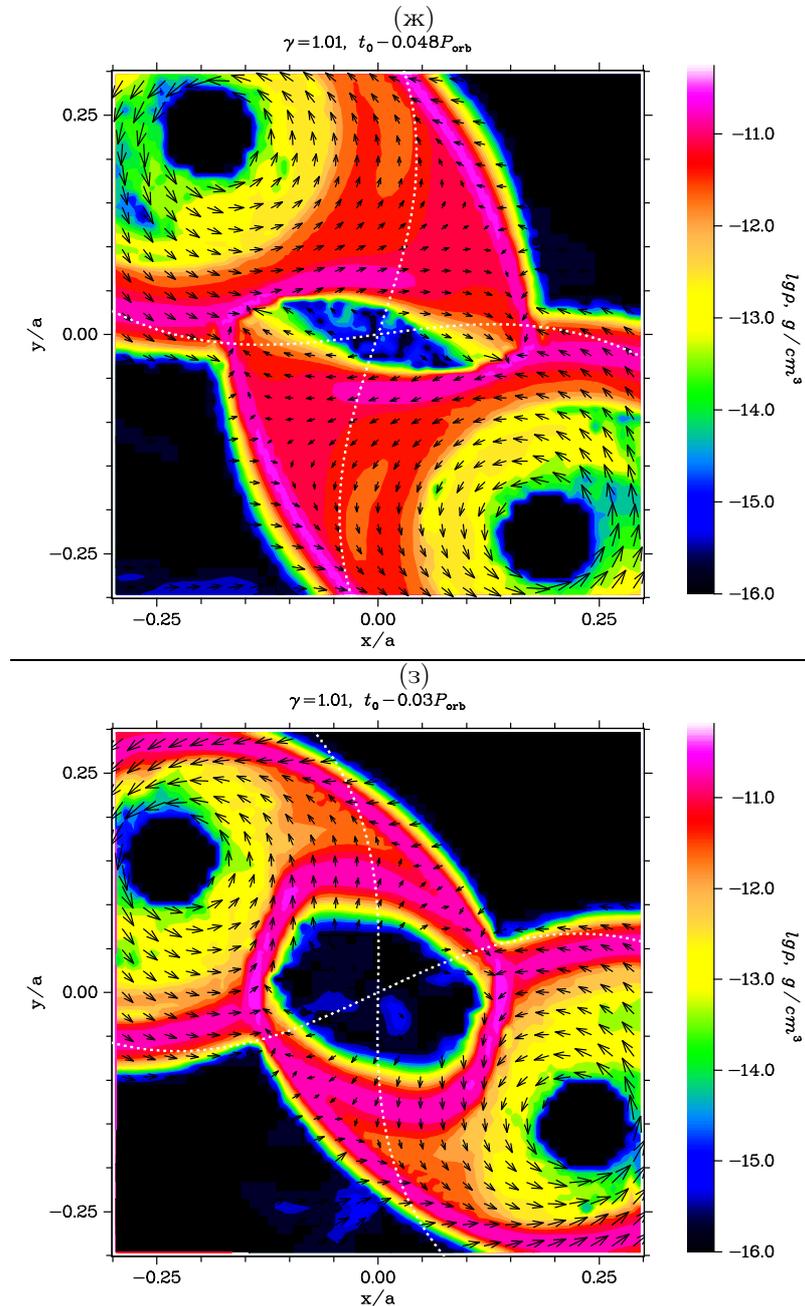


Рис. 4: Структура течения газа для квази-изотермического решения с $\gamma = 1.01$ в моменты времени (ж) $t_0 - 0.048 P_{orb}$: ударные волны $DCS_{1,2}$ усиливаются, поток газа в аккреционном диске звезды-компаньона при прохождении $DCS_{1,2}$ тормозится и отклоняется к звезде; (з) $t_0 - 0.03 P_{orb}$: вещество, прошедшее ударные волны $DCS_{1,2}$ формирует V-образные области повышенной плотности между DCS_1 - RBS_1 и DCS_2 - RBS_2 по краю гало дисков. Цветом показано распределение плотности в десятичной логарифмической шкале, стрелками — векторы скорости в лабораторной системе отсчета, пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы.

аккреционного диска, соответствующая $RBS_{1,2}$ [19, 21]. Как показывают результаты проведенного в данной работе моделирования, в системе с большим эксцентриситетом орбиты даже в отсутствие аккреционных потоков из околосреднего диска ударные волны $RBS_{1,2}$ возникают вследствие искажения кеплеровского поля скорости в аккреционном диске приливной силой от звезды-компаньона. Кроме этого, в исследуемой двойной системе параметры орбиты допускают такое сближение аккреционных дисков, что возникающий под действием приливной силы «горб» на выходе за полость Роша компонента и достигает гало аккреционного диска звезды-компаньона. Вследствие столкновения потоков вещества в аккреционном диске и приливном горбе возникают дополнительно ударные волны DCS_1, DCS_2 (disk collision shock), ближайшим аналогом которых является «горячая линия» в полуразделенных двойных звездах [22].

На рис. 3, 4, 5 показана структура течения в области аккреционных дисков в различные моменты времени, покрывающие часть орбитального периода вблизи периастро. Момент времени t_0 соответствует периастро. Поскольку параметры звезд в модели одинаковы, решение для первичного и вторичного компонента системы симметрично с точностью до сеточных эффектов численного метода, поэтому далее процесс взаимодействия дисков будет описан с точки зрения первичного компонента системы, но следует понимать, что то же самое верно и в отношении вторичного компонента системы. Рассмотрим, как меняется структура течения в процессе столкновения дисков:

- $t_0 - 0.18P_{orb}$ (рис. 3а): аккреционные диски имеют округлую форму, приливное воздействие звезд-компаньонов не выражено, течение вещества в одном аккреционном диске практически не влияет на течение в другом;

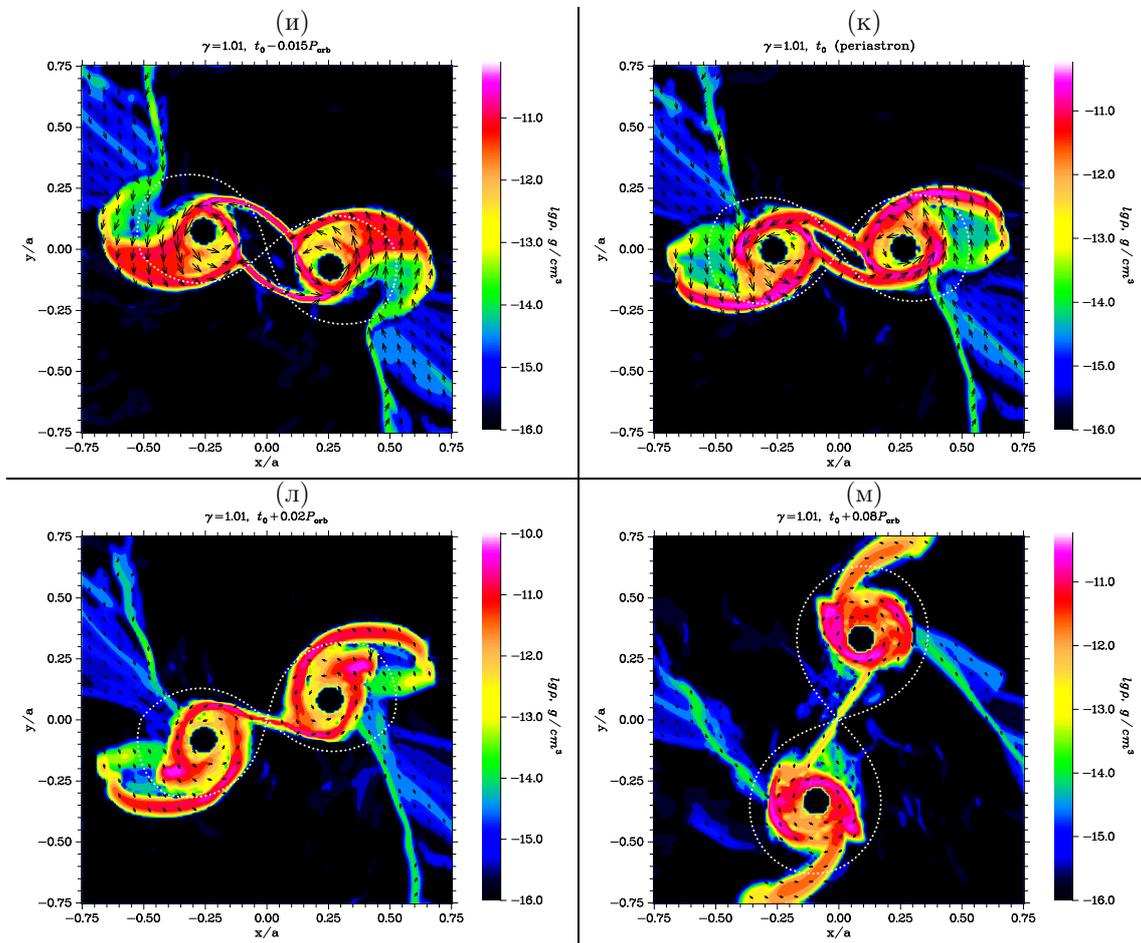


Рис. 5: Структура течения газа для квази-изотермического решения с $\gamma = 1.01$ в моменты времени (и) $t_0 - 0.015P_{orb}$: V-образное уплотнение за волнами $DCS_{1,2}$ «схлопывается» параллельно $RBS_{1,2}$, темп аккреции резко возрастает; (к) t_0P_{orb} : волны $RBS_{1,2}$ начинают сближаться к центру масс; (л) $t_0 + 0.02P_{orb}$: волны $RBS_{1,2}$ сливаются в стационарную перемычку (bridge), фронты волн больше пространственно не разрешаются; (м) $t_0 + 0.08P_{orb}$: вещество аккреционных дисков, потерявшее угловой момент в ходе столкновения, начинает аккрецировать на звезды, темп аккреции снова увеличивается. Цветом показано распределение плотности в десятичной логарифмической шкале, стрелками — векторы скорости в лабораторной системе отсчета, пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы.

- $t_0 - 0.13P_{\text{orb}}$ (рис. 3б): гало аккреционных дисков искажено приливным действием звезд-компаньонов, начинают формироваться приливные горбы, выходящие за границу полости Роша;
- $t_0 - 0.11P_{\text{orb}}$ (рис. 3в): поле скорости в области приливных горбов становится существенно отличным от кеплеровского, начинает формироваться поток вещества в околзвездную оболочку;
- $t_0 - 0.1P_{\text{orb}}$ (рис. 3г): приливные горбы усиливаются и касаются аккреционных дисков противоположного компонента двойной системы в области начала фронта передней отошедшей ударной волны (front bow shock) $\text{FBS}_{1,2}$;

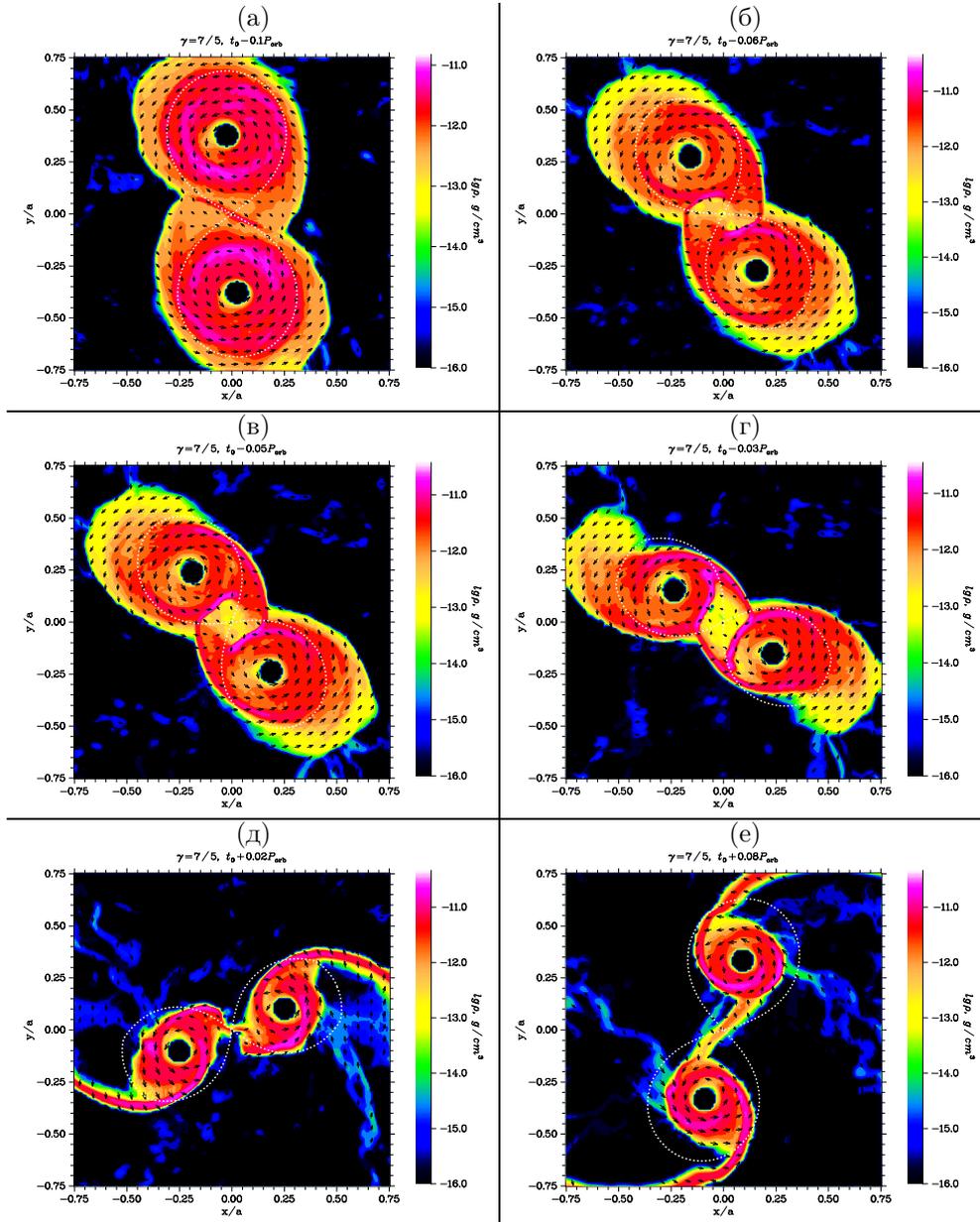


Рис. 6: Структура течения газа для адиабатического решения с $\gamma = 7/5$ в моменты времени (а) $t_0 - 0.1P_{\text{orb}}$: столкновение гало аккреционных дисков, начало формирования ударных волн $\text{DCS}_{1,2}$; (б) $t_0 - 0.06P_{\text{orb}}$: сжатие и отклонение волнами $\text{DCS}_{1,2}$ течения в аккреционных дисках; (в) $t_0 - 0.05P_{\text{orb}}$: усиление $\text{DCS}_{1,2}$; (г) $t_0 - 0.03P_{\text{orb}}$: сжатое волнами $\text{DCS}_{1,2}$ вещество начинает аккрецировать, поддерживающий $\text{RBS}_{1,2}$ поток уменьшается, темп аккреции начинает расти; (д) $t_0 + 0.02P_{\text{orb}}$: волны $\text{RBS}_{1,2}$ сливаются в перемычку и повторно отделяются от нее; (е) $t_0 + 0.08P_{\text{orb}}$: аккреционные диски удаляются друг от друга, перемычка принимает стационарный вид, темп аккреции достигает максимума за орбитальный период. Цветом показано распределение плотности в десятичной логарифмической шкале, стрелками — векторы скорости в лабораторной системе отсчета, пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы.

- $t_0 - 0.075P_{\text{orb}}$ (рис. 3д): в дальней от звезды части приливного горба из-за искажения поля скорости приливным действием звезды-компаньона плотный поток вещества из аккреционного диска сталкивается с газом в околозвездной оболочке под углом, близким к прямому, в результате на границе приливного горба обоих аккреционных дисков формируется задняя отошедшая ударная волна (gear bow shock) $\text{RBS}_{1,2}$;
- $t_0 - 0.06P_{\text{orb}}$ (рис. 3е): разделение потока вещества из аккреционного диска на задней отошедшей ударной волне приводит к перенаправлению части этого потока в аккреционный диск компаньона, что образует в последнем динамическое препятствие для газа, движущегося по кеплеровским орбитам вокруг звезды-компаньона. При обтекании возникшего на границе диска препятствия образуется новая ударная волна $\text{DCS}_{1,2}$ (disk collision shock) в аккреционном диске компаньона;
- $t_0 - 0.048P_{\text{orb}}$ (рис. 4ж): течение вещества вдоль $\text{RBS}_{1,2}$ становится более плотным, ударные волны $\text{DCS}_{1,2}$ усиливаются, прохождение вещества аккреционных дисков через $\text{DCS}_{1,2}$ приводит к уменьшению его скорости, повышению плотности и отклонению потока в направлении звезды. Эффективно ударные волны $\text{DCS}_{1,2}$ способствуют росту темпа переноса вещества в аккреционном диске к звезде, но темп аккреции к этому моменту времени значительно не изменяется (см. рис. 2);
- $t_0 - 0.03P_{\text{orb}}$ (рис. 4з): вещество аккреционных дисков, прошедшее ударные волны $\text{DCS}_{1,2}$, формирует V-образные области повышенной плотности между $\text{DCS}_1 - \text{RBS}_1$ и $\text{DCS}_2 - \text{RBS}_2$ вдоль границы гало дисков;
- $t_0 - 0.015P_{\text{orb}}$ (рис. 5и): вещество из области повышенной плотности за волнами $\text{DCS}_{1,2}$ продолжает движение вокруг звезды как часть аккреционного диска, V-образная форма «схлопывается» параллельно $\text{RBS}_{1,2}$, в этот момент начинается резкий рост темпа аккреции, т.к. начинает аккрецировать уплотняющаяся при проходе через $\text{DCS}_{1,2}$ часть диска, находящаяся между звездой и $\text{RBS}_{1,2}$;
- t_0 — периастр (рис. 5к): волны $\text{RBS}_{1,2}$ начинают сближаться к центру масс, т.к. поток вещества из аккреционного диска, поддерживавший ранее их положение, в результате прохода $\text{DCS}_{1,2}$ и последующей аккреции уменьшился до значений, не обеспечивающих сравнимое с веществом околозвездной оболочки динамическое давление, структура аккреционных дисков становится нерегулярной, темп аккреции начинает флуктуировать (см. рис. 2);
- $t_0 + 0.02P_{\text{orb}}$ (рис. 5л): волны $\text{RBS}_{1,2}$ сливаются в стационарную перемычку (bridge), фронты волн больше пространственно не разрешаются;
- $t_0 + 0.08P_{\text{orb}}$ (рис. 5м): вещество аккреционных дисков, потерявшее угловой момент в ходе столкновения, начинает аккрецировать на звезды, к этому моменту времени темп аккреции еще больше увеличивается (см. рис. 2) и далее медленно уменьшается в течение остатка орбитального периода.

В случае решения, близкого к изотермическому с $\gamma = 1.01$, что соответствует эффективному радиационному охлаждению, пространственное распределение плотности практически повторяет распределение давления, поэтому можно анализировать любую из этих двух величин. В квази-изотермическом решении максимальная температура аккреционных дисков составляла 10^3K . Для адиабатических решений с $\gamma = 7/5$ и $\gamma = 5/3$ структура течения заметно отличается от изотермического (холодного) случая, но отличие между самими адиабатическими решениями не столь значительно. На рис. 6 показана структура течения для $\gamma = 7/5$, а на рис. 7 для $\gamma = 5/3$ в те же моменты времени.

В адиабатическом случае аккреционные диски имеют более высокую температуру $\sim 3 \cdot 10^3\text{K}$, вследствие чего для них также характерны более высокая вязкость и более эффективный перенос углового момента к наружным частям дисков. Поскольку в начальных условиях аккреционные диски уже имели максимальный размер, соответствующий межкомпонентному разделению в апоастре, при сближении компонентов системы в ходе орбитального движения уже к моменту $t_0 - 0.1P_{\text{orb}}$ наружные части аккреционных дисков выходят за полость Роша по всему ее периметру в экваториальной плоскости системы (см. рис. 6а, 7а). Такие начальные условия на размер дисков могут показаться искусственными, однако предыдущие расчеты показали, что с учетом аккреционных потоков из околозвездного диска размеры аккреционных дисков при приближении к периастру могут соответствовать размеру полости Роша и частично превышать его. Таким образом, у аккреционных дисков в системе с эллиптической орбитой есть как устойчивая часть в пределах радиуса последней устойчивой орбиты [23, 24, 25], так и неустойчивая, при этом соотношение между ними по массе и размеру изменяется в течение орбитального периода. В силу более высокой скорости звука в адиабатическом случае ударные волны $\text{DCS}_{1,2}$ появляются позже, чем начинается столкновение гало аккреционных дисков, и имеют меньшую интенсивность (см. рис. 6б, 7б). Адиабатическое решение более наглядно демонстрирует природу V-образного уплотнения за волнами $\text{DCS}_{1,2}$: изгиб начинается в месте, где течение становится безударным вследствие перемешивания вещества и уменьшения градиентов давления и компонентов скорости

(см. рис. 6в, 7в). После слияния волн $RBS_{1,2}$ в стационарную переемычку (см. рис. 6г, 7г) в адиабатическом решении при удалении аккреционных дисков наблюдается повторное отделение $RBS_{1,2}$ (см. рис. 6д, 7д) от переемычки, которая приобретает свою обычную для спокойного состояния оболочки структуру [26] только на более поздних фазах орбитального периода (см. рис. 6е, 7е).

Отдельного обсуждения заслуживает поведение со временем темпа аккреции в решениях с показателем адиабаты $\gamma = 7/5$ и $\gamma = 5/3$, т.к. он существенно отличается от решения с $\gamma = 1.01$. Интервал времени от апоафра до начала столкновения аккреционных дисков $t_0 - 0.015P_{orb}$ не представляет особого интереса, поскольку соответствует не стационарному или квази-стационарному решению, а переходному процессу от модельных начальных условий. Тем не менее, стоит отметить, что темп аккреции в случае $\gamma = 7/5$ и $\gamma = 5/3$

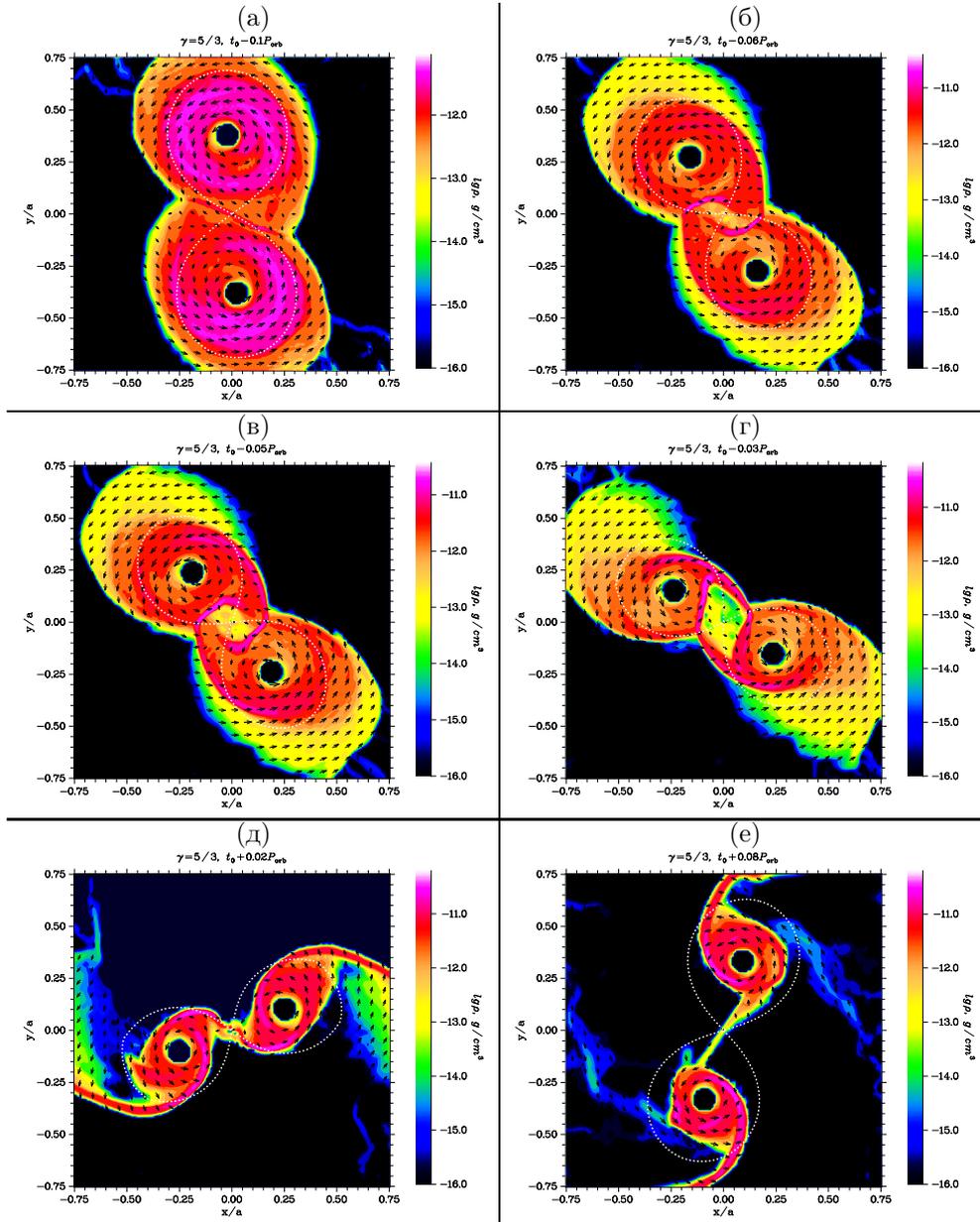


Рис. 7: Структура течения газа для адиабатического решения с $\gamma = 5/3$ в моменты времени (а) $t_0 - 0.1P_{orb}$: столкновение гало аккреционных дисков, начало формирования ударных волн $DCS_{1,2}$; (б) $t_0 - 0.06P_{orb}$: сжатие и отклонение волнами $DCS_{1,2}$ течения в аккреционных дисках; (в) $t_0 - 0.05P_{orb}$: усиление $DCS_{1,2}$; (г) $t_0 - 0.03P_{orb}$: сжатое волнами $DCS_{1,2}$ вещество начинает аккрецировать, поддерживающий $RBS_{1,2}$ поток уменьшается, темп аккреции начинает расти; (д) $t_0 + 0.02P_{orb}$: волны $RBS_{1,2}$ сливаются в переемычку и повторно отделяются от нее; (е) $t_0 + 0.08P_{orb}$: аккреционные диски удаляются друг от друга, переемычка принимает стационарный вид, темп аккреции достигает максимума за орбитальный период. Цветом показано распределение плотности в десятичной логарифмической шкале, стрелками — векторы скорости в лабораторной системе отсчета, пунктиром показана граница полостей Роша компонентов системы.

на порядок выше темпа аккреции при $\gamma = 1.01$ ($2 \sim 7 \cdot 10^{-10} M_{\odot}/\text{год}$ против $2 \sim 6 \cdot 10^{-11} M_{\odot}/\text{год}$), что можно объяснить более высокой эффективной вязкостью. Помимо прочего, одно заметное отличие состоит в том, что только в квази-изотермическом решении наблюдается резкий скачок темпа аккреции в преддверии прохождения периастра в интервале времени $[t_0 - 0.015 P_{\text{orb}}, t_0]$, в адиабатическом решении темп аккреции растет плавно. После прохождения периастра темп аккреции ведет себя одинаково во всех решениях, но после t_0 наоборот, темп аккреции в решении $\gamma = 1.01$ превышает темп аккреции в решениях с $\gamma = 7/5$ и $\gamma = 5/3$, но уже в меньшей пропорции, в $3 \sim 5$ раз ($10^{-9} \sim 10^{-8} M_{\odot}/\text{год}$ против $5 \cdot 10^{-10} \sim 2 \cdot 10^{-9} M_{\odot}/\text{год}$), что объясняется более высокой плотностью аккрецируемого вещества в случае холодного диска.

4. Заключение

Газодинамическое моделирование столкновения аккреционных дисков в окрестности периастра показало, что в процессе взаимодействия потоков вещества в наружных частях дисков образуется сложная частично замкнутая система ударных волн, условия на которых определяются не только структурой аккреционных дисков и динамикой орбитального движения, но и взаимным циклическим влиянием потоков в дисках первичного и вторичного компонентов двойной звезды. Тепловая структура аккреционных дисков также значительно влияет на количественные характеристики решения, но не меняет топологию элементов течения. В рамках немагнитной гравитационной газовой динамики для одножидкостной среды при определенной тепловой модели (параметра уравнения состояния, функции радиационного нагрева-охлаждения, модели радиационного переноса) течение будет определяться эффективной вязкостью. Вязкость — дополнительный параметр модели, хотя его и нельзя назвать свободным, т.к. вязкость зависит от состава и состояния вещества. Вместе с тем, определение вязкости в наблюдаемой физической системе является самостоятельной сложной задачей, а ее контроль в численной модели нетривиален и не всегда возможен. Основываясь на анализе морфологии течения, а также, исходя из практической нереализуемости только аналитического описания для трехмерной задачи, можно сделать вывод, что искомую модель, которая бы описывала потери энергии и перераспределение массы и углового момента в зависимости от (q, e) , предпочтительнее строить методом аппроксимации множества численных решений в пространстве параметров модели.

Список литературы

1. E. L. Martín, A. Magazzù, X. Delfosse, and R. D. Mathieu, *A&A*, **429**, 939, 2005.
2. E. L. N. Jensen, S. Dhital, K. G. Stassun, J. Patience, W. Herbst, F. M. Walter, M. Simon, and G. Basri, *AJ*, **134**, 241, 2007.
3. A. I. Gómez de Castro, J. López-Santiago, A. Talavera, A. Y. Sytov, and D. Bisikalo, *ApJ*, **766**, 62, 2013.
4. A. I. Gómez de Castro, R. O. P. Loyd, K. France, A. Sytov, and D. Bisikalo, *ApJL*, **818**, L17, 2016.
5. D. J. Muñoz and D. Lai, *ApJ*, **827**, 43, 2016.
6. B. M. Tofflemire, R. D. Mathieu, G. J. Herczeg, R. L. Akeson, and D. R. Ciardi, *ApJL*, **842**, L12, 2017.
7. B. M. Tofflemire, R. D. Mathieu, and C. M. Johns-Krull, *AJ*, **158**, 245, 2019.
8. J. Muzerolle, K. Flaherty, Z. Balog, T. Beck, and R. Gutermuth, *ApJ*, **877**, 29, 2019.
9. F. Ménard, N. Cuello, C. Ginski, G. van der Plas, et al., *A&A*, **639**, L1, 2020.
10. A. Y. Sytov, in D. V. Bisikalo and D. S. Wiebe, eds., *A.A. Boyarchuk Memorial Conference*, 197–202 (2018).
11. A. Y. Sytov, in D. V. Bisikalo and D. S. Wiebe, eds., *A.A. Boyarchuk Memorial Conference*, 209–214 (2018).
12. A. Y. Sytov and A. M. Fateeva, *Astronomy Reports*, **63**, 1045, 2019.
13. A. Y. Sytov and A. M. Fateeva, *INASAN Science Reports*, **3**, 219, 2019.
14. A. Y. Sytov, P. V. Kaigorodov, D. V. Bisikalo, O. A. Kuznetsov, and A. A. Boyarchuk, *Astronomy Reports*, **51**, 836, 2007.
15. A. Y. Sytov, D. V. Bisikalo, P. V. Kaigorodov, and A. A. Boyarchuk, *Astronomy Reports*, **53**, 223, 2009.
16. P. V. Kaigorodov, D. V. Bisikalo, A. M. Fateeva, and A. Y. Sytov, *Astronomy Reports*, **54**, 1078, 2010.
17. M. de Val-Borro, G. F. Gahm, H. C. Stempels, and A. Pepliński, *MNRAS*, **413**, 2679, 2011.
18. A. M. Fateeva, D. V. Bisikalo, P. V. Kaigorodov, and A. Y. Sytov, *Ap&SS*, **335**, 125, 2011.
19. D. V. Bisikalo, A. V. Dodin, P. V. Kaigorodov, S. A. Lamzin, E. V. Malogolovets, and A. M. Fateeva, *Astronomy Reports*, **56**, 686, 2012.
20. P. Artymowicz and S. H. Lubow, *ApJ*, **467**, L77, 1996.
21. A. F. Nelson and F. Marzari, *ApJ*, **827**, 93, 2016.
22. A. A. Boyarchuk, D. V. Bisikalo, O. A. Kuznetsov, and V. M. Chechetkin, *Mass transfer in close binary stars*, volume 6 (2002).
23. B. Paczyński, *ARA&A*, **9**, 183, 1971.
24. B. Warner, *Cambridge Astrophysics Series*, **28**, 1995.
25. B. Pichardo, L. S. Sparke, and L. A. Aguilar, *MNRAS*, **359**, 521, 2005.
26. S. Mayama, M. Tamura, T. Hanawa, T. Matsumoto, et al., in M. T. Richards and I. Hubeny, eds., *From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools*, volume 282, 425–428 (2012).

Наблюдательные признаки распада широких двойных звезд по данным Gaia DR2

Сапожников С.А., Ковалева Д.А.

Институт астрономии РАН, Москва, Россия

По данным Gaia DR2 в радиусе 100 пк от Солнца исследованы двойные звезды с общим собственным движением до расстояния между компонентами 3 пк. Для исключения возможных случайных совпадений смоделирована искусственная выборка случайных пар. Показано, что принятый способ отбора пар с общим собственным движением делает загрязнение выборки случайными совпадениями незначительным даже при больших расстояниях между компонентами; величина такого загрязнения оценена численно. Получено бимодальное распределение по логарифму расстояния между компонентами, демонстрирующее для очень широких пар минимум, связанный с распадом систем, на расстоянии ≈ 0.5 пк, и дальнейший рост, формируемый распавшимися, медленно расходящимися компонентами.

Ключевые слова: двойные звезды, кинематика звезд, каталоги

Observational signs of wide binary stars dissolution in Gaia DR2 data

Sapozhnikov S.A., Kovaleva D.A.

Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

Binary and common proper motion stars within 100 pc of the Sun are being investigated using Gaia DR2 data. An artificial random pairs sample is constructed to exclude possible random pairing contamination. Numerical estimation of this contamination shows that the chosen method to select the common proper motion stars yields little contamination even at high separations. In a logarithmic scale the separation distribution appear to have a minimum at ≈ 0.5 pc, most likely related to binary star dissolution, with further increase formed by dissolved, slowly distancing components.

Keywords: Binary stars, stellar kinematics, catalogues

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.005

1. Введение

Очень широкими называются двойные звездные системы, у которых расстояние между компонентами превышает $\approx 10^6 R_{\odot} \approx 5 \cdot 10^3 \text{ а.е.} \approx 0.025$ пк. Такие системы легко разрушаются внешними воздействиями, и поэтому статистические свойства этой популяции могут быть использованы для исследования ряда фундаментальных проблем, от характеристик процесса звездообразования [1, 2] и свойств локальной окрестности Галактики [3] до темной материи и теории гравитации [4, 5, 6].

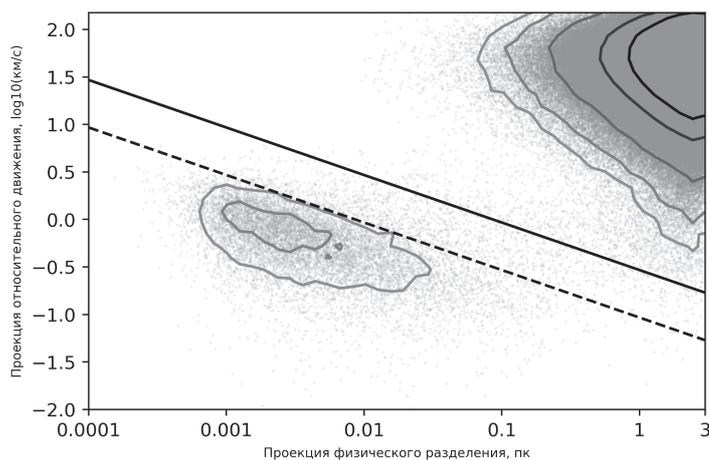


Рис. 1: Распределение звездных пар, находящихся ближе 3 пк друг от друга, по диаграмме «проекция физического разделения — проекция относительного движения». Большая часть пар попадает в область, считаемую случайными совпадениями. Контурные линии проведены по уровням в 5, 40, 100, 400, 2000 и 5000 единиц относительной концентрации пар. Штриховая линия проходит по уровню превышения скорости убегания для данного физического разделения для суммы масс компонентов в $1 M_{\odot}$. Сплошная линия выше — то же для $10 M_{\odot}$.

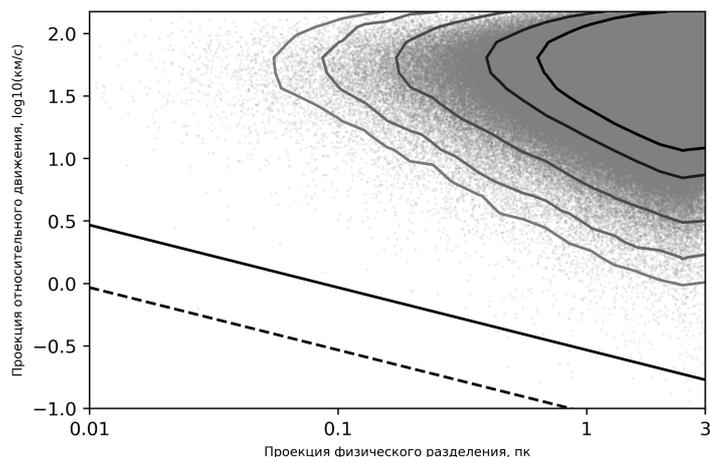


Рис. 2: Распределение пар с разделением менее 3 пк в модельной выборке случайных звезд поля по проекции разделения и проекции относительной скорости. Штриховая и сплошная линии, обозначающие энергетический критерий разлета, проведены для суммарных масс звезд в паре $1M_{\odot}$ и $10 M_{\odot}$, соответственно.

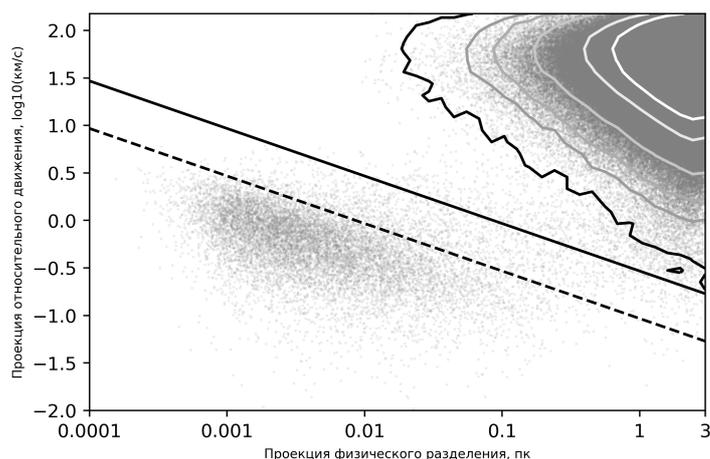


Рис. 3: Сопоставление реальных данных по парам в Gaia (точки) с модельной выборкой случайных совпадений (контуры). В соответствии с ожиданиями большая доля реальных пар, находящихся в области, трактуемой нами как область случайных совпадений, совпадает с моделью, в то время как ниже линии равных энергий модельные пары почти полностью отсутствуют.

Данные космической миссии Gaia [7] позволили провести однородные исследования популяции широких двойных звезд в окрестности Солнца [4, 8, 9], подтвердившие существование популяции очень широких двойных систем с компонентами, имеющими общее происхождение, на расстояниях до 1 пк. Отмечено в то же время [10], что не существует наблюдательного ограничения на расстояние между компонентами двойной системы и оно может достигать значений, значительно больших 1 пк.

В настоящей работе ставится задача выделить и исследовать популяцию очень широких двойных звезд вплоть до расстояния между компонентами до 3 пк. Можно ожидать, что значительная доля таких систем будут близкими к распаду или распавшимися; нашей целью является выделить признаки таких процессов в популяции очень широких двойных звезд.

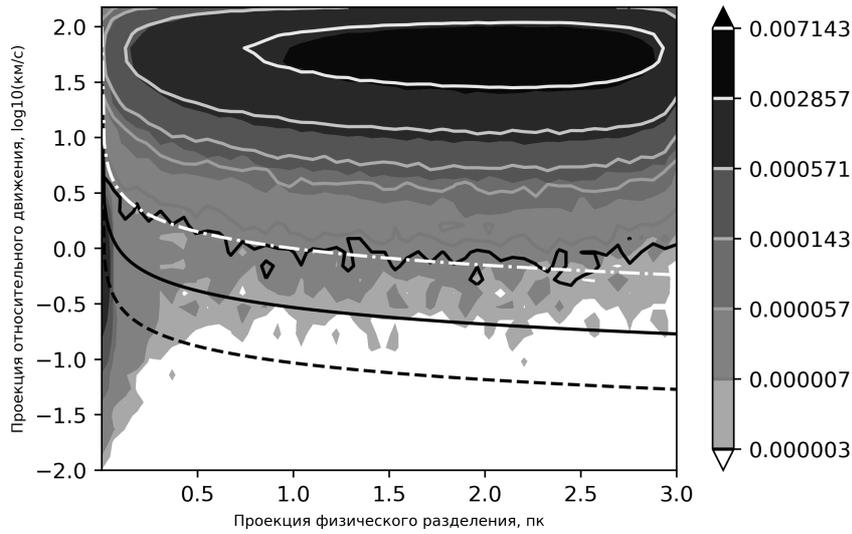


Рис. 4: Реальные данные по парам (заливка) и модельная выборка случайных сопоставлений (контуры), в бинах, нормированных на общее количество пар в каждой из выборок. Белой штрихпунктирной линией показан критерий, используемый нами для отсека области с преобладанием случайных совпадений.

2. Поиск звездных пар на расстояниях до 3 пк

Мы применяем алгоритм, подробно описанный в [9], к выборке звезд из Gaia DR2, находящихся на расстоянии от 20 до 100 пк от Солнца, с радиусом поиска пары в 3 пк. Для отделения случайных совпадений (пар звезд, не имеющих друг к другу иного отношения, кроме расположения ближе 3 пк) от звезд, являющихся связанными или распавшимися двойными либо членами содвигущихся групп, используется представление в виде диаграммы «проекция физического разделения — проекция разности относительного движения» (рис. 1). Данных по лучевым скоростям в Gaia DR2 недостаточно для использования трехмерных скоростей в качестве рассматриваемого параметра, и, несмотря на небольшие (относительно других обзоров) ошибки определения параллакса, вклад ошибки параллакса в относительную ошибку определения трехмерного разделения между звездами в паре высок и приводит к «размытию» диаграммы в сторону больших физических разделений. Этим обусловлен выбор именно проекций в качестве параметров. Для оценки степени связанности звездных пар возможно провести в данных координатах линию, соответствующую критерию превышения кинетической энергии движения звезд в паре ее потенциальной энергии связи. Этот критерий будет зависеть от суммы масс компонентов:

$$\begin{aligned}
 W_{\text{kin}} &> E_{\text{pot}} \\
 W_{\text{kin}} &= \mu V^2 / 2 \\
 E_{\text{pot}} &= G m_1 m_2 / r \\
 \mu &= \frac{m_1 m_2}{m_1 + m_2}.
 \end{aligned} \tag{1}$$

Здесь μ — приведенная масса двойной системы, m_1 , m_2 — массы компонентов, V — относительная скорость движения компонентов, r — физическое расстояние между компонентами, G — гравитационная постоянная. Мы получаем условие

$$V^2 > 2G(m_1 + m_2)/r. \tag{2}$$

Мы используем для уравнения 2 в качестве скоростей относительного движения и расстояния между компонентами проекции этих величин на картинную плоскость: $V_{\text{proj}}^2 > 2G(m_1 + m_2)/r_{\text{proj}}$. На рисунке проведены линии, соответствующие суммам масс компонентов, равным M_{\odot} и $10 M_{\odot}$.

Большинство звездных пар попадают в область с большими относительными движениями и большими разделениями, трактуемую нами как область случайных совпадений. Чтобы проверить правильность такой трактовки, создается искусственная выборка случайно сопоставленных звезд.

3. Моделирование случайной выборки

Чтобы смоделировать ожидаемое распределение пар — случайных совпадений, мы создаем искусственную выборку звезд, не рожденных в парах. Мы распределяем звезды по солнечной окрестности ($r < 100$ пк) равномерно с плотностью, соответствующей плотности в этой области для источников Gaia, прошедших критерии астрометрического и фотометрического качества, и придаем им распределение по скоростям, ориентируясь на работу [11], задавая дисперсию скоростей в 35 км/с, 30 км/с и 20 км/с соответственно для галактоцентрических осей координат U, V и W. В модельной выборке осуществляется поиск пар тем же алгоритмом, что используется для реальной выборки. Результат работы алгоритма над модельной выборкой и сопоставление модельных пар с реальными изображены на рис. 2 и рис. 3. Распределение модельных пар по этим диаграммам демонстрирует правильность трактовки правой верхней области диаграммы как области случайных совпадений. Расположение на диаграмме пар, не входящих в эту область, не получается объяснить только результатом случайного сопоставления звезд поля, что указывает на наличие дополнительных причин этим звездам оказаться близко в фазовом пространстве: вероятно, звезды, входящие в эти пары, физически связаны сейчас или были когда-то. Подобный вывод был получен также в работе [12].

4. Результаты

Чтобы удалить из рассмотрения случайные сопоставления, при этом оставив в рассмотрении сверхширокие двойные системы и распавшиеся пары, мы ориентируемся на диаграмму с нормализованными распределениями реальных и модельных данных в линейной шкале по проекциям физического разделения (рис. 4), и для отсеечения области случайных совпадений используем эмпирический критерий $V_{\text{proj}}[\text{км/с}] < \sqrt{R_{\text{proj}}[\text{пк}]}$, проходящий по границе области, где концентрация случайных совпадений становится существенной. Рассматривая далее только (как реальные, так и модельные) пары, расположенные ниже этой линии, мы вычитаем из реального распределения по проекции физических распределений модель случайных совпадений, чтобы оценить распределение по разделениям широких двойных и распавшихся пар. Это распределение представлено на рис. 5. Видно, что вклад случайных совпадений незначителен и заметен только на очень больших разделениях. Также присутствует локальный минимум распределения в районе ~ 0.5 пк.

В работе [13], где моделировался распад широких двойных звезд, связанный с воздействием потенциала Галактики и случайными взаимодействиями со звездами, предсказывается бимодальное распределение распавшихся пар по проекции физического разделения с минимумом в районе одного радиуса Якоби, оцененного для солнечной окрестности как $r_j = 1.7 \text{ пк} \left(\frac{M_1 + M_2}{2M_\odot}\right)^{1/3}$ (здесь M_1, M_2 — массы компонентов системы). Чтобы сопоставить наш результат с этим модельным результатом, мы отбираем из наших пар только те, что состоят из звезд главной последовательности, оцениваем их массу, кинетическую энергию относительного движения,

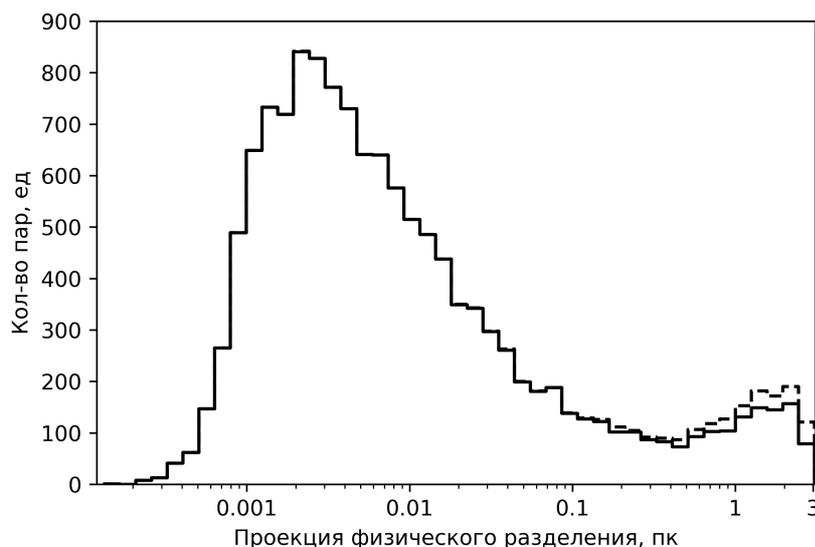


Рис. 5: Распределение по проекции физического разделения пар из выборки пар Gaia DR2, удовлетворяющих критерию, с вычитанием модельной выборки (сплошная линия) и без (штриховая линия). Видно, что для пар с выбранными параметрами вклад случайных совпадений в распределение минимален.

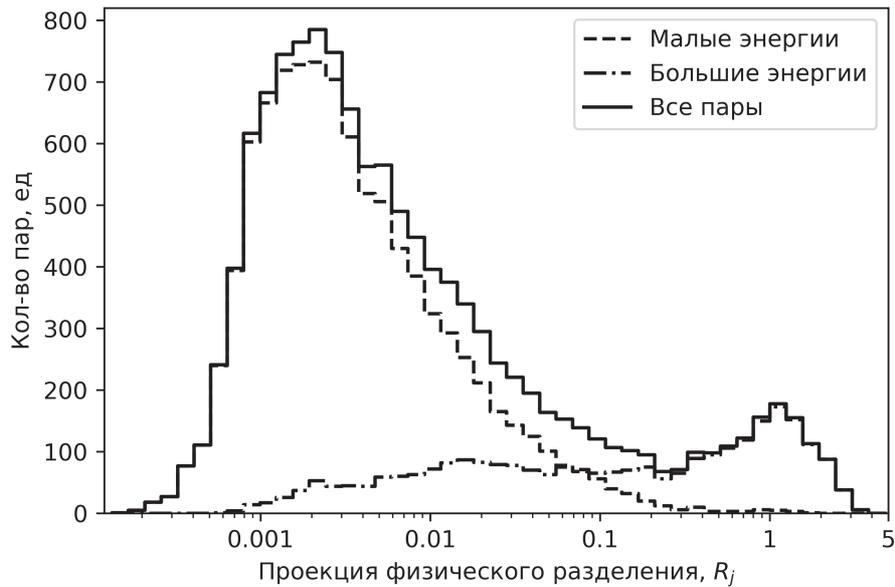


Рис. 6: Распределение по проекции физических разделений звездных пар, удовлетворяющих критерию на непопадание в область случайных совпадений, и состоящих из звезд главной последовательности. Сплошной линией показано распределение всех таких пар, штриховой — с $W_{\text{kin}} < E_{\text{pot}}$, штрихпунктирной — с $W_{\text{kin}} > E_{\text{pot}}$.

потенциальную энергию и радиус Якоби. На рис. 6 показано распределение этих пар по проекции физического разделения, выраженного в радиусах Якоби. Видно, что наблюдаемое распределение действительно имеет минимум, однако этот минимум локализован на значительно меньших расстояниях между компонентами — около $0.2 - 0.3r_j$. Причина этого расхождения с предсказаниями модели должна стать предметом будущего исследования; возможно, она связана, по крайней мере частично, с упрощениями, принятыми при моделировании в [13], — авторы упоминают такие упрощения.

Отдельно на рис. 6 показаны пары с кинетической энергией меньше ($W_{\text{kin}} < E_{\text{pot}}$) и больше ($W_{\text{kin}} > E_{\text{pot}}$), чем потенциальная энергия гравитационного взаимодействия. Полученные результаты подтверждают вывод [13] о том, что среди пар с положительной общей энергией присутствует достаточно много двойных с малыми расстояниями между компонентами.

В работе использованы результаты космического проекта Gaia Европейского космического агентства. Исследование частично поддержано грантами РФФИ 19-07-01198, 20-52-53009.

Список литературы

1. M. B. N. Kouwenhoven, S. P. Goodwin, R. J. Parker, M. B. Davies, D. Malmberg, and P. Kroupa, *MNRAS*, **404**, 1835, 2010.
2. M. R. Bate, in S. M. Rucinski, G. Torres, and M. Zejda, eds., *Living Together: Planets, Host Stars and Binaries*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496, 37 (2015).
3. J. N. Bahcall, P. Hut, and S. Tremaine, *ApJ*, **290**, 15, 1985.
4. C. Pittordis and W. Sutherland, *MNRAS*, **488**, 4740, 2019.
5. K. El-Badry, *MNRAS*, **482**, 5018, 2019.
6. H.-J. Tian, K. El-Badry, H.-W. Rix, and A. Gould, *ApJS*, **246**, 4, 2020.
7. G. Collaboration, *A&A*, **616**, A1, 2018.
8. K. El-Badry, H.-W. Rix, H. Tian, G. Duchêne, and M. Moe, *MNRAS*, **489**, 5822, 2019.
9. S. A. Sapozhnikov, D. A. Kovaleva, O. Y. Malkov, and A. Y. Sytov, *Astronomy Reports*, **64**, 756, 2020.
10. G. Duchêne and A. Kraus, *ARA&A*, **51**, 269, 2013.
11. R. Schönrich, J. Binney, and W. Dehnen, *MNRAS*, **403**, 1829, 2010.
12. H. Kamdar, C. Conroy, Y.-S. Ting, A. Bonaca, M. C. Smith, and A. G. A. Brown, *ApJL*, **884**, L42, 2019.
13. Y.-F. Jiang and S. Tremaine, *MNRAS*, **401**, 977, 2010.

Поиск компонентов разного возраста в визуальных двойных системах

Малков О.Ю.

Институт астрономии РАН, Москва, Россия

В данной работе предпринимается попытка обнаружить среди визуальных двойных звезд системы с компонентами разного возраста. Для этого сравниваются спектральные классы компонентов, а также их массы, оцененные из этой спектральной классификации. Применение этого простого метода к Каталогу орбитальных двойных звезд ORB6 позволило обнаружить тринадцать систем, у которых менее массивный компонент выглядит более проэволюционировавшим (т.е., два компонента, по-видимому, имеют разный возраст). Для уточнения результатов требуются дальнейшие исследования.

Ключевые слова: двойные звезды, массы звезд

The search for non-coevality among components of visual binaries

Malkov O.Yu.

Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

The aim of this study is to find non-coeval pairs among visual binaries. For indication of non-coevality we compare spectral classes and masses of the components, estimated from the spectral classification. Applying this simple method to the Catalogue of orbital binaries ORB6, we found thirteen systems where less massive component is more evolved, and, consequently, the components are probably non-coeval. To prove non-coevality one needs a detailed investigation of the candidates.

Keywords: binary stars, stellar masses

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.006

1. Введение

Образование двойных звезд сводится, в основном, к двум сценариям: деление вращающихся молекулярных газовых облаков в ходе гравитационного коллапса и неупругие столкновения звезд во время образования молодых звездных скоплений [1]. Такой сценарий образования двойной системы как захват компонента из звезд поля, в принципе, тоже не исключен, хотя должен встречаться сравнительно редко. Захват происходит, когда две звезды проходят близко друг к другу в присутствии рассеивающей среды, которая может принять избыточную кинетическую энергию, чтобы оставить две звезды связанными. Этой средой может быть третья звезда, околозвездный диск или сами звезды, если столкновение происходит достаточно близко, чтобы вызвать приливы и отливы. Захват в присутствии звездного диска может играть некую роль при образовании именно широких систем, так как поперечное сечение захвата должно быть порядка размера диска и, таким образом, приводить к образованию систем с большими полуосями (около 100 а.е.). Захват в присутствии третьего тела и «приливной» захват требуют высокой плотности звезд, что нетипично для звезд поля.

Индикатором, указывающим на происхождение двойной системы захватом, может являться разница возрастов компонентов. Очевидно, в частности, что в эволюционно широких системах (т.е., системах без переноса вещества между компонентами сегодня или в прошлом) с компонентами одного возраста, менее массивный компонент не может выглядеть более проэволюционировавшим.

В работе [2] были предприняты поиски таких компонентов среди пар главной последовательности. Сравнением продолжительности эволюционных стадий pre-MS и MS у систем с хорошо известными астрофизическими параметрами было выявлено три кандидата в системы с компонентами разного возраста.

2. Поиск систем с компонентами разного возраста

Целью данной работы является поиск систем с компонентами разного возраста в Каталоге орбитальных двойных звезд ORB6 [4]. Для части систем из ORB6 известна двумерная спектральная классификация обоих компонентов (она бралась из Вашингтонского каталога двойных звезд WDS [5]). Для этих систем с помощью соотношений «масса-спектр» Страйжиса [3] оценивались массы компонентов (детали процедуры описаны в [6]), после чего отбирались те пары, у которых менее массивный компонент имел меньший (т.е., более яркий) класс светимости. Таковых оказалось 13 систем, сведения о них приводятся в табл. 1. Она содержит обозначения систем в каталогах WDS и Hipparcos, блески компонентов из ORB6, их спектральную классификацию из WDS и оцененные из спектральных классов массы компонентов (в солнечных единицах).

Таблица 1: Орбитальные двойные — кандидаты в системы с компонентами разного возраста.

WDS	HIP	V1	V2	Sp.class	mass1/ M_{\odot}	mass2/ M_{\odot}	Mv1	Mv2
03124 - 4425	14913	6.42	7.36	F7III+A0V	1.67 ± 0.08	2.35 ± 0.19	3.28	4.22
04044 + 2406	19009	5.47	5.5	A7V+G0IV	1.66 ± 0.08	1.25 ± 0.02	-2.37	-2.34
04139 + 0916	19740	5.05	7.32	G5IV+A8V	1.20 ± 0.01	1.58 ± 0.07	-0.50	1.77
05320 - 0018	25930	2.41	3.76	B0III+O9V	22.38 ± 6.84	23.39 ± 6.71	-4.25	-2.90
11395 - 6524	56862	5.52	6.61	G2III+A0V	2.14 ± 0.11	2.35 ± 0.19	0.31	1.40
13099 - 0532	64238	4.49	6.83	A0IV+B8V	2.51 ± 0.21	2.89 ± 0.37	-0.11	2.23
17195 - 5004	84759	7.0	7.0	F8III+B9V	1.76 ± 0.09	2.58 ± 0.27	3.08	3.08
17447 - 4244	86847	6.6	6.6	A1V+F0IV	2.19 ± 0.14	1.57 ± 0.05	2.20	2.20
18101 + 1629	89023	6.65	7.21	A0V+G0III	2.35 ± 0.19	1.94 ± 0.10	-0.52	0.04
19307 + 2758	95947	3.37	5.16	K3III+B0V	2.53 ± 0.15	17.53 ± 5.07	-1.65	0.14
19348 + 2928	96302	5.9	6.4	A0V+F8III	2.35 ± 0.19	1.76 ± 0.09	-0.45	0.05
19531 - 1436	97849	6.61	9.25	A0V+F8IV	2.35 ± 0.19	1.29 ± 0.02	1.98	4.62
20136 + 4644	99675	3.93		K2II+B3V	6.19 ± 0.16	7.65 ± 1.95	-2.15	-2.15

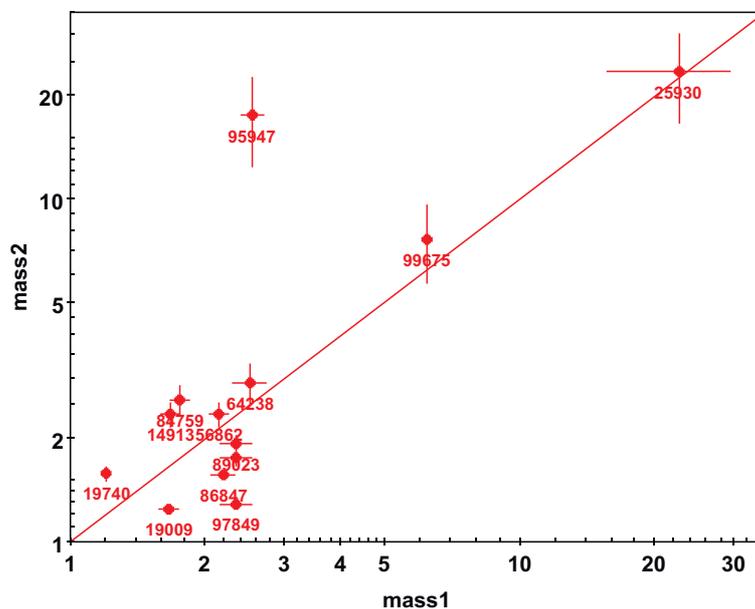


Рис. 1: Массы компонентов орбитальных двойных из табл. 1, оцененные из спектрального типа; mass1 и mass2 — масса более яркого и более слабого компонента (в солнечных единицах), соответственно. Указаны соответствующие номера HIP. Линия обозначает положение систем с одинаковыми массами компонентов.

Работа с объектами из каталога ORB6 позволяет быть уверенным в том, что эти системы никогда не были взаимодействующими: периоды отобранных систем лежат в диапазоне от 4.5 до 3040 лет, при этом качество решения орбиты (grade) — не хуже 4, т.е., орбитальные элементы известны сравнительно точно. Компоненты систем достаточно яркие (см. табл. 1), что дает возможность надеяться на надежность спектральной классификации.

На рис. 1 приводятся массы компонентов исследуемых систем, а рис. 2 представляет собой диаграмму Герцшпрунга-Рессела для этих компонентов. Для помещения исследуемых объектов на диаграмму были вычислены значения абсолютной звездной величины (см. табл. 1); для этого использовались блески компонентов из ORB6, значения Gaia DR2 параллаксов, найденные Чулковым [7] и значения межзвездного поглощения, полученные с помощью сервиса STILISM [8]. Для системы HIP 99675, у которой неизвестен блеск второго компонента, было сделано предположение, что компоненты имеют равный блеск (в сумме дающие $V = 3^m.93$).

3. Обсуждение

Для уточнения статуса исследованных систем целесообразно, на наш взгляд, сделать следующее. Спектральная классификация может быть получена из независимых источников (из литературы и оригинальных

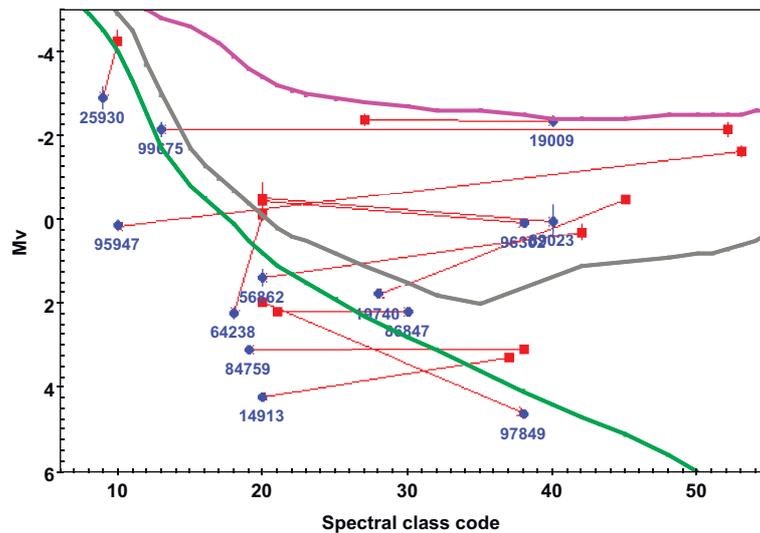


Рис. 2: Диаграмма Герцшпрунга-Рессела для компонентов орбитальных двойных из табл. 1 (компоненты пары соединены отрезками прямых). Красные квадраты — более яркий компонент, синие круги — более слабый (под ними указаны соответствующие номера HIP). Менее массивный компонент всегда расположен правее (т.е., холоднее) более массивного. Обозначены ошибки определения M_V . Кривые (сверху вниз) — яркие гиганты (II), гиганты (III), главная последовательность (V), согласно Страйжису [3]. Спектральный класс кодирован следующим образом: 10 для B0, 20 для A0, ..., 50 для K0.

наблюдений). Оцененные здесь массы могут быть сопоставлены с массами тех же объектов, полученными из других соображений (т.н., динамические и фотометрические массы, см. детали в [6]). Параметры, известные для этих систем, позволяют, в принципе, нанести их на сетку теоретических эволюционных треков, что позволило бы уточнить возрасты компонентов. Какие-то случаи можно, вероятно, объяснить ошибками наблюдений.

Все это позволит сделать более аккуратные выводы о статусе этих объектов и надежно указать среди них системы, компоненты которых имеют различный возраст, а значит, скорее всего, эти системы были образованы захватом.

Автор благодарит Дану Ковалеву, Дмитрия Чулкова и Вахтанга Тамазяна за помощь в работе. Работа частично поддержана грантами РФФИ 19-07-01198 и 20-52-53009. Для создания иллюстраций использовался пакет TOPCAT [9].

Список литературы

1. A. V. Tutukov and A. M. Cherepashchuk, *Physics Uspekhi*, **63**, 209, 2020.
2. O. Malkov, in *IAU Symposium, IAU Symposium*, volume 200, 170 (2000).
3. V. Straižys, *Multicolor stellar photometry* (1992).
4. W. I. Hartkopf, B. D. Mason, and C. E. Worley, *AJ*, **122**, 3472, 2001.
5. B. D. Mason, G. L. Wycoff, W. I. Hartkopf, G. G. Douglass, and C. E. Worley, *AJ*, **122**, 3466, 2001.
6. O. Y. Malkov, V. S. Tamazian, J. A. Docobo, and D. A. Chulkov, *A&A*, **546**, A69, 2012.
7. D. A. Chulkov, *INASAN Science Reports*, **3**, 360, 2019.
8. R. Lalletment, L. Capitanio, L. Ruiz-Dern, C. Danielski, et al., *A&A*, **616**, A132, 2018.
9. M. B. Taylor, in P. Shopbell, M. Britton, and R. Ebert, eds., *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 347, 29 (2005).

Астроклимат места установки телескопа и потери наблюдательного времени

Панчук А.В.^{1,2}

¹Северо-Кавказский федеральный университет, Ставрополь, Россия

²Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, Россия

При выборе места установки оптического телескопа основными характеристиками являются статистика ясных ночей, и, впоследствии, статистика качества изображений, набираемая экспедиционными средствами. Поэтому интересно сравнить прогностические оценки с реальной статистикой уже работающего телескопа. По данным службы эксплуатации 6-метрового телескопа БТА оценивается количество наблюдательного времени и потери этого времени, связанные с метеорологическими и техническими ограничениями на эксплуатацию комплекса БТА. Эти оценки могут быть использованы при планировании долгосрочных наблюдательных программ, в т.ч. и программы наземной спектроскопической поддержки проекта «Спектр-УФ».

Ключевые слова: метеорологические условия, число ясных ночей, эксплуатация телескопа

Astronomical climate of the telescope installation site and observation time loss

Panchuk A.V.^{1,2}

¹North Caucasian Federal University, Stavropol, Russia

²Special Astrophysical Observatory RAS, Nizhniy Arkhyz, Russia

When choosing a site for an optical telescope, the main characteristics are the statistics on clear nights, and, subsequently, the statistics on the seeing accumulated by the expeditionary means. Therefore, it is interesting to compare the predictive estimates with the real statistics of an already operating telescope. The data from the operation service of the 6-meter BTA telescope is used to estimate the amount of observational time, and the losses of this time associated with meteorological conditions and technical restrictions on the operation of the BTA complex. These estimates can be used in planning the long-term observational programs, including the programs for ground-based spectroscopic support of the Spektr-UV project.

Keywords: meteorological conditions, number of clear nights, telescope operation

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.007

1. Введение

Строго говоря, выбор места для установки телескопа должен осуществляться только по критериям, определяющим эффективность астрономических наблюдений. В действительности, выбор места происходит по совокупности оценок и соображений, ослабляющих роль астроклиматических критериев. Во-первых, работают экономические оценки (например, возможность установки 6-метрового телескопа в Средней Азии никогда не рассматривалась серьезно, из-за отсутствия соответствующих транспортных коммуникаций). Во-вторых, учитываются прогнозы по развитию региона (в районе, не перспективном в промышленном отношении, не следует ожидать высокой запыленности воздуха и подсветки ночного неба). Правда, размещение обсерватории в «экологически чистом районе», в будущем может обернуться высоким уровнем засветки неба со стороны развивающихся зон отдыха. В-третьих, время, необходимое для набора достоверной статистики, сопоставимо с характерным временем смены астроклиматических концепций и характерным временем технологического обновления соответствующей экспериментальной базы. До распространения автоматических методов, экспедиционные исследования астроклимата носили сезонный характер, и, как правило, не обеспечивали достоверной статистики по наиболее продолжительным зимним ночам.

6-метровый телескоп БТА является инструментом со сложной историей создания [1], поисков места установки [2] и последующей эксплуатации [3, 4]. Первые наблюдения на телескопе выполнены в конце 1974 г., период совместной опытной эксплуатации, проведенной сотрудниками ЛОМО и САО, растянулся на 1975–1976 гг., а с 1977 г. телескоп работает по расписанию, составляемому на основании конкурса заявок. В составе отдела научно-технических проблем (ОНТП) БТА в 1973–1979 гг. работала группа астроклимата, в отчетах которой суммирована, в частности, информация, поступавшая в 1975–1979 гг. от групп астрономов-наблюдателей. С 1993 г. информация о количестве наблюдательного времени (в часах) публикуется в ежегодных отчетах САО. Поэтому ряд высказываний о предполагаемой эффективности телескопа уже можно проверить на реальной статистике.

За время функционирования БТА изменились как отношение к вопросу о выборе региона установки и эффективности использования телескопа (после 1974 г. на Северном Кавказе установлены еще два крупных телескопа [5, 6]), так и собственно методы оценки этой эффективности. Интерес ряда астрономов к астроклиматическим характеристикам места установки БТА (количеству наблюдательного времени и качеству изображений) сохраняется. Поэтому не лишней окажется информация о факторах, корректирующих

величину потенциального наблюдательного времени (N_{pot}) в сторону реального (использованного для наблюдений) времени (N_{real}). Величина N_{pot} определяется суммой всех ночных интервалов между вечерними и утренними астрономическими сумерками. В данной работе остановимся только на системе прогнозов числа ясных ночей и сопоставлении этих прогнозов с реальной статистикой.

2. Количество ясного ночного времени

Прогноз количества ясного ночного времени проводился на основе данных метеорологической службы. Создание единой гидрометеорологической службы СССР началось в 1930-е гг. Тогда же, по программе поиска места для Горной обсерватории [7], астрономы обратились в Гидрометкомитет СССР о включении простейших астрономических наблюдений в программу работы метеостанций, и о наблюдениях в четвертый срок. В 1930-е гг. наблюдения на метеорологических станциях (включающие оценку балла облачности) велись в три срока: в 7, 13, и 21 ч. На совещании речь шла о добавлении наблюдений в 1 ч. ночи. Это решение позволило в итоге расширить число пунктов, для которых на основании наблюдений в этот добавленный срок были сделаны оценки количество ясного ночного времени. В табл. 3 монографии [8] приведены оценки минимального числа ясных ночных часов (T_{min}). В частности, для пункта «Архыз» по метеонаблюдениям 1933–1941 и 1944–1950 гг. сделаны оценки максимально возможного наблюдательного времени в год, $T_{max} = 2894$ часа, и минимального времени, $T_{min} = 635$ часов. Последняя оценка отличается от $T_{min} = 830$ часов, полученной для Северного Кавказа ранее [9]. Не останавливаясь на обсуждении техники перехода от оценок балла облачности в четыре метеорологических срока к оценке T_{min} , (см. раздел 9 в [8]), обратимся к статистике наблюдательного времени на БТА.

В табл. 1, составленной по опубликованным ежегодным отчетам САО РАН, указано количество наблюдательного времени, определенное по данным службы эксплуатации БТА и по отчетам астрономов, ответственных за выполнение наблюдательных программ. 40 летних суток, отведенных летом 1995 г. на процедуру алюминирования главного зеркала, не учтены.

Получили значимое различие (25%) между данными службы эксплуатации и отчетами астрономов. Обратимся к условиям, определяющим начало и завершение наблюдений.

В период неустойчивой погоды астроном имеет право принять решение о начале наблюдений в случае, если ясная погода держится уже около получаса. Еще полчаса уходит на процедуру открывания башни и разворот телескопа в область первого объекта. В качестве наблюдательного времени астрономы считают время от начала первой экспозиции до конца последней.

Служба эксплуатации отсчитывает время наблюдений с момента открывания башни телескопа до момента команды на ее закрывание. Таким образом, если процедура начала наблюдений определяет занижение ясного наблюдательного времени (на полчаса/час), то завершение наблюдений не всегда свидетельствует о наличии ясной погоды (перед решением о прекращении наблюдений астроном может ожидать снижения балла облачности). Понятно, что в ясную погоду вечерние потери наблюдательного времени отсутствуют (башню открывают заранее, и на первый объект наводятся еще в сумерки). В любом случае оценка наблюдательного времени по данным астрономов T_a является оценкой снизу. Что касается данных $T_{сэк}$, то они занижены за счет времени на принятие решения о начале наблюдения и завышены за счет времени на принятие решения о завершении наблюдений в случае развития облачности. Мы не навязываем мнение

Таблица 1: Количество наблюдательного времени (в часах) на БТА. $T_{сэк}$ — данные службы эксплуатации, T_a — по отчетам астрономов.

Год	$T_{сэк}$	T_a	Год	$T_{сэк}$	T_a
1993	1604	1217	2006	1596	1239
1994	1808	1376	2007	1801	1448
1995	–	974	2008	1807	1446
1996	2059	–	2009	1551	1291
1997	1624	1182	2010	1525	1251
1998	1633	1197	2011	1428	1101
1999	1898	1428	2012	1719	1341
2000	1912	1504	2013	1430	1271
2001	1672	1260	2014	1502	1271
2002	1658	1250	2015	1422	1374
2003	1632	1257	2016	1305	
2004	1554	1190	2017	1483	
2005	1468	1147	Среднее	1628	1287

о предпочтительной оценке среднегодового количества ясного времени, а только отмечаем, что реальное ясное время ($N_{\text{реал}} \sim 1400$ часов) значительно превышает прогнозы минимального ясного времени (635 и 830 часов), сделанные для пунктов Северного Кавказа по метеоданным.

Попытаемся ответить на вопрос, почему метод прогнозирования числа ясных ночных часов по данным метеонаблюдений дает столь низкую оценку для места установки БТА? Рассмотрим некоторые характеристики облачности по наблюдениям на трех горных метеостанциях Западного Кавказа: Бермамыт (плато, $h = 2583$ м), Архыз (котловина, $h = 1465$ м), Теберда (долина, $h = 1328$ м). В табл. 2 приведены среднемесячные значения балла облачности для двух сроков, в 1 час и 13 часов. Наблюдаем отличия в развитии облачности над метеостанцией (Б), расположенной на горном плато, и облачности над котловинной и долиненной метеостанциями (А и Т, соответственно). Амплитуда суточного изменения облачности увеличивается с высотой пункта. Весной и летом значительная суточная амплитуда обязана дневным конвективным процессам, выраженным на выпуклых формах рельефа и склонах, обращенных к влагонесущим потокам. На долинных метеостанциях максимальное развитие конвективной облачности наблюдается только с апреля по июнь. Для места установки БТА (отрог вершины, $h = 2070$ м) характерными являются данные метеостанции (Б), хотя станции (А) и (Т) расположены ближе.

Таблица 2: Среднемесячные значения балла облачности для метеостанций Бермамыт (Б), Архыз (А), Теберда (Т) для сроков наблюдений 01 и 13 часов.

	I	II	III	IV	V	VI	VII	VIII	IX	X	XI	XII
Б01	5.0	5.3	5.0	5.6	5.3	4.8	4.9	4.0	3.8	4.2	4.2	5.0
Б13	6.4	6.6	6.8	7.6	8.3	8.0	7.6	7.1	5.9	5.9	5.6	6.2
А01	5.6	5.8	5.5	5.9	5.3	4.6	4.5	3.5	4.1	3.8	5.0	5.4
А13	6.6	7.1	7.5	7.7	7.6	7.1	5.5	5.3	4.7	5.3	6.4	6.7
Т01	5.4	5.8	5.8	5.7	5.3	4.6	4.7	3.8	4.4	4.6	4.7	5.1
Т13	6.13	6.4	6.8	7.1	7.0	6.0	5.4	4.8	4.6	5.5	4.6	6.0

Приходим к выводу, что использование среднегодовых значений числа ясных дней, полученных для долинных метеостанций, приводит к существенному занижению оценки числа ясных ночных часов для горных пунктов. Причиной является игнорирование сезонных и суточных вариаций облачности для горных пунктов. Этот вывод хорошо подтверждается в период летних наблюдений, когда местная облачность, регулярно развивающаяся во второй половине дня, опускается ниже уровня установки БТА к 23–24 ч местного времени. Таким образом, если короткие летние ночи еще разделены на две научные программы, то вероятность выполнения первой (вечерней) программы невелика.

3. Технологические ограничения на эксплуатацию БТА

В зависимости от атмосферных условий и состояния комплекса БТА, можно выделить следующие случаи, накладывающие ограничения на реализацию потенциального наблюдательного времени на БТА:

1. Ограничения по перепаду температуры между главным зеркалом (ГЗ), атмосферой и подкупольным пространством. Основываясь на данных по температурному режиму ГЗ БТА, можно выделить следующие критерии, накладывающие запрет на наблюдения:
 - при перепаде температур между ГЗ и воздухом подкупольного пространства более 10°C ;
 - при разности температур между ГЗ и атмосферой более 11°C .
2. Скорость ветра (постоянная или в порывах) более 10 м/с.
3. Облачность 8–10 баллов, туман, осадки.
4. Возможность выпадения конденсата на поверхность ГЗ (зависит от комбинации внешней и подкупольной температур при высокой влажности воздуха).

Исходя из этих пунктов, определенных изготовителями комплекса БТА и скорректированными в результате эксплуатации телескопа, ниже рассмотрим бюджет потерь потенциального наблюдательного времени. Для этой трудоемкой работы был выбран интервал с 2007 г. по 2017 г. включительно, охватывающий период работы новой системы охлаждения воздуха подкупольного пространства БТА, введенной в эксплуатацию в начале 2009 г. Напомним, что в проекте БТА надежды возлагались на систему охлаждения пола подкупольного пространства, но система труб, вмонтированных в пол, создавала температурные неоднородности воздуха уже на уровне пола. Кроме того, потери холода в канале длиной десятки метров (от технического блока до башни) оказались значительными.

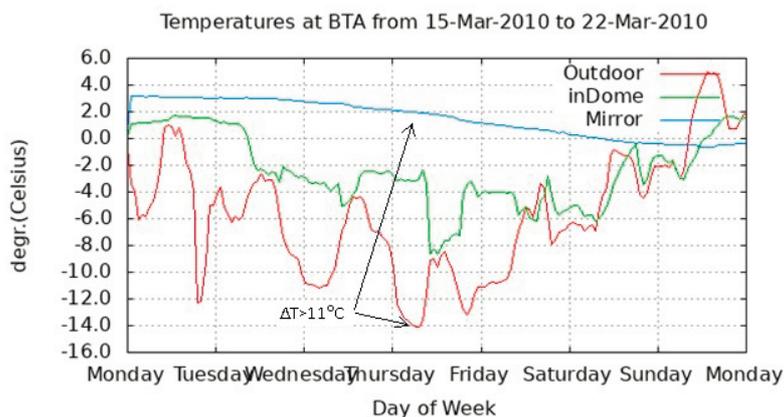


Рис. 1: График изменения температуры атмосферы (красный), подкупольного пространства (зеленый) и ГЗ БТА (синий). Зафиксирован перепад температуры более 11°C между ГЗ и атмосферой (отмечен стрелками) в ночь с 18 на 19 марта 2010 г.

Отбор событий проводился на основе архива метеоданных¹ и записей о количестве наблюдательного времени в журналах оперативных работ участка АСУ СЭК БТА. Формальным наблюдательным временем в этом случае считалось время от открытия забрала башни до команды на закрытие забрала.

Были отобраны ночи, когда наблюдения не состоялись совсем, или количество часов относительно мало по сравнению с теоретически возможным наблюдательным временем (менее 50%). Из этих ночей были выделены ночи с полным или частичным запретом на наблюдения, из-за ограничений по скорости ветра и/или перепаду температуры между ГЗ, подкупольным пространством и атмосферой. При оценке потерь, связанных со скоростью ветра, также были выделены ночи, когда скорость ветра не достигала 10 м/с, но была близка к этому пределу, т.к. при данных условиях уже не предоставляется возможность для открытия забрала в связи с риском увеличения скорости ветра в порывах.

Качественно оценить потери потенциального наблюдательного времени в связи с облачностью, туманом или осадками за прошедшие годы не представляется возможным из-за отсутствия архивных данных. Например, данные системы мониторинга неба «All sky», позволяющие оценить количество ясного времени без анализа журналов наблюдений, не сохраняются на продолжительное время. Поэтому оценка потерь по данному критерию была проведена исключительно на основании записей об облачности в журналах оперативной работы участка АСУ СЭК БТА, с учетом показаний гигрометра.

Для объективной оценки потерь потенциального наблюдательного времени на БТА можно выделить три критерия:

- ограничение наблюдений по скорости ветра;
- ограничение наблюдений из-за облачности, осадков и тумана;
- ограничение наблюдений из-за температурного перепада между ГЗ, атмосферой и воздухом подкупольного пространства.

В период с 2007 по 2017 г. было отобрано 2375.5 событий (ночей), в которых зафиксированы эти критерии. Здесь учтены и ночи, когда ограничения на реализацию потенциального наблюдательного времени на БТА накладывались одновременно по нескольким критериям. Так, например, с 18 по 19 марта 2010 г. зафиксировано совпадение критериев оценки потерь: перепад температуры между ГЗ и атмосферой более 11°C и скорость ветра более 10 м/с в течение ночи (см. рис. 1–2). Таким образом, в данную ночь зафиксированы сразу две категории потерь потенциального наблюдательного времени на БТА.

За исследуемый период выявлена 271 ночь с совпадением критериев оценки потерь потенциального наблюдательного времени, что составляет 11% от общего количества потерь за 2007–2017 гг. С учетом данной поправки, общее количество ночей, для которых была произведена оценка потерь потенциального наблюдательного времени, составляет 2104.5 ночи. Из этих ночей были зафиксированы следующие случаи потенциальных потерь наблюдательного времени (без учета повторяемости критериев оценки):

- 891.5 ночей — потери, связанные с ограничением наблюдений по скорости ветра;
- 1379.5 ночей — потери, связанные с ограничением наблюдений из-за облачности, осадков и тумана;

¹<http://tb.sao.ru/tcs/meteo/data/>

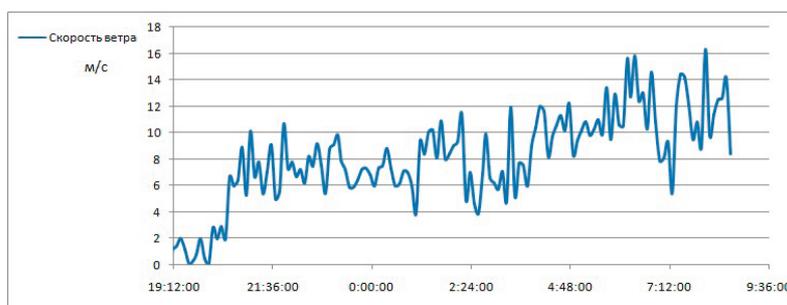


Рис. 2: График изменения скорости ветра в ночь с 18 на 19 марта 2010 г.

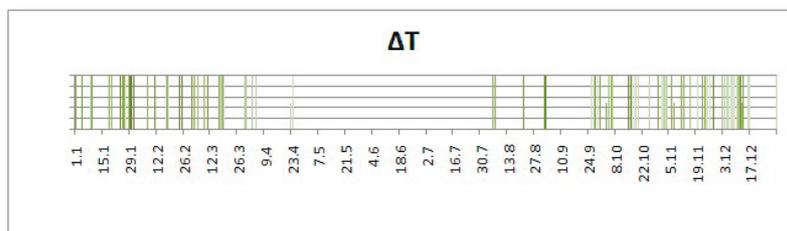


Рис. 3: График распределения потерь потенциального наблюдательного времени, вызванных перепадом температуры между ГЗ, атмосферой и воздухом подкупольного пространства, по всем датам периода 2007–2017 гг.

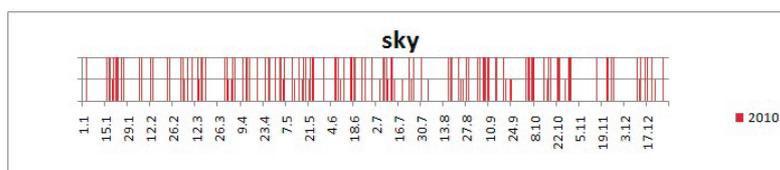


Рис. 4: График распределения потерь потенциального наблюдательного времени, вызванных наличием облачности, осадков и тумана, по датам в 2010 г. Штрих половинной высоты — потеря половины ночи.

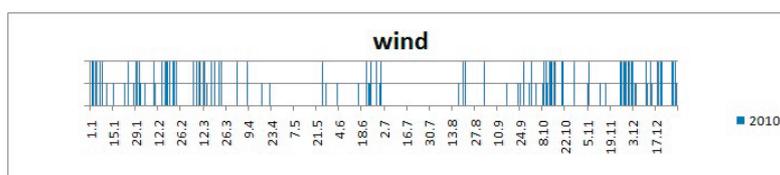


Рис. 5: График распределения потерь потенциального наблюдательного времени, вызванных ограничениями по скорости ветра, по датам в 2010 г.

- 104.5 ночей — потери, связанные с ограничением наблюдений по температурному перепаду между ГЗ, атмосферой и подкупольным пространством.

На рис. 3 представлены общие потери потенциального наблюдательного времени, вызванные перепадом температуры между ГЗ, атмосферой и воздухом подкупольного пространства, за период с 2007 по 2017 г. включительно. Видно, что «температурные» потери возникают чаще всего в осенний и весенний периоды.

Что касается распределения потерь, вызванных наличием облачности, осадков и тумана, то практически для каждого года эти потери распределены равномерно по сезонам (пример на рис. 4). Этот эффект определяется регулярностью барических процессов в атмосфере Северного Кавказа.

Распределение потерь по скорости ветра имеет сезонный характер (рис. 5).



Рис. 6: Средние за год потери потенциального наблюдательного времени, в период с 2007 по 2017 г. включительно. На гистограмме, слева направо: потери, связанные с ограничением наблюдений по скорости ветра; потери, связанные с ограничением наблюдений из-за облачности, осадков и тумана; потери, связанные с ограничением наблюдений по температурному перепаду между ГЗ, атмосферой и воздухом подкупольного пространства. Внизу — среднее количество общих потерь потенциального наблюдательного времени на БТА за год, по всем критериям.

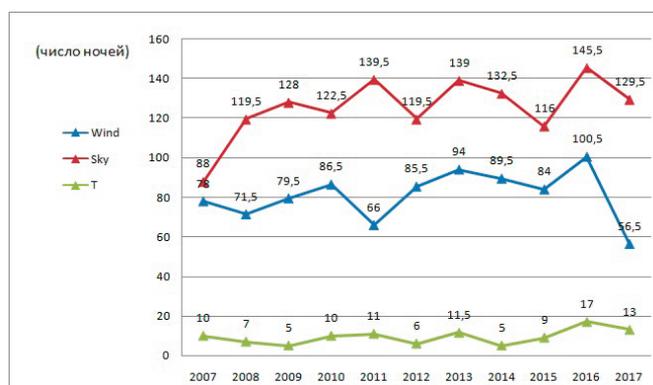


Рис. 7: Динамика потерь потенциального наблюдательного времени на БТА в период с 2007 по 2017 г. включительно. Обозначения: T (зеленый) — потери, связанные с ограничением наблюдений по температурному перепаду между ГЗ, атмосферой и подкупольным пространством; Wind (синий) — потери, связанные с ограничением наблюдений по скорости ветра; Sky (красный) — потери, связанные с ограничением наблюдений из-за облачности, осадков и тумана.

Среднее за год количество потерь потенциального наблюдательного времени, связанных с перепадом температуры между ГЗ, атмосферой и подкупольным пространством, составляет 9.5 ночей; связанных с ограничениями по скорости ветра — 81.04 ночей; связанные с ограничением наблюдений из-за облачности, осадков и тумана — 125.4 ночей (см. рис. 6).

Среднее за год количество общих потерь потенциального наблюдательного времени на БТА составляет 192.2 ночи, с учетом поправки на повторяемость критериев оценки.

Приходим к выводу, что среднее количество потерь потенциального наблюдательного времени на БТА, связанных с ограничением наблюдений по температурному перепаду между ГЗ, атмосферой и подкупольным пространством, существенно меньше потерь, которые вызваны ограничениями по скорости ветра или из-за облачности, осадков и тумана.

Оценим теперь эффективность системы охлаждения, используемой в период 2009–2013 гг., и простоя системы в 2014–2017 гг. На рис. 7 приведена динамика потерь по годам.

Для периода работы системы охлаждения (2009–2014 гг.) среднегодовые «температурные» потери потенциального наблюдательного времени составляют 8.1 ночи, а для периодов 2007–2008 гг. и 2015–2017 гг. — 11.2 ночи. Таким образом, работа системы охлаждения приносит астрономам, в среднем, 3 ночи в год. Не исключено, что совершенствование технологии использования системы охлаждения несколько увеличит этот выигрыш.

4. Выводы

В результате анализа отчетов обсерватории, оперативных журналов службы эксплуатации БТА, архивов метеорологических данных, отчетов группы астроклимата (1975–1979 гг.) и ряда публикаций по проблеме, оценены потери потенциального наблюдательного времени БТА, возникающие по разным причинам. Показано, что оценки ясного времени, сделанные по данным долинных метеостанций, дают заниженный прогноз ясного времени. Показано, что распределение потерь из-за облачности, осадков и тумана, не носит сезонного характера, как это принято считать. Показано, что система охлаждения подкупольного пространства не решает проблемы снижения потерь по температурным перепадам.

Работа выполнена при поддержке гранта № 13.1902.21.0039.

Список литературы

1. I. M. Kopylov, *Samyye ranniye etapy istorii Spetsial'noy astrofizicheskoy observatorii AN SSSR (SAO AN SSSR) s 1959 po 1967 gg. v kn. I.M.Kopylov - polveka v astrofizike* (2003).
2. S. P. Darchiya, *Ob astronomicheskom klimate SSSR* (1985).
3. L. I. Snezhko, *Problemy glavnogo zerkala v techeniye 30 let raboty teleskopa. S.105-106. V sb. "Spetsial'naya astrofizicheskaya observatoriya RAN: 40 let: Yubileyny sb."* (2006).
4. V. V. Vlasyuk, *50 let Spetsial'noy astrofizicheskoy observatorii. V sb. "Spetsial'naya astrofizicheskaya observatoriya RAN: 50 let: Yubileyny sb."* (2018).
5. V. D. Krugov, *Soobshcheniya Spetsial'noy astrofizicheskoy observatorii*, **56**, 21, 1987.
6. V. A. Sadovnichiy and A. Cherepashchuk, *Priroda*, **3**, 3, 2015.
7. B. V. Numerov, *Byulleten' Astronomicheskogo instituta*, **28**, 87, 1931.
8. P. V. Shcheglov, *Problemy opticheskoy astronomii* (1980).
9. G. V. Novikova, *Astronomicheskiy tsirkulyar*, **482**, 9, 1968.

Неразрешенные двойные звезды в рассеянных звездных скоплениях

Бородина О.И.^{1,2}, Ковалева Д.А.¹

¹*Институт астрономии РАН, Москва, Россия*

²*Московский физико-технический институт, Долгопрудный, Россия*

Проведено исследование популяции двойных звезд в рассеянных звездных скоплениях Галактики с использованием данных космической миссии Европейского космического агентства Gaia. Разработаны две независимые методики определения доли неразрешенных двойных звезд в рассеянных звездных скоплениях. Методики исследованы на моделях скоплений, изучены их возможности и ограничения с учетом особенностей наблюдательных данных. Сделаны оценки доли неразрешенных двойных звезд в скоплениях NGC 2516 и NGC 2447.

Ключевые слова: рассеянные скопления, двойные звезды

Unresolved binaries in open clusters

Borodina O.I.^{1,2}, Kovaleva D.A.¹

¹*Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia*

²*Moscow Institute of Physics and Technology, Dolgoprudny, Russia*

A study of the binary stars population in open star clusters in the Galaxy was carried out using data from the Gaia space mission of the European Space Agency. Two independent methods have been developed for determining the fraction of unresolved binary stars in open clusters. The techniques were studied on the models of clusters, their capabilities and limitations were studied taking into account the peculiarities of the observational data. The unresolved stars fraction was estimated for the clusters NGC 2516 and NGC 2447.

Keywords: open clusters, binaries

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.008

1. Введение

Первые упоминания факта о наличии в звездных скоплениях большого количества неразрешенных двойных звезд можно обнаружить в 1937 г. в работе Haffner & Neckmann [1]. С тех пор двойным звездам в скоплениях было посвящено множество различных исследований. Например, в 1974 Maeder [2] показал, как располагается двойная звезда на диаграмме «звездная величина — показатель цвета» в зависимости от отношения масс компонентов $q = M_2/M_1$. В своей работе Hurley & Tout [3] продемонстрировали, что последовательность, которая лежит выше главной последовательности звезд скопления на диаграмме «цвет — звездная величина», образована двойными с различными значениями параметра q .

Функция распределения отношения масс компонентов двойной q является важной характеристикой ансамбля двойных звезд. В настоящее время среди исследователей нет согласия по поводу формы этого распределения как относительно звезд поля [4, 5, 6, 7, 8], так и звезд скоплений [9, 10, 11]. Одни утверждают, что функция распределения параметра q имеет максимум ближе к случаю маломассивных вторичных компонентов, другие, наоборот, приводят в своих работах функции распределения с максимум около 1. Распределение отношения масс компонентов двойных звезд является ключом к восстановлению характеристик первоначальной популяции двойных. Было проведено множество численных исследований в данном направлении [12, 13, 14].

Двойные звезды являются существенной составляющей звездного населения Галактики [15], поэтому важно понимать закономерности образования и динамической эволюции двойных звезд для исследования процессов динамической, физической и химической эволюции Галактики, а также учитывать их наличие в ряде астрономических задач. Например, скорость разрушения рассеянного звездного скопления (РЗС) связана с долей двойных звезд и их характеристиками [16].

Наличие неразрешенных двойных звезд искажает оценки дисперсии скоростей [17], а значит и оценки динамической массы ЗС. Когда масса скопления определяется через функцию светимости, полученную методом звездных подсчетов, то оценка массы будет меньше, чем в реальности, если не учитывать наличие в скоплениях неразрешенных двойных. Это может быть легко объяснено тем, что масса двойной звезды больше массы одиночной с той же звездной величиной из-за сильной зависимости светимости звезд от их массы $(L/L_\odot) \sim (M/M_\odot)^4$ [18].

2. Построение модели скопления

Наши методы определения доли двойных звезд будут основываться на диаграмме «звездная величина — показатель цвета», а значит модель скопления будет представлять собой список звездных величин звезд

в фильтрах G, BP и RP. Модель включает в себя 20 000 звезд, что существенно больше, чем в типичном РЗС, что позволяет получить статистически значимое количество звезд в интересующих нас диапазонах показателя цвета и звездных величин.

В модели мы задаем число звезд в скоплении N , расстояние до него r , его возраст, долю неразрешенных двойных α . Определяем число двойных $N_{\text{binaries}} = \alpha N$ и одиночных звезд $N_{\text{singles}} = N - N_{\text{binaries}}$. Массы двойных звезд мы моделируем при помощи алгоритма primary-constrained pairing [19].

Чтобы посчитать массу вторичного компонента, мы приписываем каждой двойной значение отношения масс q при помощи статистического метода Неймана в соответствии с выбранным распределением по q . Мы выбрали для исследования возможности определения доли неразрешенных двойных звезд следующие виды распределений по q :

- Плоское распределение — часто получаемый в литературе результат;
- Степенное распределение $dN/dq \sim q^\beta$ с показателем степени $\beta = -2$, которое имитирует рост распределения по q в области малых значений;
- Степенное распределение с показателем степени $\beta = 2$, которое имитирует пик распределения на $q = 1$.

Получив массы одиночных звезд и компонентов двойных, мы можем вычислить их фотометрические характеристики. Для этого мы используем таблицу изохрон [20], где для каждой массы приведены абсолютные звездные величины в полосах G, BP и RP.

Затем мы перешли к видимым звездным величинам, учитывая ошибки фотометрии (по G и показателю цвета) и физическую дисперсию расстояния до звезд внутри скопления. Характерную величину фотометрических ошибок мы взяли из каталога Gaia для области скопления NGC 2516. Для каждого интервала звездных величин мы нашли квантиль ошибки, соответствующий 1σ .

3. Методы определения доли двойных звезд

Треком неразрешенной двойной звезды будем называть линию, вдоль которой будет перемещаться звезда при увеличении массы вторичного компонента, или же параметра q . Данный трек имеет сложную форму, которая зависит от массы главного компонента (рис. 1) и возраста скопления.

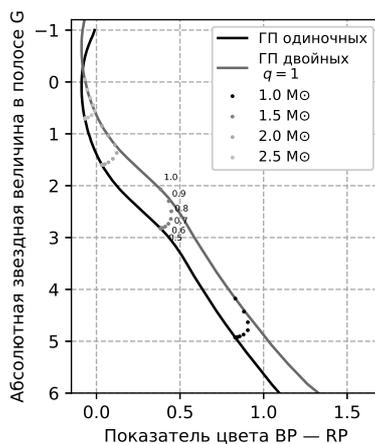


Рис. 1: Положение двойной звезды на диаграмме «звездная величина — показатель цвета» в зависимости от массы главного компонента и параметра q .

На рисунке видно, как трек вытягивается вдоль линии двойных с $q = 1$. Особая ситуация складывается на участках, где главная последовательность (ГП) имеет больший наклон. Это приводит к тому, что звезды с $q < 1$ накладываются на последовательность двойных равных масс. Особенно хорошо это иллюстрирует трек звезды с массой главного компонента $2.5M_{\odot}$.

Сдвиг по показателю цвета отличается для двойных звезд разных масс, причем нелинейно, что легко видно на рис. 1. Сложная зависимость положения неразрешенной двойной звезды от ее параметров усложняет процедуру определения доли двойных звезд.

Метод «координатных сеток»

Первый метод сопоставляет положение звезды на диаграмме «звездная величина — показатель цвета» с ближайшим к ней треком. Так как трек зависит от q и массы главного компонента, то одновременно мы сможем определить вид распределения параметра q . Мы создали неравномерную сетку координат q и M с таким интервалом, чтобы ошибки определения звездных величин были порядка фотометрических ошибок

каталога Gaia DR2. Сетка по q начинается с 0.1, так как меньшие q не различимы из-за ошибок фотометрии. Каждой точке сетки координат q, M мы соотнесли звездную величину и показатель цвета. Затем для каждой звезды определили более близкий узел сетки.

Так как трек двойной различен для разных масс (а значит и для разных показателей цвета), то для оценки точности методики мы построили график зависимости ошибки определения параметра q : ($q_{\text{detected}} - q_{\text{model}}$) от показателя цвета (рис. 2).

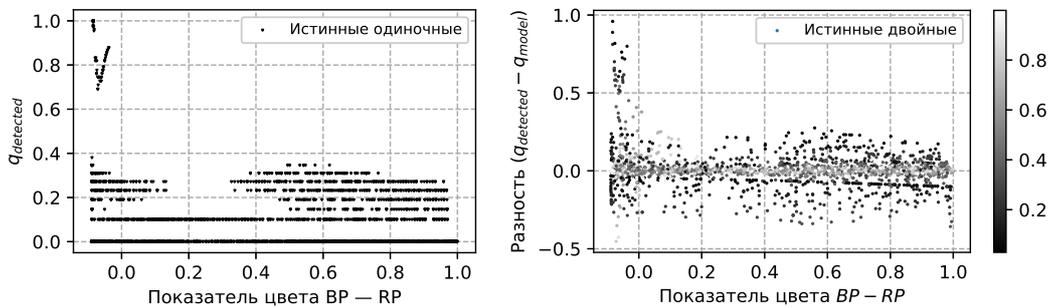


Рис. 2: Графики зависимости разности $q_{\text{detected}} - q_{\text{model}}$ от показателя цвета.

Так как для одиночных звезд $q_{\text{model}} = 0$, значение отклонения q_{detected} соответствует присвоенному методом координатных сеток значению q (левая часть рис. 2). Из-за ошибок фотометрии одиночные звезды смещаются вверх от изохроны, смешиваясь с двойными. Минимальное q для двойных принимает значение 0.1, поэтому и наблюдается четкая линия на 0.1. Остальные горизонтальные линии определяются дискретностью сетки координат по q .

Существует две причины, по которым многие одиночные звезды после использования метода определения q обрели значение больше 0.1. С одной стороны, с ростом показателя растет ошибка фотометрии, из-за чего одиночная звезда сильнее отклоняется от главной последовательности одиночных. С другой стороны, на точность метода влияет угол наклона главной последовательности. При сдвиге по показателю цвета и большом наклоне ГП звезда может попасть на участок трека двойной, соответствующий значительно большим q . На рис. 2 этот эффект объясняет заселенность участка с $(BP - RP) < 0$: именно ему принадлежат те одиночные звезды, которые стали двойными с $q > 0.6$.

Гипотезу о наклоне ГП подтверждает и то, что на промежутке $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$ (что соответствует самому пологому участку ГП) ложно определенных двойных почти нет, а для более ярких звезд есть, хотя ошибка фотометрии там меньше.

Разными цветами на правой части рис. 2 представлены двойные звезды с разным q . В среднем все двойные звезды, у которых q выше 0.6 отождествляются верно (значение стандартного отклонения — 0.05). Наклонная линия ниже нуля соответствует тем двойным, которые по ошибке стали одиночными. Данную ошибку можно объяснить ошибками фотометрии, так как при увеличении звездной величины двойные звезды с большим q имеют больше вероятности сдвинуться вниз и влево настолько, чтобы встать на ГП одиночных звезд.

Отберем звезды в интервале показателя цвета от 0.13 до 0.33, на котором ошибка определения параметра q ниже, исходя из рис. 2, и сравним модельное и получаемое в ходе работы метода распределение по q (рис. 3).

Для выбранного диапазона показателя цвета мы также определили метрику полноты — отношение количества двойных, найденных нашим методом, к количеству истинных двойных, которые попали в данный интервал. Двойными будем считать звезды, для которых определено значение $q \geq 0.3$. Мы определили такую метрику для всех моделей скоплений (табл. 1).

Метод «профилей»

Профиль плотности одиночных звезд относительно изохроны скопления будет выглядеть как колокол ввиду ошибок фотометрии. При наличии еще и кратных систем, внешний вид профиля плотности будет несимметричным.

Таблица 1: Полнота в зависимости от модели с различными видами распределения параметра q .

Диапазон показателя цвета	Плоское распределение	Степенное распределение $\beta = 2$	Степенное распределение $\beta = -2$
0.13–0.33	73%	99%	70%

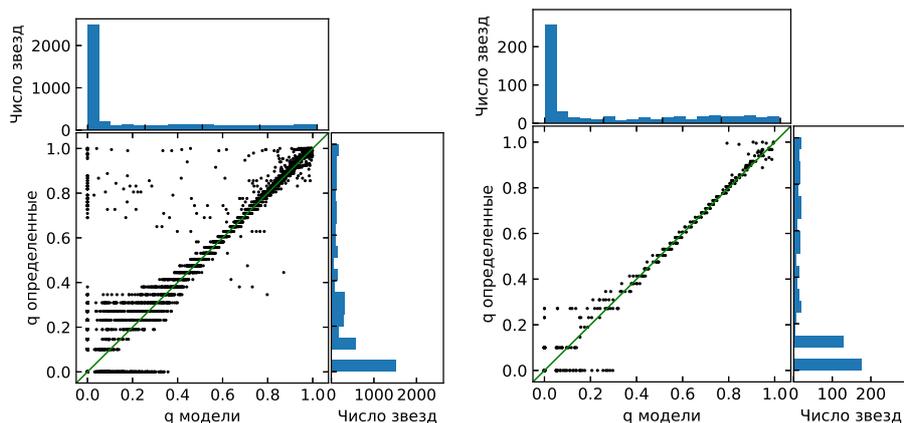


Рис. 3: Сравнение модельного и определенного нами распределений по q на всем промежутке ГП (слева) и в интервале $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$ (справа).

Процедура состоит из нескольких этапов: сначала мы приводим ГП одиночных звезд к горизонтальной линии с помощью перехода к новой модифицированной звездной величине, образуя новую систему координат. Для этого нам понадобится таблица изохроны скопления. Теоретическая изохрона может не идеально описывать положение звезд скопления на диаграмме «звездная величина — показатель цвета», поэтому мы будем строить линию изохроны самостоятельно по имеющимся данным. Для этого мы построили карту двумерной плотности звезд на диаграмме «звездная величина — показатель цвета». Полученная картина напоминает высокий горный хребет и параллельно ему идущий второй, пониже. Линией изохроны скопления будем считать линию, проходящую через максимумы плотности ГП.

На этом этапе мы получили изохрону — функцию от показателя цвета $f(BP - RP)$. Следующим этапом мы вычисляем для каждой звезды модифицированную звездную величину, которая показывает, как звезда отходит от изохроны вдоль вертикальной оси.

$$G_{\text{new}_i} = G_i - f((BP - RP)_i) \quad (1)$$

Таким образом, при построении диаграммы «модифицированная звездная величина — показатель цвета» мы получили горизонтальную ГП (рис. 4).

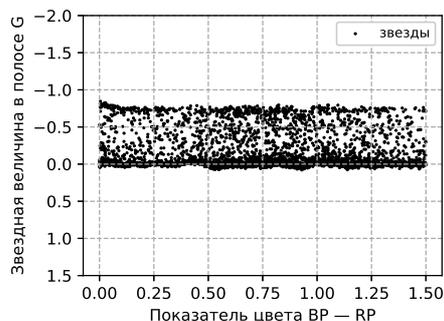


Рис. 4: Диаграмма «модифицированная звездная величина — показатель цвета».

Затем мы построили профиль числа звезд в проекции на ось с модифицированной звездной величиной при помощи метода KDE (Kernel Density Estimator) с гауссовым ядром. Оптимальную полуширину ядра мы выбрали при помощи кросс-валидации.

Полученный профиль складывается из двух распределений: симметричного распределения одиночных, обусловленного ошибками фотометрии, и распределения двойных (правая часть рис. 5). Сначала определяем профиль одиночных звезд. Для этого мы выбрали окрестность максимума распределения и эту часть профиля аппроксимировали гауссовой функцией. Будем считать, что полученный симметричный профиль принадлежит одиночным звездам (левая часть рис. 5).

Чтобы получить профиль двойных звезд, нужно вычесть из общего распределения профиль одиночных звезд, т.е. гауссиану. Полученный результат описан непрерывной черной линией на правой части рис. 5.

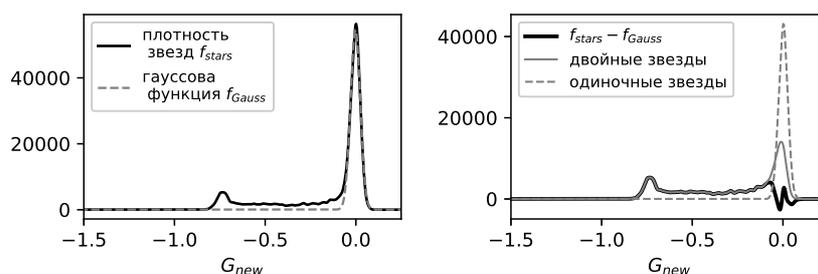


Рис. 5: Профиль плотности для случая степенного распределения параметра q с показателем степени $\beta = -2$.

На рис. 5 видно, что метод не чувствителен к двойным, которые имеют малое q . Причем если звезд с малым q меньше, то и ошибка метода будет меньше. Таким образом, от распределения по q зависит то, насколько наша оценка доли двойных будет соответствовать истинной.

Интегрируем профиль двойных, чтобы получить число двойных звезд в ЗС. Теперь мы знаем количество двойных звезд и можем определить долю двойных в модели скопления. Проверим, как работает наш метод на большом диапазоне показателей цвета и на диапазоне, где хорошо работает метод координатных сеток. Для этого определим параметр полноты (табл. 2).

Таблица 2: Значение полноты в зависимости от модели с различными видами распределения параметра q .

Диапазон показателя цвета	Плоское распределение	Степенное распределение $\beta = 2$	Степенное распределение $\beta = -2$
0.13–0.33	66%	96%	64%
0.0–1.5	68%	95%	66%

Из табл. 2 видно, что наше предположение о том, что вид распределения влияет на качество работы метода, подтвердилось: наш метод задетектировал около 95% двойных для модели со степенным распределением с показателем степени $\beta = 2$. Также видно, что метод не теряет качества на существенно большем интервале по показателю цвета, чем в методе координатных сеток.

Мы нашли диапазон значений q , для которого наш метод работает и получили $q_{\min} = 0.37 \pm 0.01$. Это значение выше, чем q_{\min} для метода координатных сеток.

4. Апробация методов

Для исследования возможностей выделения неразрешенных двойных звезд среди членов РЗС мы сделали первичную выборку РЗС, которые подходят под следующие требования:

- Находится приблизительно в диапазоне расстояний [300, 2000] пк;
- Не перекрывается в картинной плоскости с другими известными скоплениями (проверяем по Онлайн-атласу [21]);
- Звезды скопления хорошо отделяются от звезд фона на диаграмме собственных движений и распределении по параллаксам.

В эту выборку вошло двадцать РЗС, среди которых мы отобрали два, в которых содержится наибольшее число звезд на главной последовательности: NGC 2516 и NGC 2447. Также у этих скоплений явно выделяется последовательность двойных звезд. Эти два скопления имеют разный возраст, и они находятся на разном расстоянии. Это позволит нам исследовать, как работают методы при различных параметрах РЗС.

NGC 2516

Для метода координатных сеток отбор по показателю цвета сильно обрезал данные: осталось всего 25 звезд. Это закономерный результат, так как на данном участке находятся массивные звезды, которых всегда меньше. В результате получилось, что двойными являются 96% ($c > 0.3$). Возможно, на данном участке теоретическая изохрона неидеально описывает ГП и она смещена в сторону больших звездных величин (левая часть рис. 6). Во время анализа данных на модели скопления такой эффект обнаружить невозможно.

Мы применили к данным скопления NGC 2516 метод профилей. Из-за того, что звезд мало, на участке показателя цвета от 0.7 до 1 изохрона строится явно выше, чем нужно, что приводит к занижению результатов. Это обусловлено намного меньшим населением, чем в модельном скоплении.

По всему участку ГП полученная оценка доли двойных звезд составила 16%.

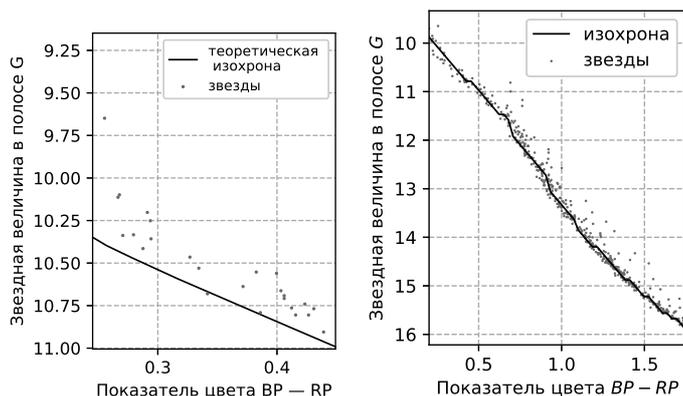


Рис. 6: Диаграмма «абсолютная звездная величина — показатель цвета» для скопления NGC 2516 на участке по массе.

Чтобы сравнить два метода, мы применили их к одинаковым промежуткам по показателю цвета. На промежутке по исправленному за поглощение показателю цвета $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$ доля двойных равна 4%. Этот результат объясняется тем, что метод профилей чувствителен к величине выборки, так как эмпирическая изохрона пытается найти максимум плотности звезд вдоль ГП.

Таким образом, доля двойных на одном и том же участке ГП оценена как 96% методом координатных сеток и как 4% методом профилей. Но, как мы обсудили выше, метод координатных сеток не может являться достоверным в случае смещения теоретической изохроны от истинной, а метод профилей не справляется с участками ГП, на которых попадает мало звезд. При этом на большом диапазоне по показателю цвета метод профилей позволил оценить долю двойных как равную 15%.

NGC 2447

Скопление NGC 2447 является более населенным, чем NGC 2516, поэтому в интервал $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$ попало 53 звезды.

Метод координатных сеток выделяет 92% звезд как неразрешенные двойные с $q > 0.3$. На рис. 7 видно, что на изохроне и под ней находится как раз 8% звезд, а значит любая звезда выше линии изохроны стала считаться двойной. Это происходит из-за того, что при $q < 0.3$ звезда сдвигается от ГП одиночных на тысячные доли звездной величины.

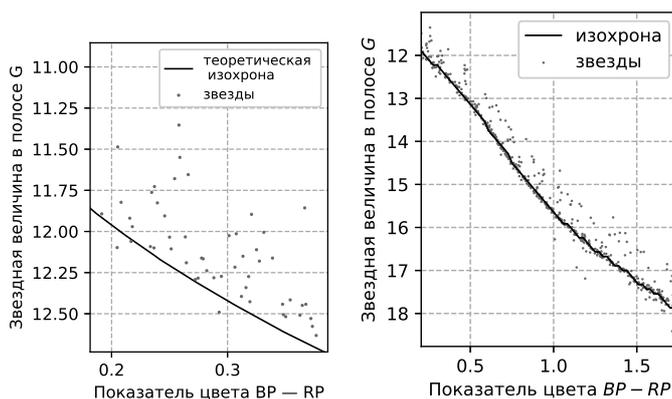


Рис. 7: Диаграмма «абсолютная звездная величина — показатель цвета» для скопления NGC 2447.

В результате применения метода профилей для NGC 2447 оценка доли двойных составила 21%. На промежутке по исправленному за поглощение показателю цвета $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$ доля двойных равна 17%.

Таким образом, для данного скопления результаты снова разошлись: оценка доли двойных звезд, полученная методом координатных сеток, равна 92%, а методом профилей — 17%. На всем участке ГП доля двойных составила 21%.

5. Заключение

Мы разработали методы подсчета доли двойных в РЗС и выявили их теоретические ограничения при применении их на модельных скоплениях и практические ограничения при апробации на данных двух реальных скоплений.

Исходя из работы метода координатных сеток на модельных и реальных данных можно сделать вывод, что его успешное применение требует согласия изохроны с наблюдательными данными в исследуемом интервале цветов на уровне характерной разницы между $G(q = 0.3)$ и $G(q = 0)$, то есть порядка 0.01 звездной величины. При этом мы не можем использовать напрямую эмпирическую изохрону как основу вместо теоретической, так как для перехода к координатам q и M нам нужны значения масс, которые соответствуют разным абсолютным величинам. Такой информации при построении эмпирической изохроны у нас нет. Этот метод наиболее эффективен в очень узком интервале $(BP - RP) \in [0.13; 0.33]$, на котором для модельных данных верно отождествляются двойные звезды с $q > 0.3$.

Метод профилей не имеет ограничений по показателю цвета и может работать на любом промежутке ГП, но может давать заниженные результаты на малонаселенных участках ГП. Метод профилей верно определяет двойные звезды с $q > 0.37$.

Теоретически оба метода одинаково работают в пределах своих ограничений и потенциально являются взаимодополняющими, но на практике методы дают различный результат при применении на одинаковых участках ГП.

На данный момент мы не можем предложить метода проверки наличия смещения теоретической изохроны от истинной, а также его размер. По этой причине мы не можем сделать вывод о том, какой метод лучше и точнее описывает данные.

Исследование частично поддержано РФФИ и DFG в рамках научного проекта № 20-52-12009.

Список литературы

1. H. Haffner and O. Heckmann, *Veroeffentlichungen der Universitaets-Sternwarte zu Goettingen*, **0004**, 77, 1937.
2. A. Maeder, *A&A*, **32**, 177, 1974.
3. J. Hurley and C. A. Tout, *MNRAS*, **300**, 977, 1998.
4. M. Reggiani and M. R. Meyer, *A&A*, **553**, A124, 2013.
5. A. Duquennoy and M. Mayor, *A&A*, **248**, 485, 1991.
6. J. Fisher, K.-P. Schröder, and R. C. Smith, *MNRAS*, **361**, 495, 2005.
7. D. Raghavan, H. A. McAlister, T. J. Henry, D. W. Latham, et al., *ApJS*, **190**, 1, 2010.
8. M. Moe and R. Di Stefano, *ApJS*, **230**, 15, 2017.
9. P. F. L. Maxted, R. D. Jeffries, J. M. Oliveira, T. Naylor, and R. J. Jackson, *MNRAS*, **385**, 2210, 2008.
10. A. P. Milone, G. Piotto, L. R. Bedin, A. Aparicio, et al., *A&A*, **540**, A16, 2012.
11. J. Patience, A. M. Ghez, I. N. Reid, and K. Matthews, *ApJ*, **123**, 1570, 2002.
12. P. Kroupa, in J. Alves, B. G. Elmegreen, J. M. Girart, and V. Trimble, eds., *Computational Star Formation, IAU Symposium*, volume 270, 141–149 (2011).
13. A. M. Geller, J. R. Hurley, and R. D. Mathieu, *AJ*, **145**, 8, 2013.
14. R. J. Parker and M. M. Reggiani, *MNRAS*, **432**, 2378, 2013.
15. G. Duchêne and A. Kraus, *Annu. Rev. A&A*, **51**, 269, 2013.
16. P. Kroupa, in T. Montmerle and P. André, eds., *From Darkness to Light: Origin and Evolution of Young Stellar Clusters, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 243, 387 (2001).
17. P. Bianchini, M. A. Norris, G. van de Ven, E. Schinnerer, A. Bellini, R. P. van der Marel, L. L. Watkins, and J. Anderson, *ApJL*, **820**, L22, 2016.
18. B. W. Carroll and D. A. Ostlie, *An introduction to modern astrophysics* (Pearson Addison-Wesley, 2007), 2nd edition.
19. M. Kouwenhoven, A. Brown, S. Goodwin, S. Portegies Zwart, and L. Kaper, *A&A*, **493**, 2009.
20. P. Marigo, L. Girardi, A. Bressan, P. Rosenfield, et al., *ApJ*, **835**, 77, 2017.
21. A. F. Seleznev, E. Avvakumova, M. Kulesh, J. Filina, P. Tsaregorodtseva, and A. Kvashnina, *Open Astronomy*, **26**, 80, 2017.

Обнаружение и каталогизация малоразмерного фрагмента космического мусора 20-й звездной величины

Бахтигараев Н.С.¹, Левкина П.А.¹, Шеин А.В.²

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²Терскольский филиал Института астрономии РАН, Кабардино-Балкария, Россия

На обсерватории Терскольского филиала ИНАСАН 24 сентября 2020 г. на комплексе телескопа Цейсс-2000 впервые был обнаружен и наблюдался в течение двух ночей фрагмент космического мусора 20-й звездной величины на геосинхронной орбите, что соответствует размерам менее 10 см. Объект был каталогизирован в динамической базе космических объектов ИПМ им. М.В. Келдыша под номером 71113. Топоцентрическое расстояние до фрагмента во время наблюдений менялось от 36862 км до 37224 км при фазовых углах от 53° до 68°, амплитуда изменения блеска объекта — от 19-й до 21-й звездной величины в интегральном свете. Приводятся параметры орбиты и диаграммы изменения блеска.

Ключевые слова: малоразмерный космический мусор, орбитальные параметры, обнаружение объектов в геостационарной области

Detection and cataloging of space debris' small-sized fragment of the 20th stellar magnitude

Bakhtigaraev N.S.¹, Levkina P.A.¹, Shein A.V.²

¹Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

²Terskol Branch of Institute of Astronomy of the RAS, Kabardino-Balkaria, Russia

On September 24, 2020, at the Terskol observatory of INASAN, a fragment of space debris' of the 20th magnitude in geosynchronous orbit was first detected and observed for two nights using the Zeiss–2000 telescope, which corresponds to a size of less than 10 cm. The object was catalogued in the dynamic database of space objects of the Keldysh Institute of the RAS under the number 71113. The topocentric distance to the fragment during observations varied from 36862 km to 37224 km at phase angles from 53° to 68°. The object's brightness ranged from the 19th to the 21st magnitude. The parameters of the orbit and the brightness change diagrams are given.

Keywords: small-sized space debris, orbital parameters, detection of objects in the geostationary region

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.009

В Терскольском филиале ИНАСАН на комплексе телескопа Цейсс-2000 ведутся исследования космического мусора по международной научной программе «Астрономия в Приэльбрусье». Особое внимание при наблюдениях уделяется поиску и обнаружению ранее не наблюдавшихся объектов слабее 18-й звездной величины [1]. 24 сентября 2020 г. был обнаружен неизвестный фрагмент космического мусора 20-й видимой звездной величины. Фрагмент наблюдался 64 минуты, наблюдения были продолжены 25 сентября. Такие слабые объекты на Терскольской обсерватории наблюдались и прежде, но ранее не удавалось получить достаточное количество измерений для каталогизации.

По наблюдениям нового объекта в сентябре 2020 г. точность определения элементов орбиты оказалась достаточной для каталогизации в динамической базе космических объектов ИПМ им. М.В. Келдыша под номером 71113. Блеск объекта переведен в линейные размеры по рекомендациям из статьи [2], подтвержденным наблюдениями [3], и соответствует размерам менее 10 см. При проведении наблюдений и при предварительной редукции изображений используются программный модуль CameraControl и комплекс Apex II, разработанные в Пулковской обсерватории РАН [4, 5]. Вычисления параметров орбит и оценки точности прогноза движения выполнены на основе численно-аналитической теории движения ИСЗ, разработанной в ГАИШ МГУ [6].

Максимальный блеск объекта 71113 во время наблюдений несколько раз достигал 19-й видимой величины, в минимуме блеск не уменьшался слабее 21-й величины; объект присутствует на всех полученных кадрах. На рис. 1 и 2 показаны диаграммы изменения блеска в интегральном свете 24 и 25 сентября 2020 г.

По измерениям, полученным 24 сентября, с помощью метода Лапласа были вычислены элементы предварительной орбиты объекта. Методом наименьших квадратов были улучшены предварительные элементы орбиты. Диаграмма остаточных отклонений положений объекта 71113 представлена на рис. 3. Точность определения координат для такого объекта со слабым блеском оказалась высокой: $\sigma_{\Delta\alpha \cos \delta} = \pm 0.36''$, $\sigma_{\delta} = \pm 0.23''$.

На основе улучшенных элементов орбиты был выполнен прогноз движения объекта на следующий вечер, вычислены эфемериды и выбран интервал измерений. Во второй вечер 25 сентября 2020 года объект был обнаружен рядом с эфемеридным положением. Измерения были выполнены на интервале от 00^h34^m45^s

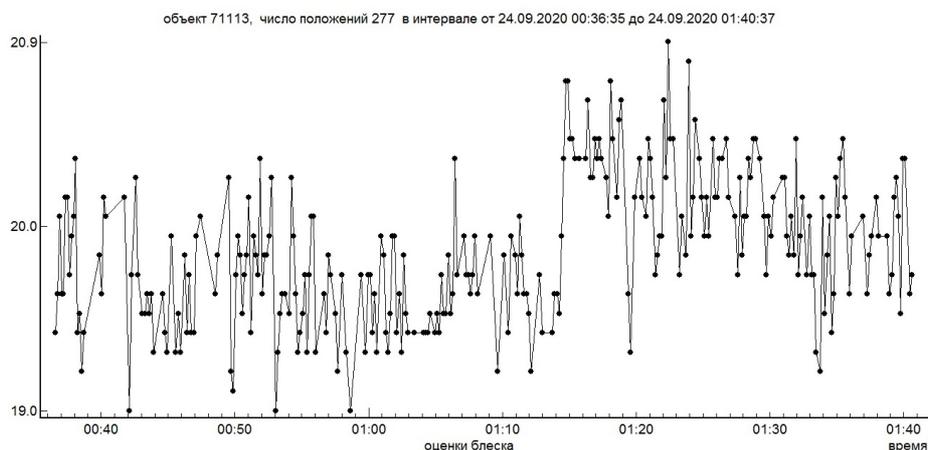


Рис. 1: Диаграмма изменения блеска фрагмента 71113 по наблюдениям на Терскольской обсерватории 24 сентября 2020 г.

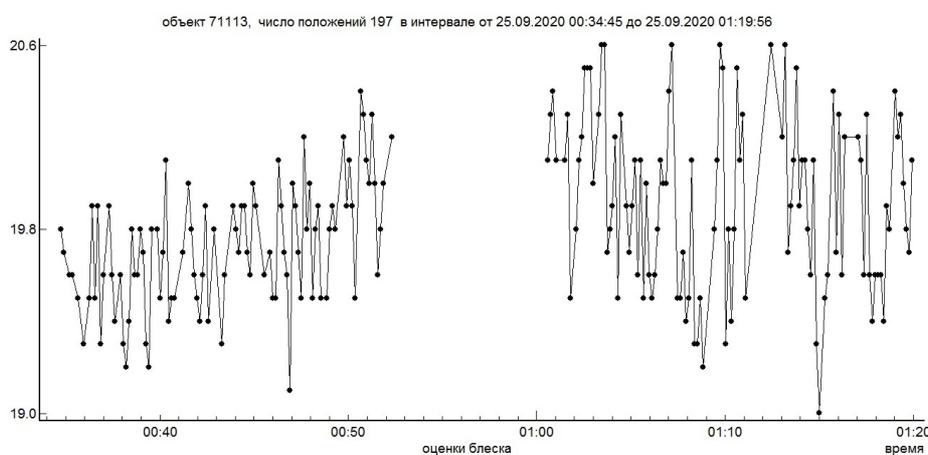


Рис. 2: Диаграмма изменения блеска фрагмента 71113 по наблюдениям на Терскольской обсерватории 25 сентября 2020 г.

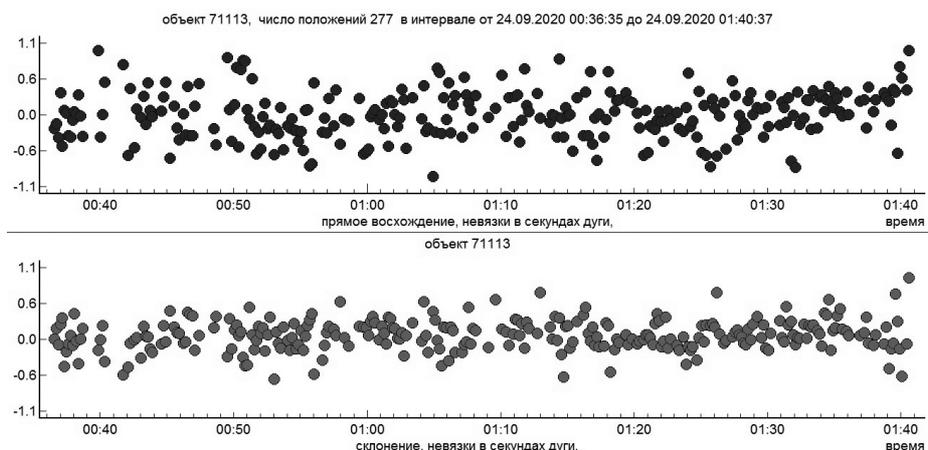


Рис. 3: Остаточные отклонения по прямому восхождению и склонению после улучшения элементов орбиты, $\sigma_{\Delta\alpha \cos \delta} = \pm 0.36''$, $\sigma_{\delta} = \pm 0.23''$.

до $01^{\text{h}}19^{\text{m}}56^{\text{s}}$ UTC. После редукиции измерений было получено 197 положений объекта. В табл. 1 приведены результаты определения оскулирующих элементов орбиты.

В современной космической деятельности все большее внимание уделяется сложной и пока не решенной задаче обнаружения и мониторинга сверхмалоразмерных объектов (менее 5 см на низких орбитах и

Таблица 1: Результаты определения оскулирующих элементов орбиты.

Элементы	предварительные	улучшенные	улучшенные
	(первый вечер) 277 положений	(первый вечер) 197 положений	(два вечера) 474 положения
UTC 24:09:2020	01:09:38.000	00:00:00.000	00:00:00.000
a (км)	41845.328	41775.805 ± 0.03	41788.778 ± 0.02
e	0.0269298	0.0273709 ± 0.0000009	0.0273276 ± 0.0000007
i ($^\circ$)	8.3837	8.4320 ± 0.000003	8.4316 ± 0.000002
Ω ($^\circ$)	336.4906	336.0379 ± 0.0005	336.0381 ± 0.0003
ω ($^\circ$)	348.1784	346.3394 ± 0.0004	346.8404 ± 0.0002
M ($^\circ$)	94.3283	79.1573 ± 0.0004	78.6653 ± 0.0002
A/m ($\text{м}^2/\text{кг}$)	—	—	3.384 ± 0.006

менее 10 см в области геосинхронных орбит). Результаты наблюдений показали эффективность крупных астрономических телескопов для обнаружения и каталогизации космического мусора на геостационарной орбите. На обсерватории Терскольского филиала ИНАСАН 24 сентября 2020 г. на комплексе телескопа Цейсс-2000 впервые был обнаружен и наблюдался на ГСО в течение двух ночей фрагмент космического мусора 20-й звездной величины (размером менее 10 см). В динамической базе космических объектов ИПМ им. М.В. Келдыша объект каталогизирован под номером 71113. Это фрагмент космического мусора, имеющий большое отношение площади к массе — $3.38 \text{ м}^2/\text{кг}$. Таким образом, продемонстрированы потенциальные и пока малоиспользуемые возможности крупных российских телескопов для решения проблемы космического мусора, имеющей как научное, так и прикладное значение.

Список литературы

1. P. Levkina, N. Bakhtigaraev, K. Martynyuk-Lototsky, S. Velichko, I. Sokolov, A. Bondar, P. Khorunzhiy, and V. Chazov, *Open Astronomy*, **27**, 310, 2018.
2. G. A. McCue, J. G. Williams, and J. M. Morford, *P&SS*, **19**, 851, 1971.
3. I. Korobtsev, T. Tsukker, M. Mishina, V. Goryashin, and M. Eselevich, *Solar-Terrestrial Physics*, **6**, 94, 2020.
4. A. V. Devyatkin, D. L. Gorshanov, V. V. Kouprianov, and I. A. Verestchagina, *Solar System Research*, **44**, 68, 2010.
5. V. Kouprianov, *Advances in Space Research*, **41**, 1029, 2008.
6. V. V. Chazov, *Trudy SAI MSU*, **68**, 5, 2000.

Проект эшелле-спектрополяриметра первичного фокуса БТА

Панчук В.Е.^{1,2}, Ключкова В.Г.¹, Юшкин М.В.¹, Сачков М.Е.³, Якопов Г.В.¹, Верич Ю.Б.¹, Емельянов Э.В.¹

¹ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, КЧР, Россия

² Северо-Кавказский Федеральный университет, Ставрополь, Россия

³ Институт астрономии РАН, Москва, Россия

Сообщается о завершении очередного этапа работ по созданию эшелле-спектрографа ESPriF, предназначенного для спектроскопии и спектрополяриметрии звезд и планетарных туманностей. Потенциальное качество нового спектрографа оценивается относительно характеристик Основного звездного спектрографа (ОЗСП) БТА, используемого сегодня для обеспечения большей части программ спектроскопии и спектрополяриметрии звезд в РФ. Спектрограф ESPriF планируется использовать в качестве одного из средств наземной поддержки проекта «Спектр-УФ».

Ключевые слова: спектроскопия, спектрографы, наземная поддержка космических миссий

A project of echellé spectropolarimeter for the primary focus of the 6-m BTA telescope

Panchuk V.E.^{1,2}, Klochkova V.G.¹, Yushkin M.V.¹, Sachkov M.E.³, Yakopov G.V.¹, Verich Yu.B.¹, Emelyanov E.V.¹

¹ Special Astrophysical Observatory of the RAS, Nizhny Arkhyz, KChR, Russia

² North-Caucasian Federal University, Stavropol, Russia

³ Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

In this paper we inform that the next step of a creation of echellé spectropolarimeter ESPriF for the primary focus of the 6-m BTA telescope has finished. The instrument will be used for spectroscopy and spectropolarimetry of stars and planetary nebulae. The instrument potential quality was estimated in comparison with the Main Stellar Spectrograph (MSS) of BTA, which is used currently for the most Russian spectroscopic and spectropolarimetric programs. The ESPriF spectrograph will be used as an instrument for ground support observations of the “Spektr-UF” space mission.

Keywords: spectroscopy, spectrographs, ground support of space missions

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.010

1. Введение

В семействе телескопов большого диаметра только 6-метровый телескоп БТА имеет крупногабаритную кабину (внутренний диаметр 160 см) первичного фокуса (ПФ, относительное отверстие 1:4), где проектировщики 60-х предполагали размещать наблюдателя и небольшую аппаратуру (спектрограф среднего разрешения или кассету Ричи). С развитием техники эшелле-спектроскопии появилась возможность построить для ПФ БТА спектрограф, по величине спектрального разрешения не уступающий наиболее популярному варианту использования (со светосильной камерой Шмидта) Основного звездного спектрографа (ОЗСП, [1]). Первая версия эшелле-спектрографа для первичного фокуса PFES [2] была разработана и изготовлена в 1995 г., что являлось частью программы перевода техники спектроскопии звезд на коллимированные пучки большого диаметра. По этой программе, предложенной и выполненной в лаборатории астроспектроскопии (ЛА)¹, эшелле-спектрографы с диаметрами коллимированного пучка $d = 80$ мм [3], $d = 100$ мм [4], $d = 130$ мм [5], были демонтированы с платформы фокуса Нэмит-2 и заменены на эшелле-спектрограф НЭС, $d = 235$ мм [6, 7], в конструкцию которого была встроена модифицированная версия эшелле-спектрографа Лунах, $d = 100$ мм [8]. Несколько позже сотрудниками ЛА был реконструирован и ОЗСП. Диспергирующий узел светосильных камер, оснащенный сменными дифракционными решетками с размерами заштрихованной части 200×300 мм², был заменен на узел, разработанный для комплекта сменных решеток с размерами заштрихованной части 320×360 мм², что позволяет использовать весь коллимированный пучок, $d = 258$ мм [1]. На период полной реконструкции фокуса Нэмит-2 (основные работы были выполнены в течение 1997 г.), спектроскопию звезд предполагалось проводить в ПФ БТА, с этой целью и был изготовлен эшелле-спектрограф PFES. Спектрограф был оснащен сменными коллиматорами, т.к. планировалось использовать его и на других телескопах, с относительным отверстием 1:8 и 1:13 (см. рис. 1).

2. Развитие метода

Популярность PFES оказалась высокой, и заявки на использование этого прибора в ПФ БТА поступали несколько лет, до выхода из строя приемника (матрицы ПЗС форматом 1024×1024 пикселей). PFES, пригодный для наблюдений слабых звезд (см., например, [9]), и звездообразных объектов (до ярких квазаров,

¹<https://www.sao.ru/hq/ssl>



Рис. 1: Изображение эшелле-спектра G-звезды, полученное спектрографе PFES, установленном с коллиматором 1:13 на 1-метровом телескопе САО РАН.

включительно), использовался, главным образом, для выполнения программы исследования звезд на стадии post-AGB [10, 11]. Дооснащение PFES анализатором линейной поляризации позволило провести спектрополяриметрические исследования нескольких объектов, см., например, [12]. Поэтому следующая версия прибора, PFES-2 [13], изначально разрабатывалась в варианте эшелле-спектрополяриметра, с ахроматическими фазосдвигающими пластинками и двулучепреломляющим элементом. Если на PFES в качестве элементов скрещенной дисперсии использовались сменные решетки, работающие в первом порядке (примеры изображений представлены на рис. 2, 3), то на спектрополяриметре PFES-2 была реализована идея уменьшения высоты спектральных порядков путем применения системы призм скрещенной дисперсии, работающих вне условия минимального отклонения (рис. 4). Это было необходимо для упаковки на приемнике скромных размеров, — вдвое большего числа порядков (в режиме спектрополяриметрии каждый порядок изображается дважды). Для спектрополяриметра PFES-2 был разработан локальный корректор положения звезды (ЛКПФ), удерживающий положение центра изображения звезды с точностью 0.1 угл.сек. (см. рис. 5, заимствованный из [14]). Предполагалось, что эшелле спектрограф первичного фокуса будет составной частью спектрального комплекса, концепция которого была предложена в [15]. Однако эта концепция не была поддержана, и развитие эшелле-спектроскопии в ПФ продолжилось как инициативный проект лаборатории.

Таким образом, спектрограф PFES, разработанный в качестве временного средства, на период реконструкции аппаратуры фокуса Нэсмита-2, в дальнейшем послужил основой для разработки перспективного проекта для первичного фокуса БТА.

3. Параметры и конструкция эшелле-спектрографа ESPriF

Относительно параметров спектрографа PFES ($d = 50$ мм, эшелле $\operatorname{tg} \Theta_b = 2$, плотность 75 штр/мм, спектральное разрешение $R = 15000$), параметры ESPriF увеличены ($d = 70$ мм, эшелле $\operatorname{tg} \Theta_b = 3$, плотность 75 штр/мм). Оценивая в приближении автоколлимации ($R = 2d \operatorname{tg} \Theta_b / sD$), получили, что спектрограф ESPriF по сравнению с PFES будет иметь двукратный выигрыш в спектральном разрешении R , при неизменной ширине щели s (здесь Θ_b — угол блеска эшелле и D — диаметр телескопа). Дальнейшее увеличение d ограничено габаритами кабины ПФ и необходимостью вращения спектрографа на поворотном столе (вокруг главной оптической оси телескопа, по т.н. углу $P2$). Увеличивать угол блеска до $\Theta_b = 4$ тоже нельзя, это потребует применения схемы белого зрачка (см. [16]), что для кабины ПФ неприемлемо по габаритным соображениям. Ключевым решением в конструкции ESPriF является схема узла скрещенной дисперсии. Известно, что применение призмы (или системы призм) в качестве узла скрещенной дисперсии приводит к неравномерному заполнению кадра порядками эшелле-спектра, причем длинноволновые порядки располагаются плотнее. Сочетание распределения энергии у большинства звезд и кривой чувствительности приемника такое, что, по сравнению с коротковолновыми порядками, сигнал в наиболее плотно расположенных

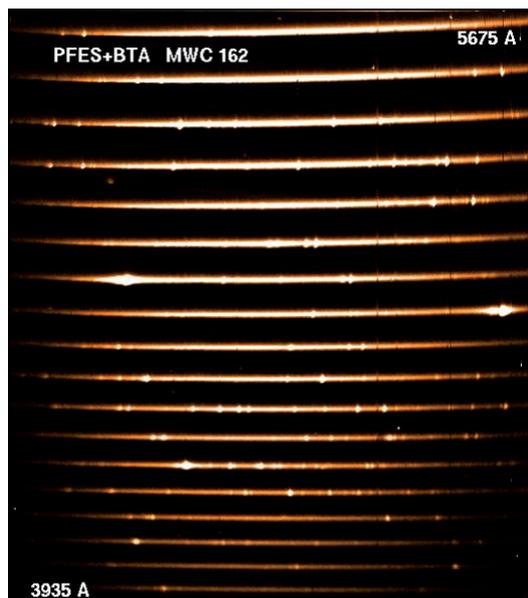


Рис. 2: Изображение эшелле-спектра звезды с оболочкой, полученное с решеткой скрещенной дисперсии 600 штр/мм. В средней части кадра, в двух соседних порядках видна линия H_{β} .

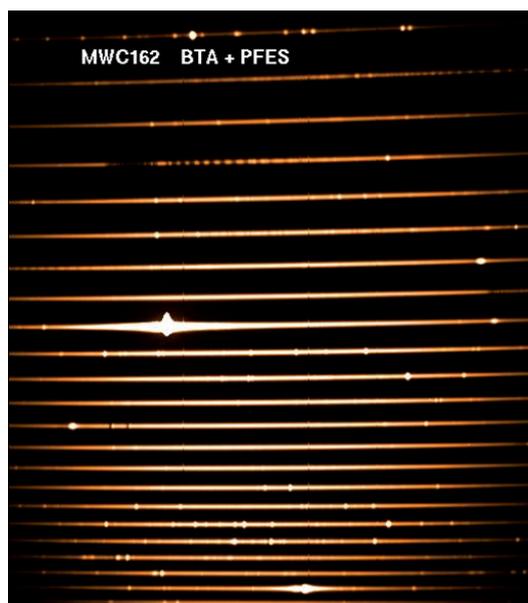


Рис. 3: Изображение эшелле-спектра звезды с оболочкой, полученное с решеткой скрещенной дисперсии 300 штр/мм. Диапазон длин волн 470–850 нм. В средней части кадра — линия H_{α} , внизу — линия H_{β} .

порядках возрастает, увеличивая уровень рассеянного света, заполняющего, в т.ч., и межпорядковые зоны в изображении эшелле-спектра. В итоге процедура экстракции одномерных векторов из эшелле-изображений может работать некорректно. В случае применения решетки скрещенной дисперсии проблема корректного учета рассеянного света выйдет не столь остро (см. рис. 2, 3), но формат приемника тоже используется неэкономично (теперь в длинноволновой области). Для равномерного распределения спектральных порядков на площади светоприемника, можно применять гризму, т.е., призму, на одну из плоскостей которой нанесена прозрачная реплика (см., например, [17]). Однако в конструкциях с гризмой (как и с призмой) возможность изменения регистрируемого диапазона (без изменения положения камеры спектрографа) ограничена. В оптической схеме ESPriF [18] для равномерного разведения порядков мы применили тандем из решетки и призмы (рис. 6), где угол падения на дифракционную решетку можно изменять в небольших пределах. Поворачивая решетку, мы можем осуществлять тонкую настройку положения спектральных

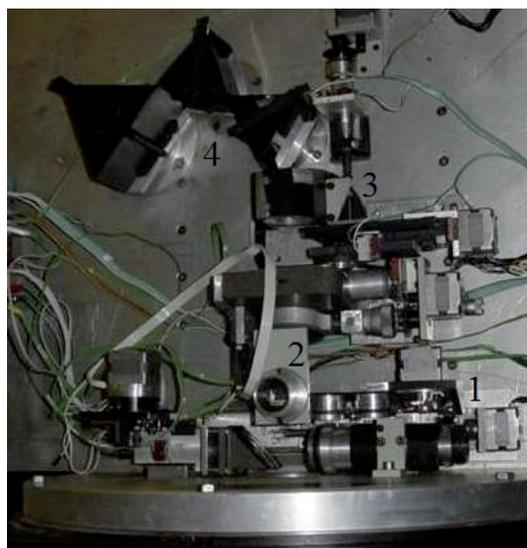


Рис. 4: Спектрополяриметрический модуль (1), целевая часть (2), коллиматор (3) и призмы скрещенной дисперсии (4) спектрографа PFES-2. Эшелле и линзовая камера демонтированы.

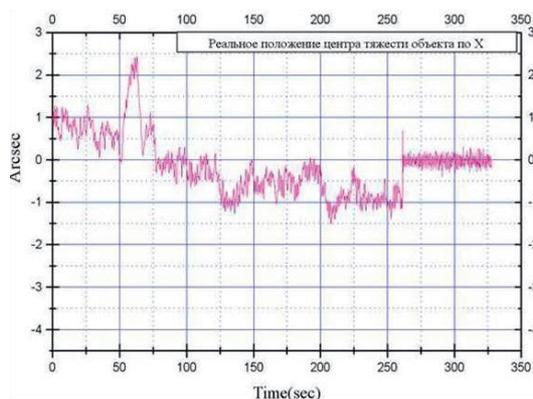


Рис. 5: Колебания центра изображения звезды в ПФ БТА по одной координате (абсцисса). Локальный корректор первичного фокуса (ЛКПФ) включен на 260-й секунде.

порядков (что необходимо, например, при работе в спектрополяриметрической моде). Такое решение позволяет расположить элементы узла скрещенной дисперсии по обе стороны от коллимированного пучка, что делает конструкцию ESPriF более компактной (вдоль радиуса цилиндрической кабины ПФ). Положение камеры спектрографа остается в такой схеме неизменным. Линзовая камера 1:1.8 с фокусным расстоянием $F = 200$ мм строит изображение на приемнике форматом 2048×2048 пикселей.

На рис. 7 приведен вид спектра лабораторного источника (линии Hg I и непрерывный спектр люминофора). Видно, что расстояние между порядками изменяется в небольших пределах, что позволит проводить спектрополяриметрические наблюдения в широком диапазоне длин волн.

В отличие от PFES, при разработке ESPriF приняты меры по снижению потерь на оптических поверхностях (линзовая оптика коллиматора и камеры просветлена, просветлены поверхности призмы, с учетом рабочих углов). Решетка эшелле нарезана на полную глубину штриха (см. [7]), для этого пришлось отказаться от плотности нарезки 37.5 штр/мм, жертвуя перекрытием длинноволновых порядков. Максимальная концентрация света в рабочем порядке решетки скрещенной дисперсии достигнута после нескольких экспериментов в лаборатории дифракционных решеток ГОИ. Положительные результаты реконструкции и лабораторных испытаний ЛКПФ позволяют ожидать выигрыш в светосиле по потоку L , более чем на одну звездную величину (при двукратном выигрыше в R).

Оценим выигрыш в потенциальном качестве $Q = RLN$ (определение см. в [19] или в [20]) спектрографа ESPriF относительно ОЗСП. По числу одновременно регистрируемых элементов спектра N получим, что при 4608 пикселях вдоль каждого из двух одновременно регистрируемых низких спектральных порядков

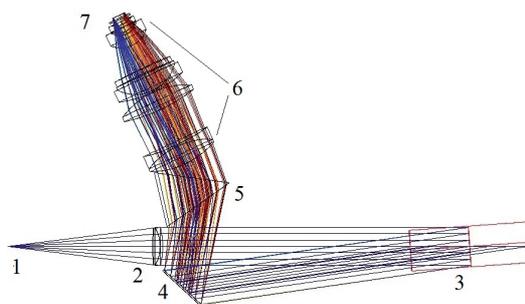


Рис. 6: Схема ядра спектрографа. Обозначения: 1 — входная щель, 2 — линзовый коллиматор, 3 — эшелле (штрихи параллельны плоскости чертежа), 4 — решетка скрещенной дисперсии (штрихи перпендикулярны плоскости чертежа), 5 — призма, 6 — оптика камеры, 7 — площадка матрицы ПЗС.

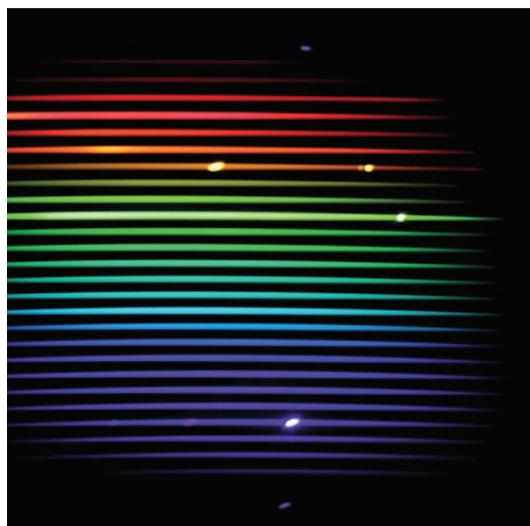


Рис. 7: Вид спектра лабораторного источника, зарегистрированного на ESPriF. В каждом порядке длина волны растет слева направо. В порядках, снизу вверх, линии Hg I: фиолетовая линия $\lambda = 404.67$ нм; в синем диапазоне, самая яркая из трех $\lambda = 435.84$ нм; зеленая $\lambda = 546.07$ нм; желтый дублет $\lambda = 576.96$ нм и $\lambda = 579.07$ нм. В верхней части кадра — линия $\lambda = 404.67$ нм из второго порядка дифракционной решетки узла скрещенной дисперсии.

на камере Шмидта ОЗСП, и при 2048 пикселях вдоль каждого из 30 одновременно регистрируемых порядков на ESPriF, выигрыш в N составит 6.7 раз (в предположении, что аппаратные функции спектрографов равны). По величине спектрального разрешения R выигрыш ESPriF составит 2.1 раза (для камеры Шмидта ОЗСП приняли $R \approx 14000$). Выигрыш в светосиле по потоку L примем равным одной звездной величине (хотя с учетом потерь на втором и третьем зеркалах БТА, потерь на большом центральном экранировании в камере Шмидта и потерь на призме Амичи — это заниженная оценка выигрыша). Ожидаемый выигрыш в L за счет применения нового ЛКПФ, за счет снижения потерь на оптических поверхностях схемы спектрографа, — мы пока не учитываем. Поэтому $Q = 6.7 \times 2.1 \times 2.5 = 35.1$ считаем оценкой снизу. Что касается такого параметра, как число одновременно передаваемых элементов изображения (или потенциального фактора спектральной одновременности M по Дж. Миберну [19]), то этот параметр в системах скрещенной дисперсии не оценивается из-за ограниченной высоты щели (деккера). Однако при спектроскопии эмиссионных туманностей (см. рис. 8) параметр M может быть значительным, т.к. доплеровские изображения, регистрируемые в отдельных линиях, могут перекрывать соседние порядки, см., например, рис. 8. Здесь преимуществом наблюдений в первичном фокусе является возможность разворота спектрографа по позиционному углу $P2$, что позволит ставить на БТА программы доплеровской томографии в различных эмиссионных линиях.

Отдельные конструктивные решения по узлам спектрографа и системе управления можно найти в [21]. Здесь только отметим, что ряд изменений в конструкции, состоявшихся по ходу разработки спектрографа обязан расширению наших возможностей. Например, высокоточные детали изготовлены на станках с ЧПУ,

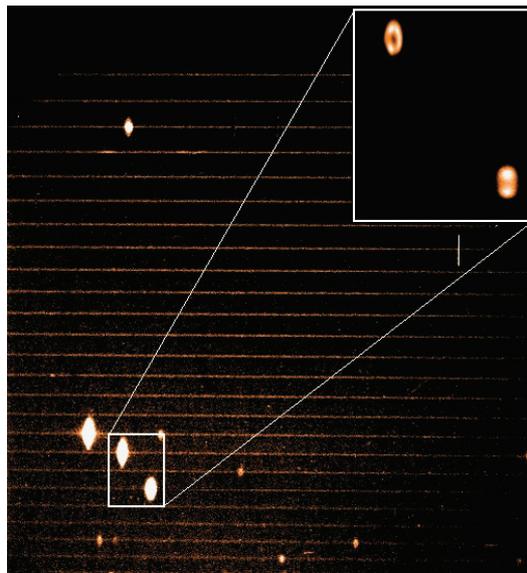


Рис. 8: Пример изображения спектра планетарной туманности IC 3568, полученного на БТА. На врезке видно, что в линиях различных элементов ($H\beta$ и $[O\ III] \lambda = 495.9\text{ нм}$) геометрия движений различна. Под врезкой видна узкая линия ионосферного происхождения $[O\ I] \lambda = 557.7\text{ нм}$, высота которой ограничивается высотой щели спектрографа. Положения порядков обозначены спектром центральной звезды (континуум и широкие эмиссии).

декеры изготовлены с применением лазерных технологий (форма и размеры выдержаны с точностью около 1 мкм). Кроме того, оптика спектрографа позволяет использовать приемник увеличенного формата.

4. Заключение

Разработана и испытана в лаборатории конструкция нового спектрального прибора — эшелле спектрографа-поляриметра первичного фокуса БТА. После оснащения ESPriF эффективным светоприемником, на 6-метровом телескопе появится метод, расширяющий наши возможности в области спектроскопии и спектрополяриметрии слабых звезд и туманностей. О планах использования этого спектрографа в программах наземной поддержки проекта «Спектр-УФ» уже упоминалось в работах [22, 23, 24].

Работа поддержана в рамках проектов: РФФИ (18-02-00029, 19-07-01176), Программы Президиума РАН (№28 «Космос: исследования фундаментальных процессов и их взаимосвязей»). В части работ по наземному сопровождению проекта «Спектр-УФ» авторы признательны правительству Российской Федерации и Министерству высшего образования и науки РФ за поддержку по гранту 075–15–2020–780 (N13.1902.21.0039).

Список литературы

1. V. E. Panchuk, G. A. Chuntunov, and I. D. Naidenov, *Astrophysical Bulletin*, **69**, 339, 2014.
2. V. E. Panchuk, I. D. Najdenov, V. G. Klochkova, A. B. Ivanchik, S. V. Yermakov, and V. A. Murzin, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory*, **44**, 127, 1997.
3. V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, and V. P. Ryadchenko, *Soviet Astronomy Letters*, **17**, 274, 1991.
4. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, G. A. Galazutdinov, V. P. Ryadchenko, and E. L. Chentsov, *Astronomy Letters*, **19**, 431, 1993.
5. E. B. Gazhur, V. G. Klochkova, and V. E. Panchuk, *Soviet Astronomy Letters*, **16**, 202, 1990.
6. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, M. V. Yushkin, and I. D. Naydenov, *Opticheskij Jurnal*, **76**, 2, 2009.
7. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, and M. V. Yushkin, *Astronomy Reports*, **61**, 820, 2017.
8. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, M. V. Yushkin, G. V. Yakopov, and Y. B. Verich, *Izvestiya Vuzov. Priborostroenie*, **59**, 1018, 2016.
9. T. Kipper and V. G. Klochkova, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4346**, 1, 1996.
10. V. G. Klochkova, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory*, **44**, 5, 1997.
11. V. G. Klochkova, *Astrophysical Bulletin*, **74**, 140, 2019.
12. V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, M. V. Yushkin, and A. S. Miroshnichenko, *Astronomy Reports*, **48**, 288, 2004.
13. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, M. V. Yushkin, and A. S. Miroshnichenko, *Preprint SAO RAS*, **159**, 1, 2001.
14. M. V. Yakopov, *Razrabotka i issledovanie programmno-apparatnykh vychislitelnykh sredstv avtomatizatsii pretsizionnykh atrofizicheskikh eksperimentov* (2006).

15. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, and M. V. Yushkin, in L. Mashonkina and M. Sachkov, eds., *Spectroscopic methods in modern astrophysics*, 166–177 (2007).
16. V. E. Panchuk, M. V. Yushkin, and M. V. Yakopov, *Astrophysical Bulletin*, **66**, 355, 2011.
17. V. E. Panchuk, M. V. Yushkin, V. G. Klochkova, G. V. Yakopov, and Y. B. Verich, *Astrophysical Bulletin*, **70**, 226, 2015.
18. V. Panchuk, M. Yushkin, V. Klochkova, and M. Sachkov, in C. J. Evans, L. Simard, and H. Takami, eds., *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9908, 99086Y (2016).
19. J. Meaburn, *Detection and Spectrometry of Faint Light, (1976)*, volume 56 (1976).
20. V. G. Klochkova and V. E. Panchuk, *Astrofizicheskie Issledovaniia Izvestiya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii*, **33**, 3, 1991.
21. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, M. V. Yushkin, G. V. Yakopov, Y. B. Verich, and M. E. Sachkov, in Y. Y. Balega, D. O. Kudryavtsev, I. I. Romanyuk, and I. A. Yakunin, eds., *Stars: From Collapse to Collapse, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 510, 562 (2017).
22. V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, and M. E. Sachkov, in D. V. Bisikalo and D. S. Wiebe, eds., *A.A. Boyarchuk Memorial Conference*, 394–398 (2018).
23. V. Panchuk, M. Sachkov, and V. Klochkova, in C. J. Evans, L. Simard, and H. Takami, eds., *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 10702, 107022R (2018).
24. M. Sachkov, V. Panchuk, V. Klochkova, S. Sichevsky, E. Kanev, and A. Kartashova, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **49**, 142, 2019.

Концепция лунного астрофизического УФ телескопа (проект Луна-УФ)

Сачков М.Е., Шугаров А.С., Шмагин В.Е., Сичевский С.Г.

Институт астрономии РАН, Москва, Россия

В работе предложена концепция широкоугольного УФ телескопа небольшой апертуры для проведения обзорных наблюдений в УФ с поверхности Луны с целью устранения неполноты каталога УФ-источников GALEX, а также для решения ряда других научных задач, решение которых затруднено при использовании наземных телескопов. Кратко рассмотрены варианты оптической схемы, способов наведения телескопа, предложены научные светофильтры и современный КМОП детектор.

Ключевые слова: космическое приборостроение, УФ телескоп, УФ астрономия, астрономические наблюдения с Луны

The concept of the Moon-based astrophysical UV telescope (The Luna-UV project)

Sachkov M.E., Shugarov A.S., Shmagin V.E., Sichevsky S.G.

Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

We present the concept of a small-aperture wide field UV telescope for conducting survey observations in UV from the Moon surface in order to eliminate the incompleteness of the GALEX catalog of UV sources, as well as to solve a number of other scientific problems that are difficult to solve when using ground-based telescopes. We briefly discuss the variants of the optical scheme, methods of pointing the telescope, scientific light filters and a modern CMOS detector.

Keywords: Space Instrumentation, UV Telescope, UV Astronomy, Astronomy from the Moon

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.011

1. Введение

УФ наблюдения с поверхности Луны представляют уникальную возможность проведения исследований со стабильной платформы за пределами земной атмосферы. Небольшой УФ телескоп может быть использован в качестве прибора как для посадочного, так и для орбитального модулей.

Перечислим преимущества расположения телескопа на Луне:

- стабильное с точки зрения микровозмущений положение телескопа (у некоторых космических аппаратов могут быть проблемы со стабильностью наведения во время длительных экспозиций);
- отсутствие атмосферы;
- нахождение над основными слоями геокороны (свечение геокороны в УФ влияет на наблюдения, приводимые с низкой околоземной орбиты).

Одной из актуальных задач современной УФ астрономии является восполнение пробелов в каталоге GALEX, который покрывает около 77% небесной сферы в различных режимах, на оставшейся части небесной сферы, причем по возможности в совместимой фотометрической системе. Непокрытая проектом GALEX часть небесной сферы преимущественно содержит яркие источники, наблюдение которых возможно с помощью относительно небольшого телескопа. Луна является удобным местом для размещения подобного телескопа.

Перечислим основные научные задачи проекта Луна-УФ:

- восполнение существенных пробелов во всенебесном каталоге УФ источников проекта GALEX в части областей с яркими звездами и с большой плотностью звезд, преимущественно в области Млечного Пути, а также дополнение каталога в фильтре FUV, наблюдения в котором в проекте GALEX не были доведены до конца по причине отказа детектора;
- наблюдение транзиентных объектов в УФ;
- наблюдение оптических и УФ компонентов от гравитационных и гамма-всплесков;
- наблюдения малых тел Солнечной системы (астероиды, кометы) внутри орбиты Земли, т.е. находящихся на дневном небе при наблюдениях с Земли, в том числе опасных тел, сближающихся с Землей;
- наблюдения малых тел Солнечной системы в УФ с целью уточнения химического состава.

Поскольку наблюдения в УФ с помощью наземных телескопов невозможны, а количество наблюдательного времени на крупных орбитальных телескопах, например, телескопе им. Хаббла, сильно ограничено, наличие небольшого УФ телескопа на поверхности Луны позволит внести значительный вклад в проведение оперативных наблюдений различных астрофизических объектов в УФ.

2. Всеневесный каталог GALEX

Проект GALEX был спроектирован для проведения всеневесного обзора УФ источников в 2-х полосах (рис. 1), соответствующих спектральной чувствительности двух солнечно-слепых МКП детекторов, работающих в режиме счета фотонов: FUV с максимумом чувствительности на 152.8 нм, (134.4–178.6 нм) и NUV с максимумом чувствительности на 231 нм (177.1–283.1 нм).

Спутник GALEX был запущен в 2003 г. и проработал до 2012 г. В ходе миссии было получено 100865 снимков, на которых было найдено около 583 млн. объектов.

Отличительная особенность МКП детекторов — ограничения на локальную максимальную скорость счета от точечного источника и на общую скорость счета от всех источников по кадру. Локальная предельная скорость счета для МКП детекторов определяет требование по полному отсутствию на кадре звезд, ярче установленного порога, что ограничивает область использования широкоугольного обзорного телескопа. Для проекта GALEX этот порог составляет 5000 соб/с ($mAB = 9.5$) для канала FUV и 30000 соб/с ($mAB = 8.9$) для канала NUV.

Кроме того, существует ограничение на суммарную скорость счета по кадру, которое ограничивает наблюдения скоплений и областей с высокой плотностью звезд. Для проекта GALEX эти порог составляет 15000 соб/с для канала FUV и 80000 соб/с для каналов NUV.

Из-за этих ограничений по результатам миссии GALEX в основном обзорном режиме (All-sky Imaging, AIS) с экспозицией 100 с были проведены наблюдения для 26000 кв.гр., причем после отказа детектора канала FUV в 2009 г. наблюдения проводились лишь в канале NUV. В режиме глубокого обзора (Medium Imaging, MIS) с экспозицией 1500 с было покрыто 1000 кв.гр., а также 80 кв.гр. с экспозицией 30000 с.

В настоящий момент каталог GALEX является единственным более или менее полноценным однородным каталогом УФ источников на небе. Неоднократно обсуждались проекты создания новых проектов (Супер-GALEX) для проведения более глубоких обзоров с лучшим угловым разрешением, а также необходимость восполнения пробелов в каталоге GALEX.

3. УФ телескопы небольшой апертуры с автономной системой наведения

В крупных проектах, телескоп, как правило, жестко соединен с платформой. Наведение на объект осуществляется поворотом всего космического аппарата (КА) с последующим успокоением и переходом в режим прецизионной стабилизации платформы с телескопом.

При проектировании относительно мелких телескопов, выступающих в роли дополнительной полезной нагрузки, либо если на КА имеется большое количество других научных приборов со своими требованиями к ориентации платформы, телескоп должен обеспечивать автономное наведение и слежение за интересующим объектом, а также, вероятно, автономную компенсацию остаточных дрейфов космической платформы.

Автономное наведение небольшого телескопа может осуществляться двумя способами — с помощью полноапертурного зеркала, установленного перед входным зрачком телескопа, или путем установки телескопа на полноценное опорно-поворотное устройство.

Основные преимущества наведения с помощью полноапертурного зеркала — быстрота наведения, малый момент инерции, и, как следствие, небольшой возмущающий момент во время перенаведения и возможность его компенсации; недостатки — увеличение габаритов и массы конструкции (размеры зеркала должны быть больше входной апертуры телескопа), дополнительная отражающая поверхность в оптическом тракте.

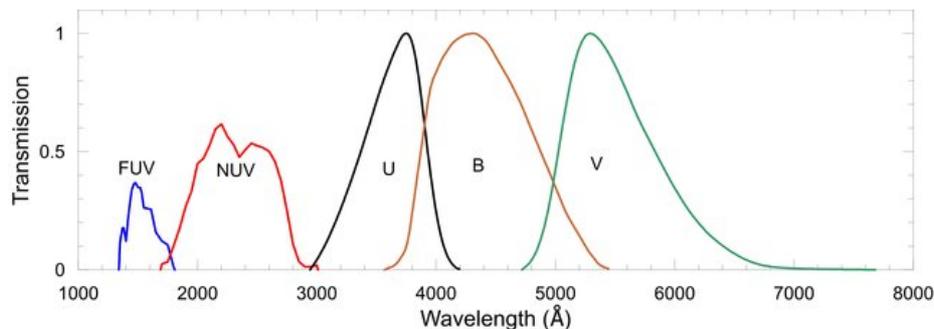


Рис. 1: Кривые пропускания фильтров GALEX (FUV, NUV) и стандартных фильтров UBV [1].

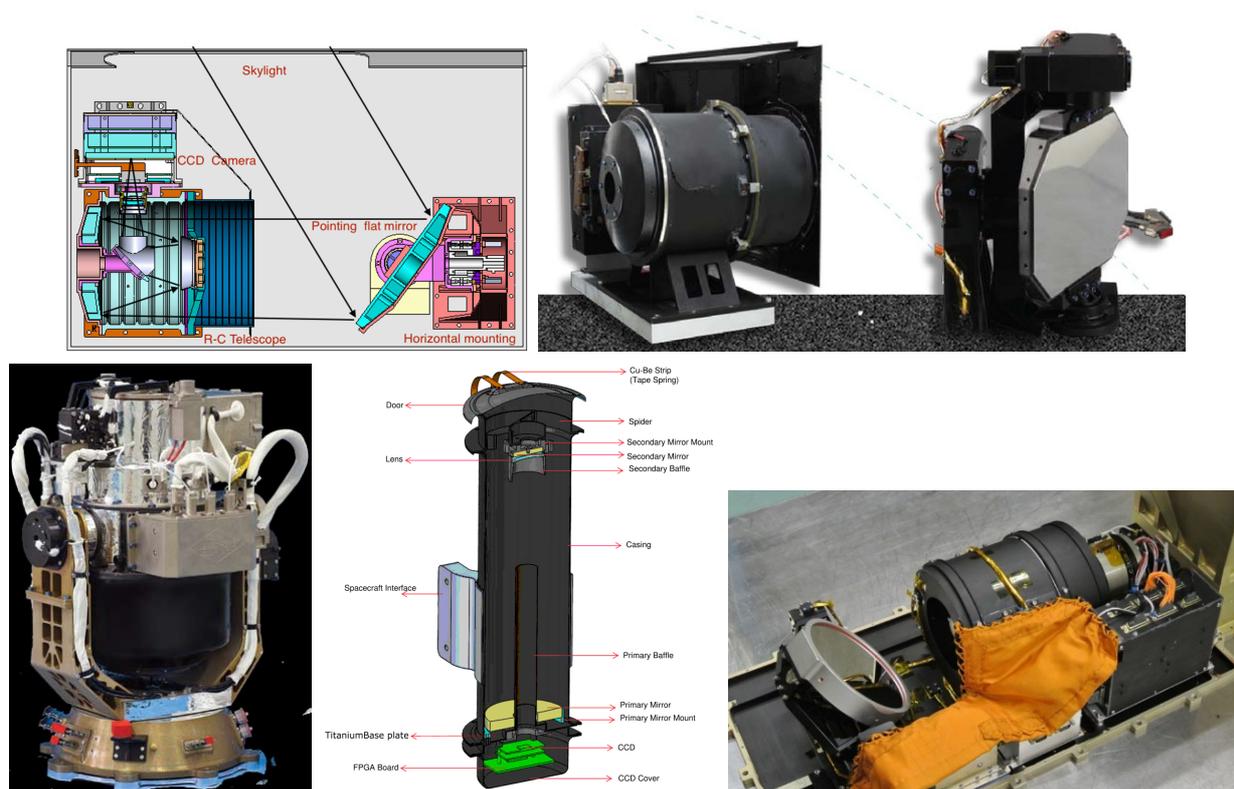


Рис. 2: Сверху вниз: миссия Chang'E-3: схема телескопа LUT, модуль телескопа и зеркала, телескоп EU-VC (источник: Beijing Institute of Spacecraft System Engineering); концепция телескопа LUCI; телескоп UFFO КА Михайло Ломоносов.

Основные преимущества наведения с помощью опорно-поворотного устройства — большой сектор наведения; недостатки — увеличение сложности конструкции.

Для наведения телескопа, при необходимости максимального уменьшения массы и/или упрощения конструкции, возможно использовать естественное вращение Луны или орбитального модуля для наведения телескопа по одной координате, наведение по второй координате должно осуществляться зеркалом или опорно-поворотным устройством. При данном подходе экспозиция получается фиксированной, возникают существенные ограничения на доступность объектов и программу наблюдений.

Приведем несколько примеров использования обоих типов системы наведения небольшого телескопа.

На китайском посадочном модуле миссии Chang'E-3, запущенной в 2013 г., было установлено два УФ телескопа: Lunar Ultraviolet Telescope (LUT) для наблюдений в ближнем УФ и Extreme Ultraviolet camera (EU-VC) для наблюдений в жестком УФ (рис. 2).

Телескоп LUT (Lunar-based Ultraviolet telescope, LUT) [2] имеет оптическую схему Ричи-Кретьена со светосилой 1:3.75, апертуру 150 мм, поле зрения $1.36^\circ \times 1.36^\circ$, масштаб изображения $4.76''/\text{пиксель}$. Перед входной апертурой телескопа установлено плоское зеркало в карданном подвесе с управлением по двум осям, которое позволяет наводить телескоп на интересные источники с точностью $90''$. В качестве детектора используется ПЗС AIMO CCD E2V47-20 формата 1024×1024 пикселей с увеличенной УФ чувствительностью. Проницающая сила телескопа составляет $mAV 13^m$ при экспозиции 30 с. Основные научные задачи проекта — продолжительный фотометрический мониторинг переменных звезд в ближнем УФ в течение десятков дней, проведение обзора галактической плоскости в ближнем УФ.

Второй УФ инструмент миссии Chang'E-3 — широкоугольный телескоп (Extreme Ultraviolet camera) для наблюдения геокороны Земли в УФ на длине волны 30.4 нм [3]. Основная научная задача — построение трехмерной карты экзосферы Земли. Поле зрения телескопа составляет 15° , угловое разрешение 0.1° , применен солнечно-слепой детектор на основе МКП. Телескоп установлен сверху посадочного модуля и снабжен двухкоординатным опорно-поворотным устройством.

КА Михайло Ломоносов, запущенный в 2016 г., имеет в составе научной аппаратуры прибор UFFO (Ultra-Fast Flash Observatory), в основе которого лежит телескоп с апертурой 10 см с преапертурным зеркалом в карданном подвесе [4], которое позволяет очень быстро (1 с) перенацелить телескоп для наблюдения гамма всплесков. Поле зрения телескопа составляет $17' \times 17'$, угловое разрешение на МКП детекторе составляет $4''/\text{пиксель}$, спектральный диапазон 200–650 нм.

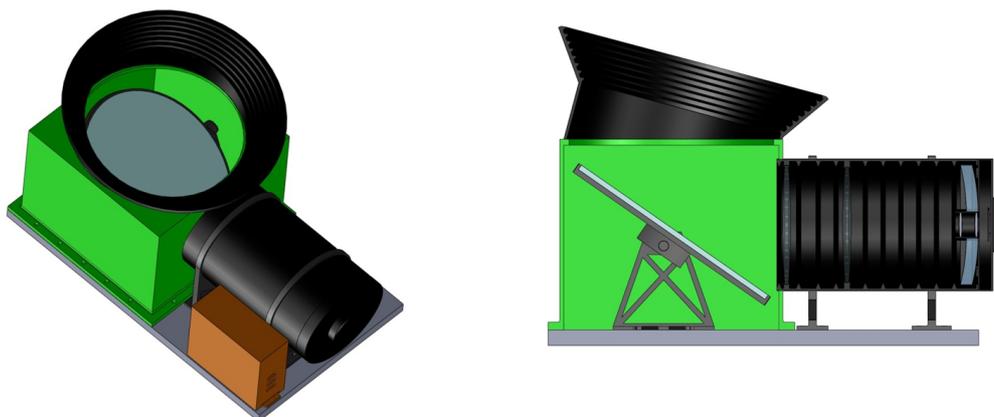


Рис. 3: Концепция проекта Луна-УФ.

Таблица 1: Основные характеристики проекта Луна-УФ.

Параметр	Значение
Спектральный диапазон, нм	115–800
Апертура, мм	150
Формат приемника излучения, пикселей	$4k \times 4k$
Поле зрения, кв.гр.	1
Масштаб, угл.с/пиксель 4.6 мкм	1
Предельная проникающая за 10 минут в фильтре V	19
Количество светофильтров	5
Угол проочки зеркала, градусов	25 по обоим осям
Время считывания кадра, с	1
Время перенаведения, с	5
Объем наблюдаемых данных, кбит/с	20–250
Потребляемая мощность, Вт	15
Габаритные размеры, мм	$600 \times 270 \times 270$
Масса, кг	15

В настоящий момент идет проработка индийского лунного УФ телескопа LUCI (Lunar Ultraviolet Cosmic Imager) [5]. Основные научные задачи проекта — обзора неба в ближнем УФ (200–320 нм) для изучения транзитных источников, исследование относительно ярких источников (ярче 10^m), недоступных для МКП детекторов проектов GALEX и UVIT. Предполагается, что телескоп будет иметь апертуру 8 см и поле зрения $27.6' \times 20.4'$.

4. Проект Луна-УФ

В рамках реализации российской лунной программы ИНАСАН предлагает проект Луна-УФ — установку на посадочном модуле и/или на орбитальном модуле небольших УФ телескопов с автономной системой наведения.

Концептуальный вид проекта Луна-УФ показан на рис. 3, основные параметры телескопа и детектора приведены в табл. 1.

Основная задача проекта Луна-УФ — проведение обзоров избранных областей небесной сферы в УФ полосах, совместимых с всенебесным УФ-обзором GALEX с целью восполнения пробелов в каталоге GALEX. В основе прибора Луна-УФ лежит ультрафиолетовый телескоп VT-Луна-УФ и современный КМОП детектор, оптимизированный для работы в УФ диапазоне. КМОП детектор, не чувствительный к локальной переосветке и имеющий большой динамический диапазон, позволит устранить основной недостаток всенебесного обзора GALEX — отсутствие наблюдений примерно для 30% небесной сферы в области Млечного Пути и рядом с яркими объектами. Для перенаведения телескопа в базовом варианте предполагается использовать полноапертурное подвижное зеркало, установленное перед телескопом. Для посадочного модуля зона обзора будет определяться рельефом и шириной места посадки и составит от 40 до 60% небесной сферы, что позволит пронаблюдать около половины области, не вошедшей в обзор GALEX. В случае размещения теле-

скопа на орбитальном модуле, прецессия восходящего узла орбиты обеспечит обзор всей небесной сферы за половину периода прецессии.

В простейшем случае, поворотное устройство может иметь одну ось, осуществляющую наведение по углу места, близкому к углу по оси склонений, а наведение по оси прямого восхождения будет осуществляться вращением Луны. Использование современного КМОП детектора с низким шумом чтения позволит вести съемку относительно короткими экспозициями, когда смаз из-за движения звезд по полю будет пренебрежимо мал, а длительные экспозиции могут быть получены путем цифрового сложения серии кадров со смещением.

При наличии резерва по массе, телескоп можно установить на полноценном двухосевом опорно-поворотном устройстве или снабдить полноапертурным зеркалом с прокачкой по двум осям для наведения в любую точку, а также для осуществления часового ведения, что позволит работать с длительными экспозициями. Это позволит существенно увеличить предельную проникающую величину телескопа с небольшой апертурой, поскольку фон неба при наблюдениях с Луны мал, пассивное охлаждение детектора обеспечит небольшие собственные шумы.

Один полный снимок КМОП детектора составляет около 256 Мбит, количество снимков в течении суток может достигать нескольких тысяч. Прямая передача такого объема информации на Землю скорее всего будет невозможна. С целью радикального уменьшения объема передаваемой научной информации фотометрическая обработка кадров будет выполняться на борту в блоке электроники, на Землю будет передаваться информация о локализованных объектах и их интенсивности. Также для особо интересных объектов могут передаваться небольшие области исходных кадров с КМОП детектора, например, размером 6×6 пикселей. Объем наблюдаемых данных после сжатия при непрерывной работе телескопа предполагает наличие канала с пропускной способностью 20–250 кбит/с. Объем суточной программы наблюдений для передачи на телескоп оценивается в 10 Кбайт.

Детектор и светофильтры

Одна из основных проблем использования ПЗС или КМОП детекторов для наблюдений в УФ диапазоне — длинноволновое пропускание светофильтров. Если для диапазона ближнего УФ возможно создание многослойного светофильтра с приемлемым подавлением оптической составляющей, то для диапазона дальнего УФ в любом случае потребуются фотометрическая коррекция наблюдаемых величин.

В работе [1] представлены результаты разработки метода привязки УФ полос каталога GALEX к стандартным полосам UVB системы Джонсона (рис. 1), представлены два уравнения с учетом функции светимости и металличности. Для учета межзвездного поглощения желательнее знать расстояния до звезд. Опираясь на результаты данной работы, а также на основе нового каталога GAIA, содержащего расстояния до звезд, для проекта Луна-УФ планируется разработать улучшенный метод коррекции длинноволнового пропускания светофильтров.

В дополнение к наблюдениям в основных УФ фильтрах (FUV, NUV) в проекте Луна-УФ предлагается проводить наблюдения каждого объекта в четырех стандартных фильтрах UVBR. Наличие нескольких оптических фильтров позволит расширить круг решаемых дополнительных научных задач. При наличии технологической возможности шесть многослойных светофильтров будут напылены непосредственно на КМОП чип (рис. 4) — два для УФ-диапазона (фильтры FUV и NUV системы GALEX) и четыре для оптического диапазона. В этом случае подвижное зеркало будет использоваться не только для наведения телескопа на выбранную область, но и для переключения между фильтрами и осуществления дизеринга. Выбранная область неба будет последовательно проецироваться на 5 областей детектора, покрытых разными светофильтрами, причем для каждого фильтра будут получаться по 2 и более снимка с небольшим (10 пкс) смещением изображения внутри одного фильтра с целью фильтрации следов космических частиц и дефектов детектора.

При наличии резерва по массе возможно заменить фиксированный светофильтр на турель с несколькими подвижными светофильтрами. Преимущество такого подхода — увлечение темпа обзора в каждом светофильтре, однако общая скорость обзора при использовании всех шести фильтров останется неизменной. Недостатки — наличие дополнительного подвижного механизма, увеличение массы, ограничения на использование некоторых оптических схем.

В качестве детектора предполагается использовать хорошо зарекомендовавшие себя современные КМОП китайской компании GREXEL с особой обработкой обратной стороны кремниевой пластины для увеличения чувствительности в УФ диапазоне. Ввиду небольшого фокусного расстояния телескопа, предпочтение следует отдать детекторам с мелким пикселем (4.6 мкм), общим форматом детектора 16 Мпикселей. Для формирования экспозиций будет использоваться КМОП детектор с электронным затвором.

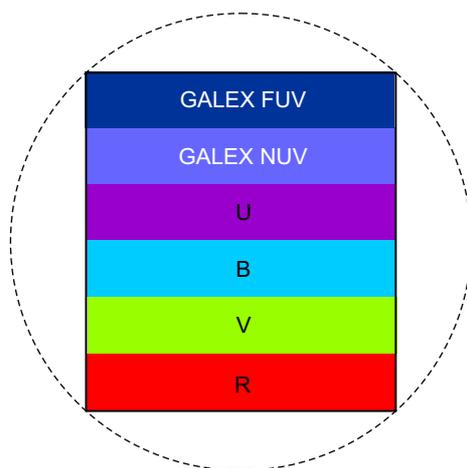


Рис. 4: Поле зрения телескопа VT-Луна-УФ, схема расположения фильтров на детекторе.

5. Оптическая схема

Для проекта Луна-УФ рассматривается несколько оптических схем. В самом экономном варианте может быть использована простейшая двухзеркальная осевая схема без корректора с расположением детектора в кассегреневском фокусе. Основные преимущества данного решения — простота и компактность, максимальное пропускание в УФ, недостатки — ограниченное поле зрения (менее 0.5°), наличие искажений на краях детектора. Для увеличения поля зрения и компенсации искажений возможно использовать линзовый корректор из MgF_2 . Вопрос работы подобного корректора в широком диапазоне длин волн от вакуумного УФ до красной области требует проработки.

Наиболее перспективными для будущих УФ проектов, в т.ч. для проекта Луна-УФ, являются внеосевые многозеркальные схемы, обеспечивающие отличное качество изображения по полю 1° и более, широкий спектральный диапазон, симметричную функцию рассеяния за счет отсутствия спайдеров крепления вторичного зеркала. Основной недостаток — сложность в изготовлении и юстировке, жесткие требования к стабильности взаимного расположения зеркал. Ввиду небольшой апертуры и компактности телескопа VT-Луна-УФ, возможно изготовление подобных внеосевых схем, включая элементы конструкции, полностью из материалов с низким коэффициентом температурного расширения.

Точная фокусировка телескопа может осуществляться путем контролируемого нагревания каких-либо элементов конструкции.

6. Заключение

В работе представлена концепция перспективного широкоугольного УФ телескопа в качестве полезной нагрузки для будущих лунных миссий. В качестве приемника излучения предлагается использовать перспективный КМОП детектор с улучшенной УФ чувствительностью формата $4k \times 4k$ компании GPIXEL. В зависимости от массы и места установки телескопа (посадочный модуль или орбитальный модуль) для его наведения может использоваться опорно-поворотное устройство или полноапертурное подвижное зеркало.

Почти все ключевые элементы проекта, за исключением кремниевого КМОП чипа, могут быть изготовлены в РФ, КМОП чип может быть закуплен в Китае. Для реализации проекта предлагается использовать полностью готовые технологические решения в части детекторов, широкоугольной оптической системы (ее аналог создается в ИНАСАН в рамках решения задачи устранения угрозы астероидно-кометной опасности), электронных систем. Планируется максимально использовать имеющийся у ИНАСАН опыт и задел работ в рамках проекта «Спектр-УФ».

Установка на Луне УФ телескопа позволит внести существенный вклад в задачу восполнения пропусков каталога GALEX. Российские астрономы получат относительно универсальный и недорогой орбитальный телескоп УФ и оптического диапазонов, пригодный для решения широкого круга научных задач.

Список литературы

1. S. Bilir, N. Alan, S. T. Güçtekin, M. Çelebi, et al., *PASA*, **37**, e022, 2020.
2. J. Wang, X. M. Meng, X. H. Han, H. B. Cai, et al., *Ap&SS*, **360**, 10, 2015.
3. B. Chen, K.-F. Song, Z.-H. Li, Q.-W. Wu, et al., *Research in Astronomy and Astrophysics*, **14**, 1654-1663, 2014.
4. I. H. Park, B. Grossan, H. Lim, J. W. Nam, et al., *arXiv e-prints*, arXiv:0912.0773, 2009.
5. J. Mathew, B. G. Nair, M. Safonova, S. Sriram, et al., *Ap&SS*, **364**, 53, 2019.

Спектральные исследования газа в туманностях (спектрограф SING): общие задачи и предварительный оптический расчет

Сачков М.Е.¹, Чандра Б.², Мурти Д.², Шмагин В.Е.¹, Прабха Ш.², Пракаш А.², Наир Б.Г.², Сафонова М.В.², Рай Р.², Мохан Р.²

¹*Институт астрономии РАН, Москва, Россия*

²*Индийский институт астрофизики, Бангалор, Индия*

Ультрафиолетовый спектральный диапазон (ближний УФ, 180–300 нм; дальний УФ, 115–180 нм) крайне востребован астрофизиками. Успешные космические проекты, такие как IUE, HST, GALEX, ASTROCAT/UVIT и другие, дали ученым совершенно новые данные для астрофизических исследований. Прямые УФ-изображения неба позволяют проследить морфологию протяженных объектов (планетарных туманностей, остатков сверхновых и т.д.), но эти данные дают очень ограниченную информацию о понимании физических условий (температура, плотность, поле излучения). Спектроскопические наблюдения позволяют изучать локальные физические условия, но обычно только в одной точке протяженной туманности. Спектроскопия, основанная на наблюдениях с помощью спектрографа с длинной щелью, позволяет объединить два этих метода. Для изучения динамики и эволюции протяженных объектов мы предлагаем такой инструмент — SING (Spectroscopic Investigation of Nebular Gas, спектроскопические исследования газа туманностей). Мы планируем установить его на борту китайской космической станции. В данной статье представлены общие задачи и предварительный оптический расчет прибора SING.

Ключевые слова: спектроскопия, газовые туманности, оптический расчет

Spectroscopic Investigation of Nebular Gas (SING): general objectives and preliminary optical layout

Sachkov M.E.¹, Chandra B.², Murthy J.², Shmagin V.E.¹, Prabha Sh.², Prakash A.², Nair B.G.², Safonova M.V.², Rai R.², Mohan R.²

¹*Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia*

²*Indian Institute of Astrophysics, Bangalore, India*

The ultraviolet spectral subdiapasons, both near UV (180–300 nm) and far UV (115–180 nm), are highly requested by astrophysicists. The successful space missions like IUE, HST, GALEX and others provided scientists with absolutely new data for astrophysical studies. Direct UV images of the sky allow tracking the morphology of extended objects (planetary nebulae, supernova remnants etc), but these data provide very limited information about understanding the physical conditions (temperature, density, radiation field). Spectroscopic observations make it possible to study local physical conditions, but usually only at one point in an extended nebula. Spectroscopy that is based on long-slit spectrograph observations allow to combine these both. To study dynamics and evolution of extended objects we propose such an instrument SING (Spectroscopic Investigation of Nebular Gas). We plan to install it onboard the upcoming Chinese Modular Space Station (CSS). Here we describe general objectives and preliminary optical layout of the SING.

Keywords: spectroscopy, gas nebulae, optical layout

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.012

1. Introduction

One of the most exciting parts of the astrophysical spectrum is the ultraviolet (we are talking here about 120–300 nm wavelengths), where there are a number of important atomic and molecular lines. Hot gas in the halo emits C IV (154.8/155.0 nm), and many other lines as do other shocked regions — most notably, supernova remnants (SNR). The Lyman and Werner bands of H₂ track cold gas, the dominant phase of the ISM. Unfortunately, the requirement for space-qualified detectors has limited the observations to a very few spacecraft (IUE, STIS, COS, SPEAR), none of which have had the unique combination of spectral and spatial resolution, sensitivity to diffuse sources, and mission lifetime required to probe the physics of nebulae or the ISM. The success of the GALEX and ASTROSAT/UVIT telescopes have given us a new view of the UV sky with unprecedented detail on extended objects such as planetary nebulae [1] and supernova remnants [2]. However, imaging observations excel at tracing the morphology but not at understanding the astrophysics; i.e., the physical conditions, temperatures, densities, and radiation fields. Spectroscopic observations provide a wealth of diagnostics on the local physical conditions but, so far, have been limited to a single location in the extended nebula.

We propose to build an imaging spectrograph (SING) to track emission lines over the entire spatial extent of a nebula; key to understanding its dynamics and evolution.

2. Objectives

Our primary science objective is to study the physical conditions in extended regions of the sky. These encompass many phases of the ISM, from the hot gas in supernova remnants (SNR) to the warm gas in planetary nebulae

Table 1: List of atomic/molecular emission lines in SING range.

Lines (nm)	
OIII]	232.1, 233.1
He II	230.7, 238.6, 242.2, 251.2, 273.4
CIII	229.7
NeIV]	242.3
CII	232.6, 283.6
OII]	247.0
Graphite	217.5
NII]	214.0
CIII]	190.9
SiIII]	189.2
NIII	175.0
AlII	167.1
CIV	154.8, 155.1
SiII]	153.3
H ₂	143.0–162.0

to cold gas in molecular clouds including emission lines from hot gas (CIV 154.8/155.0nm), warm gas (NIII 175.0nm) and the Lyman and Werner bands of molecular hydrogen from cold gas. One of the major puzzles for cosmologists today is understanding why the abundances of primordial isotopes at high redshifts is much higher than that at low redshifts. It is likely that much of the missing baryons are in hot gas in and around clusters (WHIM), in the cosmic web and in the circumgalactic medium (CGM) around galaxies. Such gas has been detected in specific lines through absorption line spectroscopy of quasars [3] but would be better tracked through emission lines in the WHIM [4]. A long-slit spectrograph such as SING will detect the emission from CIV and other lines and will track the hot gas, both Galactic and extragalactic, from the interior of galaxy clusters to the cosmic web. Such an instrument also works well for observations of outflows (and inflows) from AGNs. A large fraction of AGN have strong outflows of ionized gas, which pushes back the infalling gas, thus limiting gas accretion onto the AGN in a process called negative AGN feedback. There may also be positive AGN feedback, due to gas flowing back onto the AGN and forming stars [5], with a comprehensive survey required to understand when the two are important. Positioning our long slit across such a galaxy (or cluster of galaxies) would allow us to map the velocities at different radii.

Focusing on our own Galaxy, the blast waves from supernova explosions can last for thousands of years, expanding into and interacting with the surrounding circumstellar and/or interstellar medium (ISM). Supernova shocks pass through the various phases of the ISM, heating and energizing the gas. UV studies of supernova remnants have been heavily slanted toward studies of individual bright optically-emitting filaments, such as those in Cygnus Loop or the Vela Nebula. These two objects are nearby, bright, and relatively free of reddening, and hence have been the primary targets of UV studies from IUE, HUT, and FUSE (e.g. [6]). However, these have been individual pointings, many of which would be required to observe the entire nebula. We will be able to accomplish the same task in a single pointing with SING. Akshaya et al. [7] have found an unexplained component of the diffuse UV radiation field at the Galactic poles. Unfortunately, this cannot be diagnosed with only imaging data from GALEX and will form one of our prime targets, where we have the ability to make a significant scientific contribution with a modest instrument. Although our primary science is in the spectroscopy of diffuse sources, we will also obtain spectra of any point source in the field with a resolution of about 3000. If we have control of the pointing, we may be able to observe transients (supernovae and other explosive events) in the UV, providing crucial diagnostics [8]. Observations of absorption lines in the spectra of stars combined with emission-line observations of (for example) molecular hydrogen in the line of sight will yield precise information about the physical conditions of the gas in the line of sight. In general, any investigation into a previously unexplored region will yield new science. It is fortunate for us that the UV offers us just such an opportunity where even a modest instrument can make important discoveries.

3. Instrument Summary

Our most important science drivers were a spectral resolution of about 0.1 nm (spectral resolution about $R = 1500$) with a spatial resolution better than 13 arcsec over the wavelength range from 125 to 300 nm. A list of spectral lines of our science interest is presented in the Table 1.

We have achieved the requirements through a Cassegrain design (see its description below). Our detector is a copy of a MCP-based photon counting detector (Fig. 1) developed by Ambily et al. [9]. This detector is now being used in multiple payloads and may be customized depending on the wavelength region of interest. The instrument will be calibrated at our calibration facility in IIA (Indian Institute of Astrophysics). This facility was used for the integration, characterization and calibration of the UVIT instrument [10]. In order to mitigate the impact of contamination, the telescope assembly and alignment will be performed in class 1000 clean rooms,

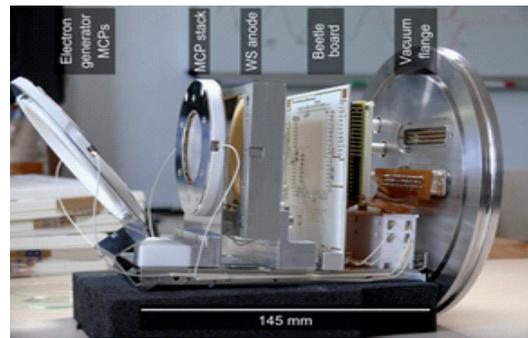


Figure 1: Laboratory model of SING detector.

with laminar flow tables providing class 100 locally. Procedures will be adapted from the UVIT calibration using equipment from the UVIT and Aditya programs will be used. The complete instrument will be stored in a sealed container purged with ultra-clean nitrogen after final assembly.

4. Relevance of the CSS

Our primary scientific requirement is to map nebulae and other extended objects at moderate spatial and spectral resolution in the ultraviolet (130–230 nm). The requirement for ultraviolet data is that much of the dynamics and energetics of a region are shown through their effect on emission and absorption lines of atoms and molecules. These are all electronic transitions and are largely in the ultraviolet, including lines from different phases of the interstellar medium. Observations in the ultraviolet must be done above the Earth's atmosphere (the ozone layer). The technology is proven with a heritage of space based instruments and presents no challenges but the science is unique with the potential to make new discoveries. We are fortunate that the ultraviolet is still amenable to exploration with relatively small instruments which may be built with limited funds and in a short time period. The Space Station provides a relatively stable platform for observations over a long time period. Surprisingly, there has not been a UV astronomical experiment on a space station so far, except for the Glazar UV imaging telescope on-board the Mir Space Station. However, its sensitivity was lower than was expected and only images of O, B or early A type stars (brightest stars in the UV) were obtained on the Glazar. Despite the limited sensitivity, these observations produced several new results that improved our understanding of O, B stars and their formation [11]. There have been a number of missions, including the spectrographs on the Hubble Space Telescope, which have observed specific locations and obtained diagnostics on the local energetics and dynamics. However, nebulae are complex and filamentary and physical conditions vary across the objects. With a long duration observation plan on the CSS, we will have the freedom to obtain a spectroscopic survey of the sky — a unique resource which we will make freely available for further study.

5. Preliminary optical layout of the SING

The total volume of the SING spectrograph is $589 \times 350 \times 402 \text{ mm}^3$. There are two limiting constraints on this: i) the detector, which requires 2U of the total 6U structure; and ii) the optics whose size is determined by the plate scale. The total weight of the payload is 12.5 kg with an aluminum structure and a power usage of 9 W. We have not included heaters in this estimation. The optical elements are off axis parabolic mirror, concave grating both made up of Zerodur coated with Al + MgF₂, CaF₂ corrector lenses and an MCP based detector. The optical layout of the instrument is shown in Fig. 2.

Incoming light rays will be collected and focused by the off axis parabolic mirror. The focused beam will then pass through a long narrow slit of dimension $1.15 \text{ mm} \times 17.52 \mu\text{m}$. Beyond the slit, the rays are diffracted by a concave grating. Diffracted rays from the grating passes through a corrector lenses and finally focused onto the detector plane, generating an image of the source's spectrum (Fig. 3). The detector front consists of a photocathode and Micro Channel Plate. UV photons striking the photocathode generate secondary electrons, cascading through the pores of MCP, resulting in a cloud of electrons emerging from the MCP and impinging on the phosphor screen. This electron cloud generates a flash of visible photons, which are channeled through a fiber taper onto the CMOS detector. We have analysed and optimized the design with Zemax and the spot diagram (simulated PSF) for the system at central wavelength is shown in Fig. 4.

We have optimized the optical design with minimum optical components for maximum optical efficiency. The effective area of the instrument is determined by the reflectivity of the zerodur mirror and grating, the grating efficiency, the CaF₂ lens transmission, and the detector quantum efficiency. Based on vendor data, we have estimated a minimum effective area of 6 cm^2 across the bandpass. We employ an MCP based photon counting

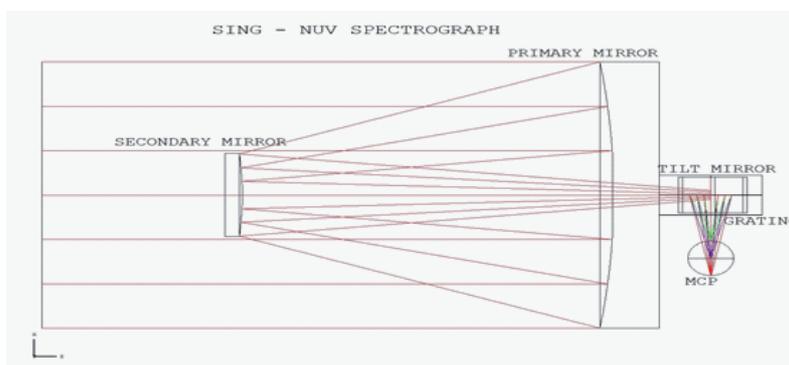


Figure 2: SING Optical Layout.

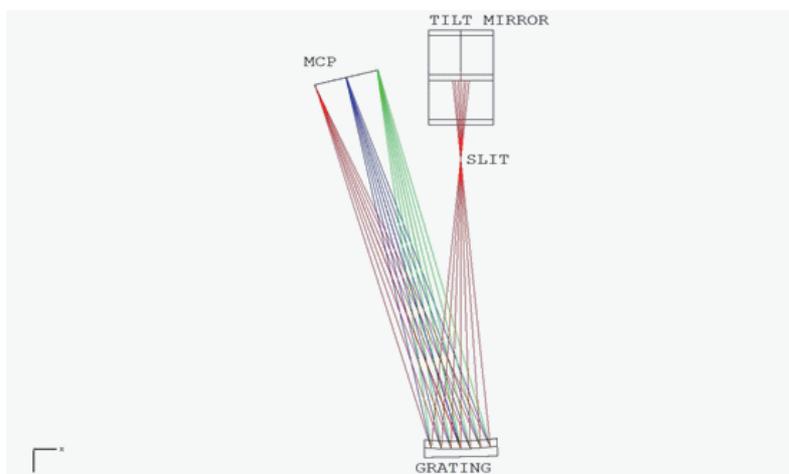


Figure 3: SING Spectrograph.

detector with zero read noise and very low dark current so that the noise is determined by photon statistics of Poisson distribution. The instrument will be mounted on the antiSun direction of the space station to scan the sky.

We have shown a simulation of lines from the Helix Nebula and that of a 13th magnitude O-type star obtained from CALSPEC calibration database (Fig. 5). The detector counts are estimated for a 0.1 nm bandpass and we have calculated a limiting sensitivity of 10^{-14} ergs cm⁻² A⁻¹ s⁻¹ for an SNR of 3 in a 1000 s exposure, which may be achieved with multiple visits, if necessary. We have also compared this photon levels with a diffuse continuum source of a 100 photons cm⁻² A⁻¹ s⁻¹, where we assume the main contribution to the background coming from the zodiacal. We have the necessary sensitivity and resolution to map the emission from these extended objects in a single 20-minute exposure.

6. Conclusions

SING is a compact spectrograph, specifically designed to study emission lines from extended regions. This unique design would enable us to measure and analyse large areas of the sky within the stipulated mission duration.

The Space Station provides a relatively stable platform for observations over a long time period. SING would be the first UV spectrograph ever on-board a space station. With a long duration observation plan on the CSS, we will have the freedom to obtain a spectroscopic survey of the sky — a unique resource which we will make freely available for further study. All components will be Mil-standard but will be sourced from qualified vendors. We have adopted this philosophy in our other space payloads and have found it to serve well for payloads of this class.

We have baselined a three year delivery of the flight model from the start of the proposal. This is an ambitious timeline but achievable given our groups experience with UVIT and VELC (on Aditya) as well as IIA small payload development program and INASAN WSO-UV program. We have identified vendors capable of delivering space quality hardware within set timelines.

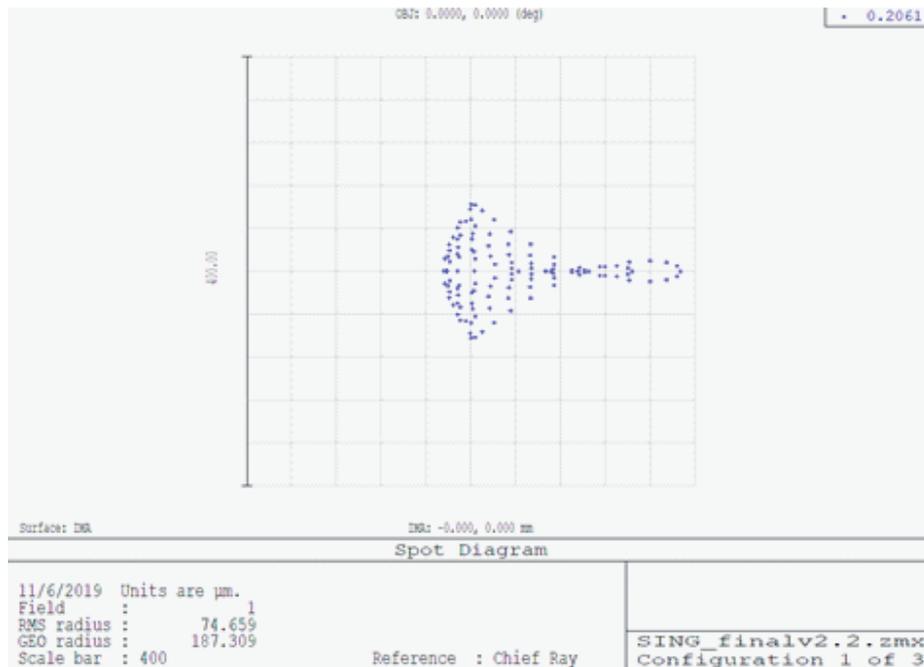


Figure 4: Spot diagram for 206.1nm.

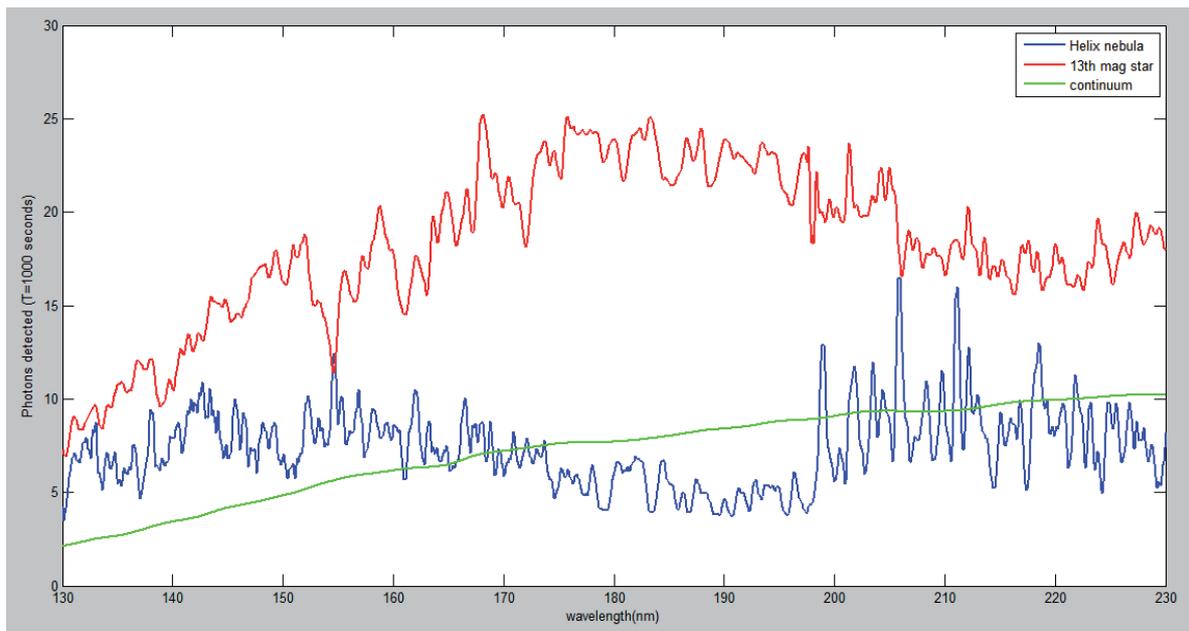


Figure 5: Simulation of 1000 second observation of the Helix Nebula and a 13th mag O star by SING. A diffuse continuum of $100 \text{ photons cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1} \text{ s}^{-1}$ is also plotted

The longest lead item in the whole payload is the detector which will be fabricated at IIA. We have had experience in procuring, fabricating and testing similar detectors. Procurement for the laboratory optics will be done immediately on commencement of the project.

The science team has been chosen for their expertise in the development of space instruments and in their expertise in the specific science topics chosen: from supernovae to galaxy clusters. The lead institute (IIA) is experienced in developing UV missions and the PI has over 30 years experience in ultraviolet astronomy. The Russian team is involved in the WSO-UV mission with its two UV spectrographs [12] and also has had decades of experience in UV astronomy.

The ground calibration of the instrument will be carried out at IIA. This facility was used for the integration, characterization and calibration of the UVIT instrument.

The most important outcomes are the new knowledge of nebulae in the sky. We will obtain physical conditions of the interstellar medium over a number of different phases, from the cold phase to the hot phase through observations of their line emission and absorption. We will develop manpower through the use of students for the instrument design and the following analysis of the science. These students will continue on to contribute to the space industry in both academic and industrial settings.

References

1. N. Kameswara Rao, F. Sutaria, J. Murthy, S. Krishna, R. Mohan, and A. Ray, *A&A*, **609**, L1, 2018.
2. F. Sutaria, K. P. Singh, J. Murthy, N. K. Rao, and A. Ray, in *Supernova Remnants: An Odyssey in Space after Stellar Death II*, 38 (2019).
3. C. C. Steidel, D. K. Erb, A. E. Shapley, M. Pettini, N. Reddy, M. Bogosavljević, G. C. Rudie, and O. Rakic, *ApJ*, **717**, 289, 2010.
4. D. C. Martin, D. Chang, M. Matuszewski, P. Morrissey, S. Rahman, A. Moore, and C. C. Steidel, *ApJ*, **786**, 106, 2014.
5. R. Maiolino, H. R. Russell, A. C. Fabian, S. Carniani, et al., *Nature*, **544**, 202, 2017.
6. R. Sankrit, W. P. Blair, and J. C. Raymond, in G. Sonneborn, H. W. Moos, and B. G. Andersson, eds., *Astrophysics in the Far Ultraviolet: Five Years of Discovery with FUSE*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 348, 319 (2006).
7. M. S. Akshaya, J. Murthy, S. Ravichandran, R. C. Henry, and J. Overduin, *ApJ*, **858**, 101, 2018.
8. I. Sagiv, A. Gal-Yam, E. O. Ofek, E. Waxman, et al., *AJ*, **147**, 79, 2014.
9. S. Ambily, J. Mathew, M. Sarpotdar, A. G. Sreejith, K. Nirmal, A. Prakash, M. Safonova, and J. Murthy, in J.-W. A. den Herder, T. Takahashi, and M. Bautz, eds., *Space Telescopes and Instrumentation 2016: Ultraviolet to Gamma Ray*, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 9905, 990539 (2016).
10. A. Kumar, S. K. Ghosh, J. Hutchings, P. U. Kamath, et al., in T. Takahashi, S. S. Murray, and J.-W. A. den Herder, eds., *Space Telescopes and Instrumentation 2012: Ultraviolet to Gamma Ray*, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8443, 84431N (2012).
11. H. M. Tovmassian, R. K. Hovhannessian, R. A. Epemian, and D. Huguenin, in H. T. MacGillivray, ed., *Astronomy from Wide-Field Imaging*, volume 161, 473 (1994).
12. B. Shustov, A. I. Gómez de Castro, M. Sachkov, J. C. Vallejo, et al., *Ap&SS*, **363**, 62, 2018.

О методе радиомаяка для уточнения орбиты астероида

Шустов Б.М.¹, Поль В.Г.²

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²АО «НПО им. Лавочкина», Химки, Россия

Приводятся аргументы в пользу неизбежной интенсификации полетов к астероидам. Это обусловлено ростом внимания к проблеме астероидно-кометной опасности, а также быстрым ростом интереса к освоению астероидных ресурсов. Массовость полетов ставит задачу оптимизации технологии уточнения параметров движения астероидов. Метод радиопередатчика (маяка), размещенного на околоастероидной орбите, позволяет уточнить положение астероида по сравнению с обычными средствами на 2–3 порядка. Отработка такой возможности была заложена в космическом проекте «Апофис», который ранее предлагался для включения в Федеральную космическую программу, а сейчас может быть частично реализован в рамках проекта «Бумеранг».

Ключевые слова: астероид, Апофис, уточнение орбиты

On the radio beacon technique for refinement the orbit of an asteroid

Shustov B.M.¹, Pol V.G.²

¹Institute of Astronomy of the RAS, Moscow, Russia

²Lavochkin Association, Khimki, Russia

Arguments are given in favor of the inevitable intensification of flights to the asteroids. This is due to the growing attention to the problem of asteroid/comet hazard, as well as the rapid growth of interest in exploration of asteroid resources. The massive flights require an optimal technology for refining the motion parameters of asteroid. The method of a radio transmitter (beacon) placed into a near-asteroid orbit makes it possible to refine the position of the asteroid by 2–3 orders of magnitude in comparison to conventional techniques. Working out this possibility was laid down in the “Apothis” space project, which was previously proposed for inclusion in the Federal space program, and now can be implemented in the “Boomerang” project.

Keywords: asteroid, Apophis, orbit refinement

DOI: 10.51194/INASAN.2020.5.6.013

1. О неизбежности интенсификации полетов к астероидам

Малые тела Солнечной системы, включающие астероиды, кометы, метеороиды и космическую пыль, представляют собой особый интерес в плане изучения происхождения и эволюции Солнечной системы. До 1960-х гг. эти тела исследовались по данным наземных наблюдений разными методами. Изучение остатков малых тел, достигших земной поверхности (метеоритов), также давало и дает ценную (хотя и неполную) информацию о малых телах. К концу XX в. развитие космической науки и техники подошло к стадии, когда стало возможным изучать малые тела Солнечной системы *in situ*. Уже реализовано и реализуется более полутора десятков космических проектов, направленных на изучение астероидов и комет (а также межпланетной и межзвездной пыли). Один из самых общих результатов состоит в том, что свойства малых тел, особенно астероидов (строение, минералогический состав, кинематические характеристики и т.д.) оказались чрезвычайно разнообразными.

Особое развитие это направление космических исследований получило в связи с быстрым ростом научного и общественного интереса к проблеме астероидно-кометной опасности (АКО), т.е. угрозе нанесения серьезного ущерба человечеству в результате столкновения достаточно крупных космических тел (астероидов и комет) с Землей. В последние годы очень интенсивно развивается тема использования ресурсов астероидов. Она даже становится «популярнее» проблемы АКО. В 2020 г. в России Роскосмос и Совет по космосу РАН создали рабочую группу по космическим ресурсам. Оба направления — АКО и, особенно, космические ресурсы — тесно связаны с развитием космических средств, способных обеспечить частое и надежное осуществление миссий посещения астероидов. Рассмотрим оба направления в данном аспекте немного подробнее.

Обычно нижнюю границу размеров опасного тела в контексте проблемы АКО определяют в 50–100 м, хотя в последнее время, особенно после Челябинского события 15 февраля 2013 г., под определение опасных попадают и декаметровые (> 10 м) тела. Средняя оценка энергии, выделяющейся при столкновении тела размером 60–70 м, сравнима с энергией самого мощного взрыва (термоядерного устройства), осуществленного человеком на Земле. Широко обсуждавшееся до недавнего времени возможное столкновение с 300-метровым астероидом Апофис в 2036 г. привело бы к взрыву, многократно превышающему по разрушительному воздействию весь взрывной арсенал человечества. Следствием такого столкновения были бы тотальное поражение на площадях в десятки тысяч квадратных километров и тяжелые последствия, ощущаемые на континентальных масштабах. На рубеже XX и XXI вв. началась серьезная переоценка значимости проблемы АКО.

Соответственно, существенно возросло количество серьезных научных публикаций по этой тематике. В работах [1, 2, 3, 4, 5] представлены изданные в последнее десятилетие профессиональные обзоры (монографии) по различным аспектам проблемы. Что касается зарубежной литературы, то полного аналога цитированных выше отечественных монографий в иностранных источниках до сих пор нет, если не считать перевод на испанский язык и переиздание книги [1] в Мексике.

По своей структуре проблема АКО — комплексная. Выделяют три основные составляющие (базовые задачи) проблемы АКО (см. например, [6]):

1. Задача обнаружения (выявления) всех опасных тел (ОНТ);
2. Задача определения свойств ОНТ и оценки риска;
3. Задача противодействия и уменьшения ущерба.

Анализ, проведенный межведомственным коллективом, объединившим ученых и специалистов при написании монографии [1], показал, что многоплановая по своему содержанию проблема АКО требует согласованных действий ведущих государств и внутригосударственной координации на уровне соответствующих министерств и ведомств. Например, в США в рамках NASA создан орган Planetary Defense Coordination Office, в функции которого входит организация наблюдений за опасными небесными телами и участие в координации исследований по проблеме возможного противодействия.

Координация со стороны государства — необходимое условие в реалиях России. Для координации исследований по проблеме в России в 2007 г. при Совете РАН по космосу была создана «Экспертная рабочая группа по проблеме астероидно-кометной опасности», которая в начале 2011 г. была преобразована в «Экспертную рабочую группу по космическим угрозам». В состав группы вошли представители научных учреждений РАН, высших учебных заведений, Роскосмоса, МЧС, Росатома, Министерства обороны и других заинтересованных ведомств и организаций. Материалы Экспертной группы представлены на странице http://www.inasan.ru/rus/asteroid_hazard/. Главная задача, выполненная группой — подготовка концепции программы федерального уровня для организации системы противодействия астероидно-кометной опасности. Подготовка проекта концепции комплексной программы «Создание системы противодействия космическим угрозам» выполнена в 2011 г. В [7] рассматриваются принципы построения и основные идеи концепции комплексной программы. Концепция была одобрена Роскосмосом, однако никаких практических шагов в этом направлении предпринято не было. Лишь в конце 2019 г. в ЦНИИМАШ, как в организации, принадлежащей Роскосмосу и призванной формировать техническую политику, создан отдел по данной тематике. В 2020 г. Роскосмосом начата проработка новой концепции, которая, возможно, позволит разработать действенную национальную программу изучения и парирования космических угроз, включая АКО.

Малые тела (астероиды, кометы) кроме потенциальных опасностей несут человечеству серьезные ресурсные возможности. Например, для дальних путешествий людей по Солнечной системе, когда критическую роль играет радиационная безопасность, можно попытаться найти астероиды или кометы движущиеся «в нужном направлении». Понятно, что выигрыша в затратах ракетного топлива не получится, т.к. космический корабль должен выровнять свою скорость с астероидом. Но астероид можно использовать как убежище, защищающее от вредного воздействия радиации в течение многих лет. Для этого достаточно внедриться в астероид на небольшое глубины порядка 1 м. И все же главное ресурсное использование астероидов — это добыча полезных ископаемых. У астероидов есть определенные преимущества перед Луной. Главное из них в том, что существуют астероиды — готовые концентраты ценнейших полезных ископаемых. Рано или поздно астероиды и метеороиды (твердые тела размером менее 1 м) сталкиваются с планетами, например с Землей, и выпадают на планету в виде метеороидов. Мы имеем возможность исследовать химический состав метеороидов и сравнить их с образцами земных пород. Оказывается, что определенных элементов, например, металлов в метеороидах (соответственно, в астероидах) в процентном соотношении больше, чем в земной коре (см. табл. 1, данные в которой собраны по материалам Геологической службы США).

Поэтому вполне закономерно встает вопрос о добыче полезных ископаемых на астероидах. Например, металлические астероиды содержат золото и платину в соотношении 0.01% к своей массе. Элементы группы платиноидов (благородные металлы: платина, золото, серебро, рутений, родий, палладий, осмий, рубидий) настолько ценны для промышленности, что уже в близком будущем их «импорт» из космоса может стать выгоднее, нежели добыча из недр Земли. А при современных ценах на редкоземельные элементы один небольшой астероид диаметром 200 м и массой 32 млн. тонн может стоить многие сотни миллиардов долларов. Важно, что довольно многие астероиды достижимы с помощью современных средств космической техники. К тому же сила гравитации на астероидах невелика, что позволяет легче транспортировать с них добытые материалы.

Как мы узнаем, из чего состоит астероид? В настоящее время основным способом исследования астероидов считаются астрономические методы — фотометрия и спектроскопия в видимом и ближнем инфракрасном диапазонах спектра. Фотометрия позволяет провести исследование света, отраженного от поверхности,

Таблица 1: Химический состав земной и лунной коры, метеоритов (в весовых %).

Элемент	Земная кора	Лунная кора	Метеориты (в среднем)
O	46.6	42.0	33.0
Si	27.7	21.0	17.0
Al	8.13	4.8	1.1
Fe	5.00	13.0	28.6
Mg	2.09	4.8	13.8
Ca	3.63	6.8	1.39
Na	2.83	0.44	0.68
K	2.59	0.17	0.10
Ti	0.44	6.0	0.08
Ni	0.006	0.02	1.68
Pt	0.2×10^{-4}		63×10^{-4}

в различных фильтрах, и, таким образом, определить альбедо и показатели цвета астероида. Спектральные наблюдения позволяют разложить свет, отраженный от астероида, на составляющие и, таким образом, определить состав внешних слоев астероида. Во многих научных центрах мира, в т.ч. и в Институте астрономии РАН, на протяжении многих лет идет работа по определению спектральных классов астероидов.

Но не только металлы интересны как объект добычи. Вода может оказаться наиболее важным космическим ресурсом, необходимым для дальнейшего продвижения человечества в просторы космоса. Вода в космосе — критически важный ресурс, ее можно использовать для нужд будущих внеземных поселений. Человеку для жизнедеятельности необходимо много воды. Доставка больших объемов воды с Земли — дорогостоящее дело. Снабжение водой непосредственно из космоса может оказаться выгоднее, если затраты на транспортировку одного литра воды с одного из астероидов на космическую станцию будут намного меньше, чем затраты на доставку литра воды с поверхности Земли. Кислород и водород из воды можно использовать как компоненты топлива для двигателей космических аппаратов будущего. Хранилища такого топлива можно создавать прямо на орбите астероида. Конечно, полагаться только на дистанционные методы анализа состава астероидов неразумно. Проекты по добыче полезных ископаемых на астероидах весьма дорогостоящие и нужно заранее убедиться, что «игра стоит свеч». В большинстве проектов будущего освоения астероидов предполагается предварительное исследование объекта добычи с помощью космических аппаратов, то, что называется *in situ*.

Пока что каждая миссия к астероиду уникальна. Чтобы наладить добычу полезных ископаемых с минимальными затратами времени на перелет к астероиду, надо прежде всего рассматривать астероиды, которые приближаются к Земле на небольшое расстояние. На сайте NASA в разделе «Доступные астероиды» приводится таблица достижимости приблизительно 2000 астероидов, сближающихся с Землей.

Понятно, что в будущем полеты к астероидам будут массовыми, а технология серийных полетов к астероидам и навигации в окрестностях астероидов будет опираться на наиболее экономичные и надежные решения. Чтобы отправить исследовательский аппарат к астероиду, надо знать точные параметры движения астероида. Как можно с высокой точностью определить орбиту? Долговременные наземные наблюдения (например, измерения, полученные более чем на двух оборотах астероида вокруг Солнца) позволяют спрогнозировать положение астероида с точностью лучше ~ 100 км и направить космический аппарат для встречи с астероидом. Прямой выход к относительно небольшому астероиду (размером с астероид Апофис), конечно, не получится. На заключительном этапе перелета необходимо будет воспользоваться системой навигации самого КА с использованием его камер. Такая технология используется в современных экспериментах. Миссии к астероидам планируются и реализуются в США, в Европе и в Японии. Вот лишь некоторые проекты последних лет — AIDA (DART+HERA) [8], OSIRIS REX [9], HAYABUSA2 [10], LUCY¹ и т.д. Здесь мы остановимся только на проектах, акцентированных на изучении астероида Апофис.

Десятилетие назад астероид Апофис был «популярной» целью при выборе космических проектов к малым телам Солнечной системы. Так, согласно закону 2008 г. об уполномочении NASA (NASA Authorization Act of 2008) это агентство должно было: обеспечить подготовку космической миссии с целью изучения астероида Апофис и космической миссии среднего класса с целью выявления объектов размером более 140 м, сближающихся с Землей. В 2008 г. Планетарное общество (США) и ЕКА провели открытый конкурс по разработке проекта миссии к Апофису. На конкурс поступило 37 предложений из 20 стран мира. Данные по проектам — победителям конкурса — представляют интерес, поскольку позволяют провести сравнительный анализ зарубежных и отечественных разработок.

¹[https://en.wikipedia.org/wiki/Lucy_\(spacecraft\)](https://en.wikipedia.org/wiki/Lucy_(spacecraft))

На странице Планетарного общества² некоторое время были представлены характеристики трех проектов-победителей конкурса: Foresight (компания SpaceWorks Engineering, США), A-Track (Deimos, Европа) и APEX (Astrium, Европа). Но с некоторых пор данные конкурса найти в открытом доступе стало затруднительно. Впрочем, менее детальную информацию о проектах можно найти в различных публикациях, например, о проекте APEX см. [11]. Есть идеи (и даже некоторые проработки) других проектов. В [12] сообщается о намерениях CNES (Франция) организовать миссию APOPHIS EXPLORER к астероиду в период его сближения с Землей в 2029 г. КА должен сопровождать и изучать астероид в течение 4-х месяцев. В [13] предлагается запустить пикоспутник и посадить его на Апофис с тем, чтобы изучать динамику пыли на поверхности астероида.

В соответствии с решением Совета РАН по космосу в Институте астрономии РАН, Институте космических исследований РАН совместно с НПО им. С.А. Лавочкина была выполнена проработка научных задач и технических предложений по проекту «Апофис» полета автоматического аппарата к астероиду Апофис.

Предварительные сведения о проекте приведены в [14, 15]. Хотя российские группы в отмеченном выше конкурсе, естественно, не участвовали, прорабатывавшийся в то время отечественный проект «Апофис» оказался близким по характеристикам к проекту APEX. Изначально планировалось, что это будет посылка космического аппарата к одному из потенциально опасных тел (для определенности на данном этапе выбран астероид Апофис) с целью изучения небесного тела, отработки методов существенного уточнения его орбитальных характеристик и, возможно, отработки некоторых методов противодействия. К сожалению, проект «Апофис» так и не был включен в Федеральную космическую программу, т.к. предпочтение было отдано проекту «Бумеранг» (фактически повтору на новом, более надежном, уровне неудачно сложившейся в 2011 г. миссии «Фобос-Грунт»). Проект «Бумеранг» кратко описан в [16]. Его суть — полет космических аппаратов к спутникам Марса для их исследования и доставки грунта на Землю с Фобоса. Для повышения успеха миссии «Бумеранг» предлагается проведение демонстрационного полета к малому астероиду, опережая основную миссию. Цель такого полета — отработка технологического варианта космического комплекса миссии в целом с одновременным получением научной и прикладной информации, имеющей самостоятельное значение. Приводятся результаты проработок облика демонстрационного полета к астероиду. Таким образом проект «Апофис» может получить новую жизнь. Конечно, это не будет такой же масштабный проект, как «Апофис», но основные технические новшества в нем будут отработаны.

Основное техническое новшество проекта «Апофис» — выведение на орбиту вокруг Апофиса специального радиомаяка, что позволит использовать наземные радиотелескопы и на порядки повысить точность определения параметров движения астероида. В данной работе мы напомним особенности движения астероида Апофис и остановимся на обсуждении необходимости и преимуществах способа точного определения движения астероида с помощью радиомаяка.

2. Особенности движения астероида Апофис, необходимость и преимущества способа точного определения параметров движения астероида с помощью радиомаяка

Условия пролета астероида Апофис мимо Земли в 2029 г. проиллюстрированы на рис. 1, взятом из [14]. Максимальное сближение астероида с Землей произойдет на высоте около 38000 км. Близкий пролет астероида мимо Земли означает гравитационный маневр, резко изменяющий орбиту астероида. В результате такого пролета возникает существенная неопределенность параметров новой орбиты небесного тела. Среди множества возможных орбит есть такие, которые приведут к столкновению в 2036 г.

Неопределенность положения астероида при сближении наиболее наглядно представлять, если рассматривать его проекцию на так называемую плоскость цели. Плоскость цели определяется как содержащая планету и перпендикулярная к асимптоте траектории (см. на рис. 1 в верхнем левом углу). Оцениваемый размер узкой эллипсообразной проекции области неопределенности для Апофиса составляет до 3500 км в длину и до 100 км в ширину. Множество возможных столкновительных (в 2036 г.) орбит определяет на плоскости цели т.н. зону резонансного возврата (ЗРВ) или более общепотребительно — «замочную скважину». Ее размер для условий прохождения Апофиса близ Земли в 2029 г. не превышает 610 м. Вероятность прохождения через скважину орбиты Апофиса в 2029 г. оценивается в [17] как 4.7×10^{-6} . Наглядное представление о размерах ЗРВ, форме и относительном положении эллипса рассеяния и скважины можно получить из рис. 2 главы 7 книги [1] (авторы главы — Шор В.А., Чернетенко Ю.А., Кочетова О.М., Соколов Л.Л.). Подобные же зоны резонансного возврата существуют и для других дат сближений астероида Апофис с Землей в этом столетии (см., например, [18]). Эти вторичные ЗРВ представляют собой такие же исходные зоны резонансных возвратов в плоскостях цели некоторых других сближений. Попадания в эти вторичные ЗРВ также ведут к столкновениям вследствие резонансов, но уже после второго и последующих возможных сближений (то есть после 2036 г.). Размеры вторичных ЗРВ малы, и, соответственно, вероятно-

²http://www.planetary.org/programs/projects/apophis_competition

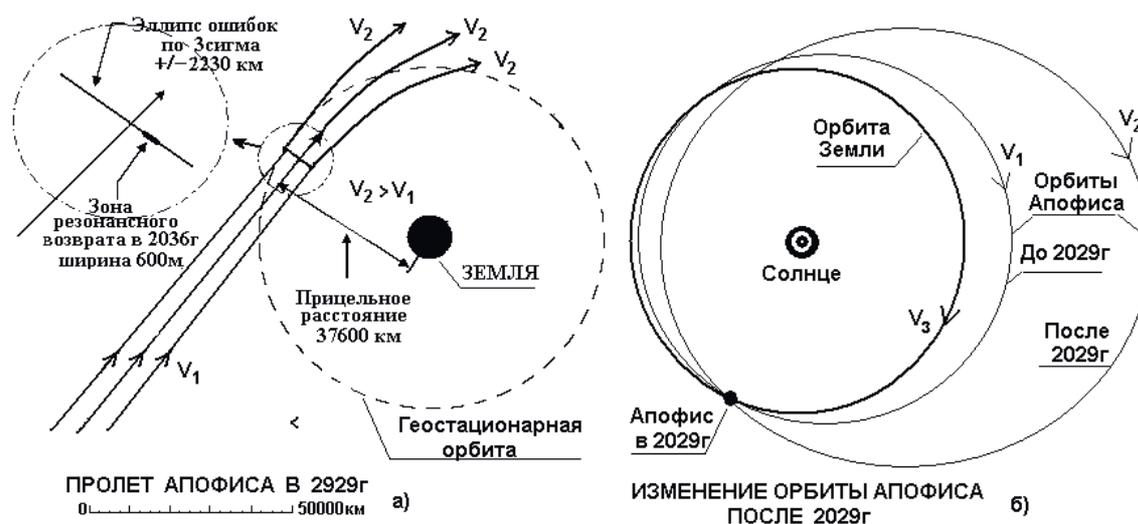


Рис. 1: Условия близкого пролета астероида Апофис в окрестности Земли в 2029 г.

сти прохождения орбиты Апофиса сквозь них столь малы, что кажется, что ими можно пренебречь, но эта картина может радикально меняться после одного из последующих сближений. При рассмотрении методов изменения орбит и, естественно, при принятии решений об изменении орбиты опасного тела (отклонении), нужно внимательно анализировать возможности появления новых угрожающих возвратов.

Главные выводы, которые можно сделать из этой информации (на примере астероида Апофис), состоят в том, что:

1. Если мы желаем заранее знать, будет ли столкновение в 2036 г., мы должны уметь определять (прогнозировать) положение Апофиса на апрель 2029 г. с точностью лучше ~ 1 км;
2. Если мы желаем гарантированно избежать столкновения в 2036 г., мы должны быть способными изменить орбиту астероида так, чтобы он, как минимум, не прошел в замочную скважину в 2029 г. При этом необходимо, конечно, следить за возможными резонансными возвратами в будущем;

Для выполнения первого требования нужно иметь ответы на следующие вопросы:

- Может ли орбита астероида Апофис быть определена с такой точностью по существующим и будущим измерениям?
- Какие наблюдения (расчеты и т.д.) нужно выполнить, чтобы эта точность была достаточной для выполнения требования 1?

Над этими вопросами работают многие исследователи (см., например, [19, 20, 21]). В одной из первых работ на эту тему [19] проведен сводный анализ эффективности различных сценариев организации наблюдательных программ для астероида Апофис в период до 2023 г. Как видно из рис. 2 (адаптированного из [19]), точность наблюдений с помощью только наземных оптических инструментов недостаточна для выполнения требования 1 (см. выше). Включение в программу наблюдений наземного планетарного радара Аресибо существенно увеличивает точность определения полуоси эллипса рассеяния, но приемлемой точностью становится только при включении в программу работы в течение года космического радиомаяка (транспондера).

В работах [21, 20] проведен анализ оценки точности определения параметров орбиты астероида Апофис по результатам наблюдений. И здесь основной вывод состоит в необходимости радиотехнических измерений с помощью бортового передатчика на КА, т.е. подчеркивается целесообразность запуска такого аппарата. Впервые идею использования передатчика космического базирования для определения точных параметров движения предложили специалисты Фонда В6512 (США)³. Они обратились с этой идеей в NASA. В то время NASA посчитало, что для случая астероида Апофис для принятия решения о посылке в 2021 г. специальной миссии отклонения астероида будет достаточно накопленных к этому времени данных радарных и оптических наблюдений с Земли. Аргументы же экспертов Фонда В6512 состояли в том, что миссию отклонения нужно планировать на более ранний срок (2017 г.), чтобы успеть отклонить астероид, а к этому времени неопределенность в параметрах эллипса рассеяния будет еще слишком большой. Поэтому и необходимо использовать радиомаяк.

³<https://b612foundation.org>

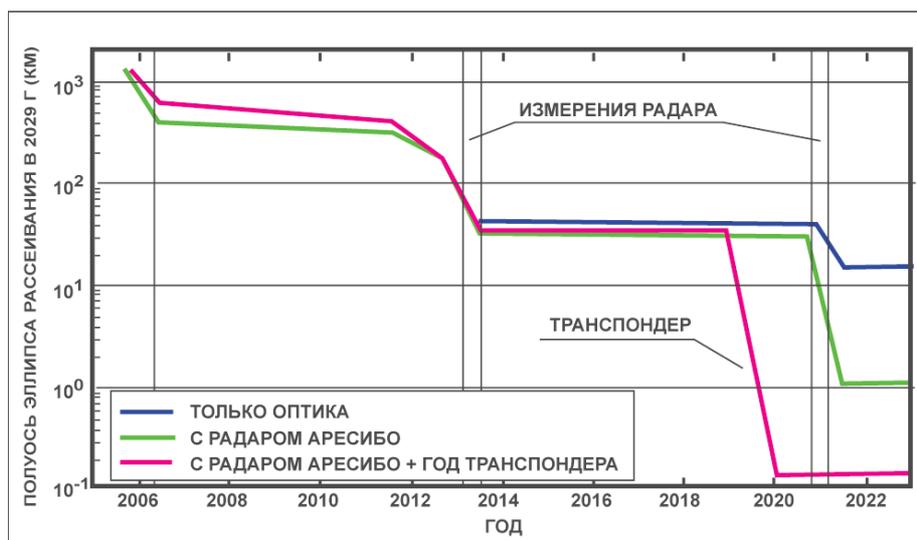


Рис. 2: Прогноз эволюции неопределенности полуоси эллипса рассеивания для астероида Апофис в 2029 г. при различных сценариях организации наблюдательных программ в период 2005–2023 г. (адаптировано из [19]).

Главным недостатком миссии к Апофису для уточнения орбиты Апофиса с точки зрения NASA, а в нашем случае и Роскосмоса, является относительная дороговизна проекта. Результат такой миссии будет скорее всего «утешительным» (т.е. просто подтверждение уже установленного по наземным наблюдениям факта, что столкновение не состоится), а на это почти очевидное подтверждение придется потратить несколько сотен миллионов долларов. Наземные средства существенно дешевле.

Однако можно привести аргументы «за»:

- Астероид Апофис — относительно простой случай, на котором можно отработать технологии, которые вполне могут пригодиться в более сложных обстоятельствах;
- Точное определение параметров движения астероида необходимо не только для отработки будущих технологий, но и в исследованиях в интересах фундаментальной науки;
- Для выбора методов противодействия просто необходимо иметь основные сведения о структуре и других свойствах этого тела. Иначе противодействие может оказаться неэффективным или даже усугубляющим ситуацию. С Земли получить такие сведения (например, о связности тела астероида) затруднительно, а для других небольших астероидов просто невозможно.

В первых проектах установка радиомаяка предполагалась прямо на поверхности астероида. Однако такой способ сложен по выполнению, что снижает надежность успеха миссии доставки радиомаяка в целом. Кроме того, несовпадение маяка с центром масс астероида и вращение последнего будут существенно затруднять определение орбиты. Поэтому в России [14] и за рубежом⁴ было предложено в принципе отказаться от установки радиомаяка на поверхности астероида и размещать радиомаяк на орбите искусственного спутника Апофиса или на борту гравитационного тягача [22]. Дальнейшая привязка положения радиомаяка к центру масс астероида может выполняться различными способами.

Такой подход принят и коллегами из США. В весьма интересном отчете Лаборатории реактивного движения (США)⁵ описан сценарий применения гравитационного тягача для отклонения модельного (несуществующего в реальности) угрожающего 140-метрового астероида 2016 NM4 с предполагаемой датой столкновения в 2049 г. и способы точного определения орбиты с помощью радиомаяка как до работы тягача, так и после этого. Для точного определения положения КА предлагается использование двух (или более) наземных радиотелескопов (с дальномерным режимом) в интерферометрической моде, а привязка положения астероида относительно КА проводится с помощью оптических камер.

3. Об использовании радиомаяка на примере проекта «Апофис»

Удачной базой для изготовления КА миссии «Апофис» или вспомогательной миссии в проекте «Бумеранг» ([16]) представляется КА «Фобос-Грунт», разработанный НПО им. С.А. Лавочкина. Можно утверждать, что

⁴https://cneos.jpl.nasa.gov/doc/PDC_proceedings_062009.pdf

⁵https://cneos.jpl.nasa.gov/doc/b612_report.html

имеется высокая степень технологической готовности для осуществления миссии к Апофису (или в современных реалиях — вспомогательной миссии в проекте «Бумеранг»).

Обычно (в ряде других упомянутых выше проектов) планируется в качестве радиомаяка использовать радиокomплекс космического аппарата, выводимого на астероидоцентрическую орбиту. В отличие от этого в проекте «Апофис» предлагаемый радиомаяк должен конструироваться как отдельный малый неориентируемый искусственный спутник астероида, имеющий большой срок работы. При этом появляется возможность оптимизировать конструкцию основного КА, который избавляется от необходимости обеспечивать длительный многолетний срок проведения траекторных измерений. Поэтому срок службы КА и управление его приборами может назначаться, исходя из времени, необходимого лишь для полета к астероиду и проведения его комплексного исследования (порядка трех лет), тогда как независимый радиомаяк может работать намного дольше.

Схема и конструкция радиомаяка должны быть оптимизированы в соответствии с его целевым назначением — долгосрочным обеспечением траекторных измерений. Конструктивно он должен представлять собой самостоятельный прибор минимального состава. Он должен быть спроектирован в расчете на выполнение основной задачи не менее, чем в течение 10 лет в условиях неориентированного полета. Наконец, радиомаяк должен быть выполнен так, чтобы влияние трудно учитываемых в баллистических расчетах факторов (например, светового давления) было бы минимальным. В соответствии с этими требованиями маяк должен представлять собой простой компактный прибор, фактически содержащий лишь приемопередатчик с антенной для приема и передачи сигналов в практически полной сфере, изотопный источник питания с буферной аккумуляторной батареей, ультрастабильный осциллятор и (возможно) простой блок управления. Управление работой и контроль состояния радиомаяка должны производиться по тому же радиоканалу, по которому выполняются запросные измерения дальности и скорости. Такой прибор разработан в НПО им. С.А. Лавочкина. На рис. 3 показана общая конструкция (внешний вид) прибора и приведен бюджет масс его компонентов.

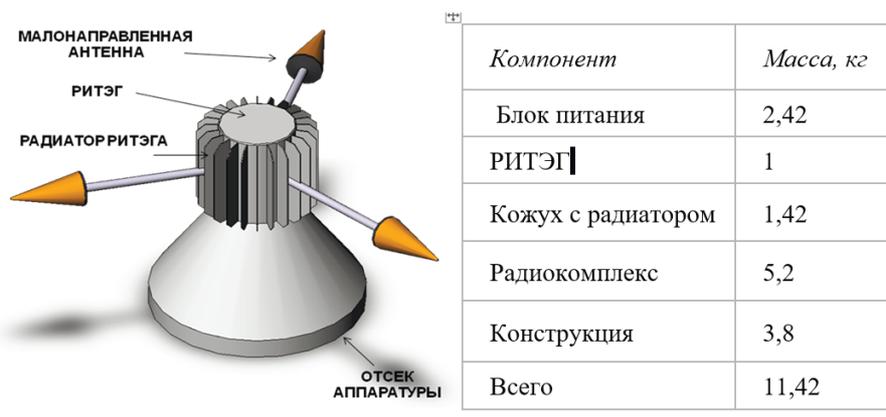


Рис. 3: Общий вид радиомаяка. Приведены массы компонентов.

4. Заключение

Начало эпохи массового осуществления полетов к астероидам как для фундаментальных исследований, так и для решения более практических задач: решения проблемы астеридно-кометной опасности и, особенно, для разработки астероидных ресурсов, требует появления недорогих, простых и надежных типовых средств точного определения положения в пространстве и параметров движения астероидов и комет.

Наземные наблюдения, как правило, не обеспечивают точности определения параметров движения астероида, достаточной, например, для надежного и существенно заблаговременного определения вероятности столкновения с Землей. Для решения задачи более точного определения параметров движения конкретного астероида используется подход, заключающийся в использовании наземных измерений с помощью радиосредств положения и скорости КА, выведенного на астероидоцентрическую орбиту. Конечно, этот метод применим только в отдельных случаях. т.к. осуществление масштабной миссии к астероиду или комете — очень затратное предприятие.

В связи с этим большой интерес представляет весьма простое и надежное средство существенного уточнения параметров движения астероида (кометы) с помощью автономного радиопередатчика (маяка) на околоастероидной орбите.

В России был предложен и проработан (на уровне предэскизного проектирования) проект космического эксперимента «Апофис», целью которого было как изучение этого малого небесного тела, так и отработ-

ка технологии радиомаяка. Маяк, проект которого был разработан в НПО им. С.А. Лавочкина, совместно с наземной системой рассчитан на работу в течение не менее 10 лет. Он отличается простотой изготовления, минимализмом бортовых систем, компактностью (может быть легко согласован со стандартами пикосатов-кубсатов), малой массой и небольшой для космического прибора стоимостью. Применение радиомаяка позволяет уточнить положение астероида по сравнению с обычными средствами на 2–3 порядка.

Все это делает такие устройства весьма востребованными в будущих массовых программах полетов (посещениях) к астероидам и, возможно, кометам.

Проект «Апофис» не был включен в Федеральную космическую программу. Но возможность отработки технологии применения радиомаяка может быть реализована в рамках другого проекта, заменившего проект «Апофис», — проекта «Бумеранг» полета к спутникам Марса.

Список литературы

1. B. Shustov and L. Rykhlova (eds.), *Asteroidno-kometnaya opasnost': vchera, segodnya, zavtra* (Moscow: Fizmatlit, 2010), in Russian.
2. M. J. S. Belton, T. H. Morgan, N. H. Samarasinha, and D. K. Yeomans, *Mitigation of Hazardous Comets and Asteroids* (Cambridge University Press, 2011).
3. V. Puchkov (Ed.), *Asteroidno-kometnaya opasnost': strategiya protivodeistviya* (Moscow: FGBU VNII GOChS (FZ), 2015), in Russian.
4. J. M. Trigo-Rodríguez, M. Gritsevich, and H. Palme (eds.), *Astrophysics and Space Science Proceedings*, **46**, 2017.
5. B. M. Shustov, *Herald of the Russian Academy of Sciences*, **89**, 311, 2019.
6. B. M. Shustov, S. A. Naroenkov, V. V. Emel'yanenko, and A. S. Shugarov, *Solar System Research*, **47**, 288, 2013.
7. B. M. Shustov, L. V. Rykhlova, Y. P. Kuleshov, Y. N. Dubov, et al., *Solar System Research*, **47**, 302, 2013.
8. O. Karatekin, S. Ulamec, N. Murdoch, P. Michel, M. Küppers, and I. Carnelli, in *AGU Fall Meeting Abstracts*, volume 2018, P51A–14 (2018).
9. C. Hergenrother, C. Maleszewski, T. R. Kareta, S. R. Chesley, et al., in *AGU Fall Meeting Abstracts*, volume 2018, P21A–10 (2018).
10. H. Hihara, J. Sano, T. Masuda, H. Ootake, T. Okada, N. Ogawa, and Y. Tsuda, in *SPIE Future Sensing Technologies, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 11197, 1119704 (2019).
11. N. C. Schmerr, V. Lekic, A. Mautino, J. B. Plescia, M. Paul, D. C. Richardson, H. Yu, and J. V. DeMartini, in *Lunar and Planetary Science Conference*, 2467, Lunar and Planetary Science Conference (2018).
12. J. Y. Prado, E. Hinglais, L. Lopes, and T. Martin, in *Spacecraft Reconnaissance of Asteroid and Comet Interiors*, volume 1829, 6004 (2015).
13. J. L. Noviello, X. Y. Ying, P. F. Wren, B. L. Stinnett, et al., in *Spacecraft Reconnaissance of Asteroid and Comet Interiors*, volume 1829, 6031 (2015).
14. I. V. Lomakin, M. B. Martynov, V. G. Pol', and A. V. Simonov, *Solar System Research*, **45**, 577, 2011.
15. B. M. Shustov, M. Martynov, A. Zakharov, A. Simonov, and V. Pol, in *40th COSPAR Scientific Assembly*, volume 40, B0.4–3–14 (2014).
16. I. V. Lomakin, V. G. Pol', A. V. Simonov, S. A. E., and S. S. V., *Herald of Lavochkin Association*, **45**, 5, 2019.
17. S. R. Chesley, J. Baer, and D. G. Monet, *Icarus*, **210**, 158, 2010.
18. N. A. Petrov, A. A. Vasil'ev, G. A. Kuteeva, and L. L. Sokolov, *Solar System Research*, **52**, 326, 2018.
19. S. R. Chesley, in D. Lazzaro, S. Ferraz-Mello, and J. A. Fernández, eds., *Asteroids, Comets, Meteors*, volume 229, 215–228 (2006).
20. J. D. Giorgini, L. A. M. Benner, S. J. Ostro, M. C. Nolan, and M. W. Busch, *Icarus*, **193**, 1, 2008.
21. B. T. Bakhshiyev, A. A. Sukhanov, and K. S. Fedyaev, *Cosmic Research*, **48**, 417, 2010.
22. R. Schweickart, C. Chapman, D. Durda, and P. Hut, *arXiv e-prints*, physics/0608157, 2006.

Содержание

<i>Калиничева Е.С., Шематович В.И., Павлюченков Я.Н.</i> О тепловом убегаии атмосферы горячего нептоуна GJ 436b	317
<i>Верич Ю.Б., Панчук В.Е., Юшкин М.В., Якопов Г.В.</i> Вспомогательные устройства спектрографа высокого разрешения БТА (функции и управление)	320
<i>Малков О.Ю., Длужневская О.Б., Жуков А.О., Захаров А.И., Ковалева Д.А., Миронов А.В., Сичевский С.Г., Скворцов Н.А., Ступников С.А., Сытов А.Ю.</i> Учет межзвездного поглощения при анализе фотометрических данных	322
<i>Сытов А.Ю.</i> Морфология течения газа при столкновении аккреционных дисков в двойных звездах типа Т Тельца	327
<i>Сапожников С.А., Ковалева Д.А.</i> Наблюдательные признаки распада широких двойных звезд по данным Gaia DR2	336
<i>Малков О.Ю.</i> Поиск компонентов разного возраста в визуальных двойных системах	341
<i>Панчук А.В.</i> Астроклимат места установки телескопа и потери наблюдательного времени	344
<i>Бородина О.И., Ковалева Д.А.</i> Неразрешенные двойные звезды в рассеянных звездных скоплениях	351
<i>Бахтигараев Н.С., Левкина П.А., Шейн А.В.</i> Обнаружение и каталогизация малоразмерного фрагмента космического мусора 20-й звездной величины	358
<i>Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Юшкин М.В., Сачков М.Е., Якопов Г.В., Верич Ю.Б., Емельянов Э.В.</i> Проект эшелле-спектрополяриметра первичного фокуса БТА	361
<i>Сачков М.Е., Шугаров А.С., Шмагин В.Е., Сичевский С.Г.</i> Концепция лунного астрофизического УФ телескопа (проект Луна-УФ)	368
<i>Сачков М.Е., Чандра Б., Мурти Д., Шмагин В.Е., Прабха Ш., Пракаш А., Наир Б.Г., Сафонова М.В., Рай Р., Мохан Р.</i> Спектральные исследования газа в туманностях (спектрограф SING): общие задачи и предварительный оптический расчет	374
<i>Шустов Б.М., Поль В.Г.</i> О методе радиомаяка для уточнения орбиты астероида	380

Contents

<i>Kalinicheva E.S., Shematovich V.I., Pavlyuchenkov Ya.N.</i> On the thermal atmosphere evaporation of hot neptune GJ 436b	317
<i>Verich Yu.B., Panchuk V.E., Yushkin M.V., Yakopov G.V.</i> BTA high resolution spectrograph auxiliary devices (functions and control)	320
<i>Malkov O.Yu., Dluzhnevskaya O.B., Zhukov A.O., Zakharov A.I., Kovaleva D.A., Mironov A.V., Sichevsky S.G., Skvortsov N.A., Stupnikov S.A., Sytov A.Yu.</i> Photometric data analysis: the estimation of interstellar extinction	322
<i>Sytov A.Yu.</i> Morphology of gas flow during collision of accretion disks in a T Tauri type binary with elliptic orbit	327
<i>Sapozhnikov S.A., Kovaleva D.A.</i> Observational signs of wide binary stars dissolution in Gaia DR2 data	336
<i>Malkov O.Yu.</i> The search for non-coevality among components of visual binaries	341
<i>Panchuk A.V.</i> Astronomical climate of the telescope installation site and observation time loss	344
<i>Borodina O.I., Kovaleva D.A.</i> Unresolved binaries in open clusters	351
<i>Bakhtigaraev N.S., Levkina P.A., Shein A.V.</i> Detection and cataloging of space debris' small-sized fragment of the 20th stellar magnitude	358
<i>Panchuk V.E., Klochkova V.G., Yushkin M.V., Sachkov M.E., Yakopov G.V., Verich Yu.B., Emelyanov E.V.</i> A project of echellé spectropolarimeter for the primary focus of the 6-m BTA telescope	361
<i>Sachkov M.E., Shugarov A.S., Shmagin V.E., Sichevsky S.G.</i> The concept of the Moon-based astrophysical UV telescope (The Luna-UV project)	368
<i>Sachkov M.E., Chandra B., Murthy J., Shmagin V.E., Prabha Sh., Prakash A., Nair B.G., Safonova M.V., Rai R., Mohan R.</i> Spectroscopic Investigation of Nebular Gas (SING): general objectives and preliminary optical layout	374
<i>Shustov B.M., Pol V.G.</i> On the radio beacon technique for refinement the orbit of an asteroid	380