# СОДЕРЖАНИЕ

# Том 47, номер 3, 2021

-

Открытие самого мощного в рентгене квазара SRGE J170245.3+130104 на красном смещении $z\approx 5.5$	
Г. А. Хорунжев, А. В. Мещеряков, П. С. Медведев, В. Д. Борисов, Р. А. Буренин, Р. А. Кривонос, Р. И. Уклеин, Е. С. Шабловинская, В. Л. Афанасьев, С. Н. Додонов, Р. А. Сюняев, С. Ю. Сазонов, М. Р. Гильфанов	155
Спектроскопические измерения красных смещений скоплений галактик из обзора поля Локмана телескопа еРОЗИТА на борту обсерватории СРГ	
И. А. Зазнобин, Р. А. Буренин, А. Р. Ляпин, Г. А. Хорунжев, В. Л. Афанасьев, А. А. Гроховская, С. Н. Додонов, М. В. Еселевич, Р. И. Уклеин, И. Ф. Бикмаев, И. М. Хамитов, М. Р. Гильфанов, Н. С. Лыскова, П. С. Медведев, Р. А. Сюняев	174
Продленное излучение космических гамма-всплесков, зарегистрированных экспериментом SPI-ACS/INTEGRAL	
Г. Ю. Мозгунов, П. Ю. Минаев, А. С. Позаненко	183
К проблеме классификации шаровых скоплений. Расчет степени концентрации звезд для 26 скоплений	
С. Н. Нуритдинов, И. У. Таджибаев, А. С. Расторгуев	197
The Dichotomy of the Mass-radius Relation and the Number of Globular Clusters	
A. H. Abdullah, P. Kroupa	205
Активность звезды с экзопланетой AB Ріс из молодой ассоциации Tuc-Hor И.С. Саванов	206
n. 6. <i>Gubunob</i>	200
Изучение тесных сближений звезд с солнечной системой по данным каталога Gaia EDR3 В. В. Бобылев, А. Т. Байкова	211
Анализ оптимальных траекторий перелета к транснептуновому объекту (90377) Седна	
В. А. Зубко, А. А. Суханов, К. С. Федяев, В. В. Корянов, А. А. Беляев	220

# ОТКРЫТИЕ САМОГО МОЩНОГО В РЕНТГЕНЕ КВАЗАРА SRGE J170245.3+130104 НА КРАСНОМ СМЕЩЕНИИ $z \approx 5.5$

© 2021 г. Г. А. Хорунжев<sup>1\*</sup>, А. В. Мещеряков<sup>1,2</sup>, П. С. Медведев<sup>1</sup>, В. Д. Борисов<sup>1,3</sup>, Р. А. Буренин<sup>1</sup>, Р. А. Кривонос<sup>1</sup>, Р. И. Уклеин<sup>4</sup>, Е. С. Шабловинская<sup>4</sup>, В. Л. Афанасьев<sup>4</sup>, С. Н. Додонов<sup>4</sup>, Р. А. Сюняев<sup>1,5</sup>, С. Ю. Сазонов<sup>1</sup>, М. Р. Гильфанов<sup>1,5</sup>

<sup>1</sup>Институт космических исследований РАН, Москва, Россия <sup>2</sup>Казанский (Приволжский) федеральный университет, Казань, Россия <sup>3</sup>Московский государственный университет им. М.В. Ломоносова, ВМК, Москва, Россия <sup>4</sup>Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, Россия <sup>5</sup>Институт астрофизики общества им. Макса Планка, Гархинг, Германия Поступила в редакцию 15.12.2020 г. После доработки 22.12.2020 г.; принята к публикации 29.12.2020 г.

В ходе первого обзора всего неба орбитальной обсерватории СРГ, 13–15 марта 2020 г. с помощью телескопа еРОЗИТА был открыт рентгеновский источник SRGE J170245.3+130104. Его оптический компаньон был отождествлен по фотометрическим признакам как кандидат в далекие квазары на  $z\approx5.5$ . Спектроскопические наблюдения объекта, проведенные в августе и сентябре 2020 г. на 6-м телескопе БТА с помощью прибора SCORPIO-II, подтвердили, что SRGE J170245.3+130104 является квазаром на красном смещении  $z_{\rm spec}=5.466\pm0.003$ . По данным телескопа еРОЗИТА, полученным в ходе первого обзора неба, рентгеновская светимость квазара составила  $3.6^{+2.1}_{-1.5}\times 10^{46}$  эрг/с в диапазоне энергий 2–10 кэВ, а его рентгеновский спектр можно приблизительно описать степенным законом с наклоном  $\Gamma=1.8^{+0.9}_{-0.8}$ . Квазар был повторно зарегистрирован телескопом еРОЗИТА спустя полгода (13–14 сентября 2020 г.) в ходе второго обзора неба, причем его рентгеновская светимость, вероятно, уменьшилась примерно в 2 раза на уровне достоверности  $\approx1.9\sigma$ . Квазар SRGE J170245.3+130104 оказался ярчайшим в рентгене среди всех известных квазаров на красных смещениях z>5. При этом он является и одним из самых радиогромких далеких квазаров на красных в рентгене на текущий момент квазаров на z>5.

*Ключевые слова*: активные ядра галактик, рентгеновские обзоры, фотометрические красные смещения, спектроскопия, БТА, еРОЗИТА.

#### DOI: 10.31857/S0320010821030037

#### ВВЕДЕНИЕ

Запущенная 13 июля 2019 г. рентгеновская обсерватория СРГ (Сюняев и др., 2021; Предель и др., 2020) успешно работает на орбите вокруг точки Лагранжа L2 системы Земля—Солнце. Основная цель обсерватории — обзор всего неба в широком диапазоне энергий 0.2—30 кэВ продолжительностью 4 года. В ходе обзора неба предполагается открыть с помощью телескопа СРГ/еРОЗИТА (Предель и др., 2020) около трех миллионов активных ядер галактик (АЯГ), в том числе далеких квазаров (Колодзиг и др., 2012, 2013), около ста тысяч скоплений и групп галактик, а также сотни тысяч рентгеновских источников различной природы в нашей Галактике. Ожидается, что обзор неба обсерватории СРГ будет примерно в 25 раз чувствительнее в мягком рентгеновском диапазоне (0.5–2 кэВ) предыдущего обзора, проведенного спутником ROSAT (Трюмпер, 1982) в начале 90-х гг. XX в., и поможет решить ряд важнейших задач современной астрофизики и космологии. Одна из главных целей обзора — поиск уникальных объектов, чьи спектральные характеристики являются выдающимися среди источников своего класса. В частности, обнаружение и детальное изучение экстремально ярких квазаров позволят пролить свет

<sup>\*</sup>Электронный адрес: horge@iki.rssi.ru

на историю роста наиболее массивных черных дыр во Вселенной.

В июне 2020 г. был завершен первый полугодовой обзор всего неба обсерватории СРГ. Среди рентгеновских источников, открытых с помощью телескопа ePO3ИTA (Предель и др., 2020), был проведен отбор кандидатов в далекие квазары с помощью системы оптического отождествления рентгеновских объектов SRGz (Мещеряков и др., 2021). Это программное обеспечение осуществляет автоматический поиск и классификацию наиболее вероятных оптических партнеров рентгеновских источников, а также оценивает их красные смещения на основе фотометрических признаков по данным оптических и инфракрасных обзоров неба с помощью методов машинного обучения. Система SRGz создана в рабочей группе российского консорциума СРГ/еРОЗИТА по поиску рентгеновских источников, их отождествлению и составлению каталога по данным телескопа еРОЗИТА в отделе астрофизики высоких энергий ИКИ РАН.

Уже в результате первых спектроскопических наблюдений кандидатов в далекие квазары, обнаруженных в ходе глубокого обзора поля Дыры Локмана (до начала сканирования неба) и в ходе первого обзора всего неба обсерватории СРГ, был подтвержден ряд далеких рентгеновских квазаров на  $z \sim 4$  и более близких квазаров на  $z \sim -1-3$ , идентифицированных среди рентгеновских источников телескопа еРОЗИТА системой SRGz. Оптические спектры этих источников были получены на 1.6-м телескопе АЗТ-ЗЗИК Саянской обсерватории (Хорунжев и др., 2020), Российско-Турецком 1.5-м телескопе КГО ГАИШ МГУ (Додин и др., 2020).

Особый интерес представляют яркие в рентгене (со светимостью  $L_{2-10 \text{ keV}} > 5 \times 10^{45}$  эрг/с в диапазоне энергий 2–10 кэВ) далекие квазары (z > 3), которые практически не встречаются в глубоких рентгеновских обзорах малой площади и не могли быть обнаружены в ходе предыдущего рентгеновского обзора всего неба обсерватории ROSAT из-за его недостаточной глубины. Уже в самом начале обзора неба обсерватории СРГ удалось обнаружить уникальный квазар CFHQS J142952+544717 = = SRGE J142952.1+544716, который оказался самым ярким в рентгене среди известных квазаров на z > 6 (Медведев и др., 2020).

Научной рабочей группой по изучению активных ядер галактик российского консорциума СРГ/еРОЗИТА создана отдельная наблюдательная программа DaLeQo (Distant and Luminous eROSITA Quasi-stellar objects, Хорунжев и др., 2021), посвященная спектроскопии кандидатов в далекие (z > 3) и яркие ( $L_X \gtrsim 5 \times 10^{45}$  эрг/с) рентгеновские квазары. В данной статье описывается открытие наиболее выдающегося (на данный момент) объекта программы DaLeQo — самого яркого в рентгеновском и радиодиапазонах квазара SRGE J170245.3+130104 на z > 5, отождествленному с помощью наблюдений на 6-м телескопе БТА.

В статье для расчета светимостей используются следующие космологические параметры:  $H_0 =$ = 69.6 км/с/Мпк и  $\Omega_M = 0.286$  (Беннет и др., 2018).

#### РЕНТГЕНОВСКИЕ ДАННЫЕ

Источник SRGE J170245.3+130104 открыт в ходе первого обзора неба обсерватории СРГ по данным телескопа еРОЗИТА. В первом обзоре положение источника сканировалось 9 раз с 13 по 15 марта 2020 г. Суммарное время сканирования источника телескопом еРОЗИТА составило 256 с. Источник зарегистрирован в диапазоне энергий 0.3-2.2 кэВ с координатами центроида R.A. = 255.688844, Dec. = 13.017685 и точностью локализации 7 угл. сек (95%). В этом диапазоне энергий внутри окружности радиусом 60 угл. сек. центрированной на положении источника, зарегистрировано 30 отсчетов при ожидаемом числе отсчетов фона 7.4. Аппроксимация распределения отсчетов в окрестности источника функцией отклика на точечный источник дает статистическую значимость его детектирования  $8.5\sigma$ .

Во втором полугодовом обзоре положение источника сканировалось обсерваторией СРГ с 13 по 14 сентября 2020 г. Общее время сканирования составило 268 с, за которое в радиусе 60 угл. сек от источника было зарегистрировано лишь 18 отсчетов в диапазоне энергий 0.3-2.2 кэВ при ожидаемом числе отсчетов от фона 7.3 (значимость детектирования  $3.7\sigma$ , см. рис. 1). Положение источника оказалось совместимо в пределах неопределенности с координатами, измеренными в первом обзоре.

Первичная обработка данных телескопа еРО-ЗИТА проводилась с помощью программного обеспечения, разработанного в ИКИ РАН с использованием компонент системы eSASS (Институт внеземной физики Общества им. Макса Планка, Германия). Рентгеновская карта фотонов в области локализации источника размером 10 × × 10 угл. мин показана на рис. 1. Спектр источника извлекался из круговой апертуры радиусом 35 угл. сек. Для оценки спектра фона использовалось кольцо вокруг источника с внутренним и внешним радиусами 85 и 435 угл. сек соответственно. Другие источники, зарегистрированные по сумме двух обзоров и попадающие внутрь



**Рис. 1.** Рентгеновские изображения СРГ/еРОЗИТА области  $10' \times 10'$  в диапазоне энергий 0.3–2.2 кэВ, центрированные на оптические координаты источника SRGE J170245.3+130104 (белый крестик). Слева показано изображение, полученное в первом обзоре неба обсерватории СРГ, справа — во втором обзоре. Красным кружком показана область радиусом 1'. Изображения сглажены гауссовым фильтром с шириной  $\sigma = 8''$ .



**Рис. 2.** Рентгеновский спектр квазара SRGE J170245.3+130104 по данным первого обзора неба телескопа еРОЗИТА обсерватории СРГ. Красной сплошной линией показана модель наилучшей аппроксимации для степенного спектра с поглощением в Галактике, синей пунктирной линией — модель с дополнительным поглощением в системе отсчета квазара (табл. 1).

области фона, маскировались с помощью круговой апертуры с радиусом 40 угл. сек. Аппроксимация полученных спектров выполнялась с помощью стандартных инструментов программного пакета XSPEC (версия 12.11, Арно, 1996) с использованием си-статистики (Кэш, 1979), модифицированной для данных с пуассоновским фоном (так называемая W-статистика, см. подробнее документацию XSPEC<sup>1</sup>). Энергетические каналы спектров группировались так, чтобы число зарегистрированных отсчетов в каждом канале было не меньше единицы. Эта процедура проводилась с помощью стандартного инструмента GROUPPHA<sup>2</sup>.

Спектральный анализ данных проводился в диапазоне энергий 0.3—5 кэВ. Для моделирования рентгеновского спектра использовались данные первого обзора неба, так как зарегистрированное число отсчетов во втором обзоре не достаточно для осмысленного спектрального анализа. Совместный

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup> https://heasarc.gsfc.nasa.gov/ftools

Таблица 1. Параметры наилучшей аппроксимации рентгеновского спектра SRGE J170245.3+130104 по данным первого обзора телескопа еРОЗИТА обсерватории СРГ

Модель	Параметр	Значение	cstat/d.o.f	goodness	AIC
TBABS*CFLUX*POW	$N_H^*$	$5.1  imes 10^{20} { m  cm^{-2}}$	23.18/17	53.9%	27.18
	$F_{05-2}^{cflux}$	$1.03^{+0.51}_{-0.4}  imes 10^{-13}$ эрг см $^{-2}$ с $^{-1}$			
	Г	$1.79^{+0.86}_{-0.81}$			
TBABS*CFLUX*ZPHABS*POW	$N_H^*$	$5.1  imes 10^{20} { m  cm^{-2}}$	14.95/16	8.8%	20.95
	$F_{05-2}^{cflux}$	$1.12^{+0.57}_{-0.44}  imes 10^{-13}$ эрг см $^{-2}$ с $^{-1}$			
	$N_H^z$	$83.8^{+119.5}_{-60.1}\times10^{22}~{\rm cm}^{-2}$			
	Г	$5.46^{+4.56}_{-2.61}$			
TBABS*CFLUX*(ZEDGE*POW +	$N_H^*$	$5.1 \times 10^{20} \ {\rm cm}^{-2}$	19.98/15	51.8%	27.98
+ ZGAUSS)	$F_{05-2}^{cflux}$	$0.99^{+0.50}_{-0.38}  imes 10^{-13}$ эрг см $^{-2}$ с $^{-1}$			
	$ au_{ m edge}$	<8			
	Г	$1.45_{-0.82}^{+0.97}$			
	$EW_{\mathrm{Fe}\mathrm{K}lpha}$	<670 эВ			
	$\sigma^*_{ ext{Fe K}lpha}$	10 эВ			

**Примечание.** Ошибки приведены на 90% уровне значимости. В столбце "goodness" приведена вероятность получить из-за статистических флуктуаций значение cstat меньше, чем наилучшее значение, полученное для данной модели. Эта величина характеризует качество описания данных моделью, и для адекватной модели следует ожидать значения  $\sim$ 50%. Информационный критерий Акаике (AIC) рассчитан по формуле  $2n - 2\ln(L)$ , где n — число свободных параметров модели,  $a\ln(L)$  — логарифм функции правдоподобия; по определению в пакете Хѕрес величина  $-2\ln(L)$  равна значению статистики cstat. Модель с меньшим значение AIC является более предпочтительной.

\* Параметр зафиксирован.

анализ данных двух обзоров не проводился ввиду возможной переменности спектра источника.

В качестве базовой мы использовали простейшую модель степенного спектра с поглощением. Величина колонковой плотности водорода  $N_{\rm H}$  была зафиксирована на значении, равном поглощению в Галактике в направлении на источник по данным карт HI4PI (Коллаборация HI4PI, 2016):  $N_{\rm H} = 5.10 \times 10^{20}$  см<sup>-2</sup>. Параметры наилучшей модели приведены в табл. 1, а спектр показан на рис. 2 красной линией. Значение вероятности, приведенное в столбце "goodness" табл. 1, свидетельствует о том, что модель адекватно описывает данные.

Сравнительно небольшое число отсчетов, зарегистрированных от источника, не позволяет детально исследовать более сложные спектральные модели. Тем не менее мы применили к данным еще две модели, в которых исследовали возможность наличия внутреннего поглощения в квазаре и спектральных особенностей, связанных с присутствием отраженной компоненты в спектре.

Для первой задачи к степенному спектру базовой модели было добавлено собственное поглощение в системе покоя квазара (z = 5.466) со свободным параметром поглощения. Такая модифи-

кация модели приводит к заметному уменьшению как величины C-stat = 14.95 при d.o.f. = 16, так и информационного критерия AIC (Акаике, 1974) по сравнению с базовой моделью (синий пунктир на рис. 2). Однако такая модель требует большие и, по-видимому, нереалистичные значения поглощения и фотонного спектрального индекса:  $N_{\rm H} \approx 8 \times 10^{23}$  см<sup>-2</sup>,  $\Gamma \approx 5$ , хотя и определенные с большими статистическими ошибками. Поэтому наш анализ не позволяет сделать однозначный вывод о наличии внутреннего поглощения в источнике.

С целью учесть возможный вклад излучения, отраженного от нейтральной оптически плотной среды (например, аккреционного диска или молекулярного тора), мы рассмотрели модель, включающую флуоресцентную линию железа на энергии 6.4 кэВ и поглощение на К-крае железа на энергии 7.1 кэВ в системе покоя квазара. Полученная модель наилучшей аппроксимации несколько лучше описывает наблюдаемые данные, чем базовая модель ( $\delta C$ -stat = -3.2), однако из сравнения соответствующих значений статистического критерия AIC в табл. 1 видно, что данные не обладают достаточной информацией для обоснования такого усложнения модели. Таким образом, более

OBJID SDSS	RAopt	DECopt	sep	$i_{ m psf}'$	$C_{\mathrm{ph}}$	$z_{ m ph}$	zConf
1237665106509826046	255.688797	+ 13.017288	1.4	22.04	QSO	5.486	0.84

Таблица 2. Свойства оптического компаньона и прогноз фотометрического красного смещения

**Примечание.** OBJID SDSS — уникальный номер в фотометрическом каталоге SDSS DR14, RAopt и DECopt — координаты источника в фотометрическом каталоге SDSS, sep — угловое расстояние между положениями рентгеновского и оптического источников (угл. сек),  $i'_{\rm psf}$  — видимая звездная величина в фильтре i' SDSS,  $C_{\rm ph}$  — фотометрический класс SRGz (звезда, галактика, квазар),  $z_{\rm ph}$  — фотометрическое красное смещение, zConf — стандартная оценка надежности измерения photo-z.

точные выводы касательно формы или наличия каких-либо особенностей в рентгеновском спектре SRGE J170245.3+130104 требуют данных с более высоким отношением сигнала к шуму.

Мы использовали базовую модель степенного закона с поглощением в Галактике для вычисления внутренней (т.е. поправленной за поглощение межзвездной среды Галактики) рентгеновской светимости SRGE J170245.3+130104. Она оказалась равна  $3.6^{+2.1}_{-1.5} \times 10^{46}$  эрг/с в диапазоне энергий 2— 10 кэВ в собственной системе отсчета квазара.

Во втором обзоре неба СРГ от источника было зарегистрировано в два раза меньше отсчетов. Выраженное в единицах скорости счета в диапазоне 0.3–2.2 кэВ, измеренной по функции отклика на точечный источник, падение потока составило  $\approx 2.3$  раза и имеет статистическую достоверность  $\approx 1.9\sigma$ . Используя базовую модель с наклоном, полученным для спектра первого обзора, мы измерили поток от источника во втором обзоре, который составил  $5.0^{+4.5}_{-3.1} \times 10^{-14}$  эрг/с/см<sup>2</sup>, а его светимость в диапазоне энергий 2–10 кэВ соответственно  $1.7^{+1.5}_{-1.1} \times 10^{46}$  эрг/с.

# ОТБОР КАНДИДАТОВ В ДАЛЕКИЕ РЕНТГЕНОВСКИЕ КВАЗАРЫ

Для поиска наиболее далеких рентгеновских квазаров была проведена кросс-корреляция рентгеновских источников СРГ/еРОЗИТА из первого полугодового скана неба в радиусе  $R_{match} = 10$  угл. сек (что соответствует медианной 98% ошибке локализации рентгеновских источников еРОЗИТЫ) с фотометрическими каталогами трех оптических обзоров: DESI Legacy Imaging Survey DR8 (DESI LIS, Деи и др. 2018), PanSTARRS1 DR2 (Чамберс и др., 2016), SDSS DR14 (Аболфати и др., 2018), а также с данными принудительной фотометрии в инфракрасном диапазоне из обзора DESI LIS.

Оптические данные по источникам из разных обзоров были объединены в общий фотометрический каталог путем кросс-отождествления оптических координат источников (в радиусе 1") и выбора фотометрических измерений с наибольшим отношением сигнала к шуму отдельно для каждого фильтра. Далее были исключены из рассмотрения рентгеновские источники еРОЗИТА с более чем одним оптическим объектом (в выбранном радиусе  $R_{\rm match}$ ).

Полученный список оптических кандидатов был обработан системой SRGz, которая оперирует во всей области восточного галактического полушария рентгеновского обзора еРОЗИТА и в автоматическом режиме анализирует данные широкополосной фотометрии оптических объектов в полях рентгеновских источников. SRGz построена на использовании ансамблевых древовидных алгоритмов машинного обучения (градиентный бустинг и случайный лес деревьев решений, см. Мещеряков и др., 2018), которые обучаются на выборках квазаров, галактик и звезд из спектроскопического каталога SDSS, выборке далеких квазаров z > 5(Росс, Кросс, 2020), выборке звезд GAIA DR2, ассоциированных с источниками из рентгеновского каталога XMM-Newton (3XMM DR8). Подробнее принципы работы SRGz и реализованные в ней алгоритмы описаны в работе Мещерякова и др. (2021).

На основе прогнозов системы SRGz были отобраны оптические объекты с фотометрическим классом "квазар" и точечной оценкой фотометрического красного смещения  $z_{\rm ph} > 5$  с высоким уровнем достоверности прогноза zConf (рассчитывалась для каждого объекта из полного вероятностного распределения прогноза p(z|x) как интеграл плотности вероятности в окрестности наилучшей точечной оценки красного смещения  $z_{\rm ph} \pm 0.06(1 + z_{\rm ph})$ ).

Рентгеновский источник SRGE J170245.3+ +130104 и ассоциированный с ним оптический компаньон (см. табл. 2) были отобраны системой SRGz как наиболее надежный кандидат в далекий рентгеновский квазар на z > 5. В 95%-ю область локализации рентгеновского источника SRGE J170245.3+130104 попадает единственный оптический источник (см. рис. 4) на расстоянии 1.4 угл. сек от положения рентгеновского источника. На рис. 4 приведено изображение



Рис. 3. Полный вероятностный прогноз фотометрического красного смещения p(z|x), полученный системой SRGz для оптического компаньона рентгеновского источника SRGE J170245.3+130104. Показан точечный прогноз photo-z ( $z_{ph}$ , сплошная вертикальная линия), его доверительные интервалы с 68 и 95% уровнями значимости, спектральное красное смещение, измеренное на телескопе БТА (штриховая вертикальная линия).



**Рис. 4.** Изображение в фильтре  $i_{PS}$  Pan-STARRS размером  $2' \times 2'$ . Стрелкой указан оптический компаньон SRGE J170245.3+130104. Радиус маленького круга соответствует области  $1\sigma$  локализации. Радиус большого круга 10 угл. сек — область, где проводился поиск оптического компаньона для рентгеновского источника.

оптического компаньона рентгеновского источника SRGE J170245.3+130104 из архива обзора Pan-STARRS в фильтре  $i_{PS}$ .

На рис. З показан полный вероятностный прогноз фотометрического красного смещения p(z|x)для оптического компаньона рентгеновского источника SRGE J170245.3+130104. Показаны также доверительные интервалы с 68 и 95% уровнями значимости, величина наиболее вероятного точечного прогноза photo-z (сплошная вертикальная линия), спектральное красное смещение, измеренное на телескопе БТА (штриховая вертикальная линия). Функция плотности вероятности прогноза p(z|x) показывает острый пик на красном смещении  $z_{\rm ph} = 5.486$ . Спектральное измерение красного

№ 3

2021



**Рис. 5.** Спектры квазара SRGE J170245.3+130104, полученные на телескопе БТА. Светло-серым показан спектр от 2020/08/17. Темно-серым показан спектр от 2020/09/13. Черным показан суммарный спектр квазара. Красными точками показана спектральная плотность потока источника в фильтрах Pan-STARRS r, i, z, y. Вертикальными пунктирными линиями показаны ожидаемые положения пиков характерных эмиссионных линий квазаров (Ванден Берк и др., 2001) на  $z_{\rm spec} = 5.466$ .

смещения (см. ниже) отлично согласуются с фотометрической оценкой, полученной системой SRGz.

Отметим, что оптический компаньон SRGE J170245.3+130104 ранее не был определен в литературе как кандидат в квазары. Оптический источник имеет радиокомпаньона в обзоре NVSS на частоте 1.4 ГГц (Кондон и др., 1998).

#### НАБЛЮДЕНИЯ НА БТА

Фотометрический кандидат в далекие рентгеновские квазары был включен в программу наблюдений 6-м телескопа БТА.

Наблюдения на БТА проводились с помощью спектрографа SCORPIO-2 (Афанасьев, Моисеев, 2011; Афанасьев, Амирханян, 2012) в августе и

Дата	Решетка	Экспозиция, с	S/N
2020/08/17	VPHG1200@860	$2 \times 1200$	3
2020/09/13	VPHG1026@735	$5 \times 1200$	4

Таблица 3. Список экспозиций БТА

**Примечание.** Дата — дата начала ночи наблюдений, Решетка — название диспергирующего элемента, S/N — средний сигнал—шум спектра. сентябре 2020 г. (см. табл. 3) в темное время (фаза Луны меньше 0.3) и при средних величинах дрожания атмосферы меньше 2 угл. сек. Использовалась щель шириной 2 угл. сек. Технические характеристики спектрографа SCORPIO-2 описаны в руководстве пользователя<sup>3</sup>.

Обработка спектров проводилась с помощью стандартного математического обеспечения IRAF<sup>4</sup>. Форма спектров была исправлена с использованием наблюдений спектрофотометрических стандартов из списка Массей и др. (1988).

В августе был получен первый спектр источника, в котором очетливо видна широкая линия  $Ly\alpha$ с характерным скачком, связанным с поглощением на нейтральном водороде (рис. 5). В спектре нет других, характерных для квазаров эмиссионных линий, например CIV(1549 Å). Если мешают фоновые линии неба, то потребовалось бы в несколько раз больше времени, чтобы получить качественный спектр решеткой VPHG1200@860. В рабочий диапазон решетки VPHG1200@860 не попадает линия  $Ly\beta$ , по которой можно было бы точнее определить красное смещение. В сентябре были проведены повторные наблюдения решеткой VPHG1026@735, в

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup> https://www.sao.ru/hq/lsfvo/devices/scorpio-2/index.html <sup>4</sup> http://iraf.noao.edu

ХОРУНЖЕВ и др.



**Рис. 6.** Спектральное энергетическое распределение квазара SRGE J170245.3+130104. Желтыми точками показаны измерения в радиодиапазоне, красными точками — в близком ИК- и видимом диапазонах, черными точками — рентгеновские данные СРГ/еРОЗИТА. Серая область — 1 $\sigma$  неопределенность степенной модели (с поглощением в Галактике) рентгеновского спектра (см. текст и табл. 1). Штрихпунктирной линией показан средний шаблон блазара Фоссати и др. (1998). Сплошной линией показан шаблон радиогромкого квазара Шанг и др. (2011), поправленный на длинах волн  $\lambda < 1216$  Å за межгалактическое поглощение на нейтральном водороде (Мадау, 1995); продолжение оригинального шаблона Шанг и др. (2011) на длинах волн  $\lambda < 1216$  Å без учета поглощения показано пунктирной линией. На вставке синей линией показан сглаженный спектр, полученный на телескопе БТА.

диапазон которой попадает линия  $Ly\beta$  и протяженный участок леса лайман-альфа. На полученном в сентябре спектре отчетливо виден лес лайманальфа (рис. 5). К сожалению, линия  $Ly\beta$  очень широкая, а ее пик находится в поглощении.

По результатам наблюдений в августе и сентябре был получен суммарный спектр квазара SRGE J170245.3+130104, приведенный на рис. 5. Он схож со спектрами далеких радиогромких квазаров большой светимости (Романи и др., 2004; Банадос и др., 2018; Белладитта и др., 2020). Широкие эмиссионные линии за исключением  $Ly\alpha$  не доминируют над контиуумом.

В спектре квазара отсутствуют узкие эмиссионные линии, с помощью которых можно было бы с высокой точностью определить красное смещение. Поэтому красное смещение источника  $z_{\rm spec} =$ = 5.466 ± 0.003 было определено подгонкой шаблона среднего спектра квазара Ванден Берк и др. (2001). Систематическая ошибка красного смещения составляет  $\Delta z_{\rm spec} \sim 0.01$  и вызвана отличиями в спектре источника от шаблона. Полученное значение прекрасно согласуется с фотометрической оценкой красного смещения  $z_{\rm ph} = 5.486$  системы поиска квазаров SRGz.

В спектре присутствует значимая узкая линия поглощения на длине волны 8119 Å. Если предположить, что это линия SiII(1263Å), то и другие минимумы спектра (с недостаточной значимостью детектирования) будут согласовываться с узкими линиями поглощения ( $Ly\alpha$ , NV, SiII, SiIV), помещенными на  $z_{abs} = 5.427$ . Отметим, что в спектре другого радиогромкого квазара PSO J352.4034– -15.3373 на  $z_{\rm spec} = 5.84$  тоже был обнаружен комплекс узких линий поглощения на  $z_{abs} = 5.8213$  (Банадос и др., 2018).

# СПЕКТРАЛЬНОЕ РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ЭНЕРГИИ

Зная красное смещение квазара SRGE J170245.3+130104, можно исследовать его спектральное энергетическое распределение (СРЭ). Мы использовали следующие данные для построения СРЭ: радиодиапазон — TGSS (Интема и др., 2017), NVSS (Кондон и др., 1998), VLASS (Гордон и др., 2020), инфракрасный диапазон —

#### ОТКРЫТИЕ САМОГО МОЩНОГО В РЕНТГЕНЕ КВАЗАРА

Телескоп/Обзор	Фильтр	Поток либо зв. величина	Ссылка	<i>ν</i> в системе покоя (Гц)	$ u L_{ u}$ , эрг с $^{-1}$
		Радиодиапазон:			
TGSS	150 MHz	<25 мЯн	1	$9.70\times10^8$	$< 1.3 \times 10^{43}$
NVSS	1.4 GHz	$26.0\pm0.9$ мЯн	2	$9.05\times10^9$	$(1.22 \pm 0.04) \times 10^{44}$
VLASS	2.99 GHz	$7.8\pm0.3$ мЯн	3	$1.93\times10^{10}$	$(7.86 \pm 0.32) \times 10^{43}$
		Инфракрасный диапа	30Н:		1
WISE/PS1	$W2_{\rm Vega, forced}$	$17.05\pm0.13$	4	$4.198\times10^{14}$	$(5.50\pm 0.67)\times 10^{45}$
	$W1_{\rm Vega, forced}$	$17.82\pm0.07$		$5.755\times10^{14}$	$(6.71 \pm 0.43) \times 10^{45}$
WISE/DESILIS	$W2_{\rm Vega, forced}$	$17.30\pm0.23$	5	$4.198\times10^{14}$	$(4.39 \pm 0.94) \times 10^{45}$
	$\mathrm{W1}_{\mathrm{Vega, forced}}$	$17.84\pm0.09$		$5.755\times10^{14}$	$(6.60\pm 0.56)\times 10^{45}$
		Видимый диапазон	:		1
PS1	y	$20.80\pm0.10$	6	$2.014\times 10^{15}$	$(1.82 \pm 0.17) \times 10^{46}$
	z	$20.74\pm0.05$		$2.235\times10^{15}$	$(2.13\pm 0.10)\times 10^{46}$
	i	$21.64\pm0.07$		$2.573\times10^{15}$	$(1.07\pm 0.07)\times 10^{46}$
	r	$22.86 \pm 0.13$		$3.126\times 10^{15}$	$(4.24 \pm 0.50) \times 10^{45}$
	g	<23.25		$3.998\times 10^{15}$	$< 3.8 \times 10^{45}$
DESI LIS	z',	$20.44\pm0.02$	5	$2.114\times10^{15}$	$(2.66 \pm 0.05) \times 10^{46}$
	r',	$22.71\pm0.06$		$3.021\times 10^{15}$	$(4.69 \pm 0.25) \times 10^{45}$
	g',	<24.58		$4.031\times10^{15}$	${<}1.1\times10^{45}$
		Рентгеновский диапаз	вон:		
SRG/eROSITA	$\begin{array}{l} 0.5{-}2\mathrm{keV}\\ (\Gamma=1.8) \end{array}$	$1.0^{+0.5}_{-0.4}  imes 10^{-13}$ эрг см $^{-2}$ с $^{-1}$	4		
		Производные величи	ны:		
$\alpha_{ m ox}$ (2500 Å–2 keV	')	$0.93\substack{+0.09\\-0.08}$			
$\alpha_{W1,zPS}$		$0.20\pm0.02$			
$ u L_{ u}(5 \text{ GHz}) $		$(6.7\pm0.2) imes10^{43}$ эрг с $^{-1}$			
$\nu L_{ u}(4400\text{\AA})$		$(7.68\pm0.03) imes10^{45}~{ m spr}~{ m c}^{-1}$			
$\nu L_{\nu}  (2500 \text{ Å})$		$(1.20\pm 0.02)  imes 10^{46}$ эрг с $^{-1}$			
$\nu L_{\nu} \left( 2 \mathrm{keV} \right)$		$1.9^{+1.1}_{-0.8}  imes 10^{46} \; { m spr} \; { m c}^{-1}$			
L (bolometric)		$(1.5{-}2)  imes 10^{47} \; { m spr} \; { m c}^{-1}$			

#### Таблица 4. Многоволновые свойства квазара SRGEJ170245.3+130104

Примечание. Светимости приведены в системе покоя квазара и поправлены за поглощение в Галактике. Ссылки. (1) Интема и др. (2017), (2) Кондон и др. (1998), (3) Гордон и др. (2020) (4) данная работа, (5) Деи и др. (2018) DESI LIS DR8, (6) Чамберс и др. (2016) PS1 DR2 stacked. WISE (Райт и др., 2010; Деи и др., 2018; Лэнг, 2016), видимый диапазон — DESI Legacy Imaging Survey (DESILIS) DR8 (Деи и др., 2018), PS1 DR2 stacked (Чамберс и др., 2016).

Полученное СРЭ показано на рис. 6, а использованные для его построения данные приведены в табл. 4. Оптические и инфракрасные измерения, а также рассчитанные по ним светимости были поправлены за галактическое поглощение, используя значение избытка цвета в направлении на квазар E(B-V) = 0.077 (Шлегель и др., 1998). Для обзора DESI LIS и для фильтров W1, W2 WISE использовались соответствующие поправочные коэффициенты "mw\_transmission" из каталога DESI LIS DR8 tractor. Для поправки фотометрии Pan-STARRS за поглощение в Галактике применялись стандартный закон поглощения  $R_V = 3.1$  и функция зависимости поглощения от длины волны Карделли и др. (1989).

#### Радиосвойства

Источник надежно детектируется в обзоре NRAO VLA Sky Survey (NVSS) на частоте 1.4 ГГц. Помимо детектирования в обзоре NVSS, проведенном в 1990-х гг., квазар SRGE J170245.3+130104 был недавно зарегистрирован в обзоре Very Large Array Sky Survey Epoch 1 (VLASS)<sup>5</sup> на частоте 2.99 ГГц (Гордон и др., 2020) (см. табл. 4). Кроме того, можно использовать отсутствие значимого детектирования квазара SRGE J170245.3+130104 в обзоре TGSS (который покрыл  $3.6\pi$  стерадиана небесной сферы, включая местоположение исследуемого объекта), чтобы поставить верхний предел 25 мЯн на плотность потока источника на частоте  $\nu =$ = 150 МГц (см. раздел 4.2 статьи Интема и др. 2017).

Таким образом, на текущий момент в нашем распоряжении есть два измерения и один верхний предел на плотность потока в диапазоне от 150 МГц – 3 ГГц. Как видно на рис. 6, по этим данным спектр радиоизлучения должен иметь максимум между 1 и 10 ГГц в системе покоя квазара. Однако к этому выводу следует относиться с осторожностью из-за вполне вероятной переменности объекта, так как обсуждаемые радионаблюдения были проведены в разные эпохи (в частности, измерения NVSS и VLASS разделены промежутком больше 20 лет). Напомним, что рентгеновская яркость квазара SRGE J170245.3+130104 изменилась примерно в 2 раза на масштабе полугода (см. раздел "Рентгеновские данные"). Высокая измеренная плотность потока в гигагерцовом диапазоне однозначно свидетельствует о том, что квазар SRGE J170245.3+130104 является радиогромким. Для количественного описания радиогромкости можно использовать стандартный параметр:

$$R \equiv \frac{f_{\nu,5 \text{ GHz}}}{f_{\nu,4400 \text{ \AA}}},$$
 (1)

где  $f_{\nu,5 \text{ GHz}}$  и  $f_{\nu,4400 \text{ Å}}$  — плотности потока излучения на частоте в 5 ГГц и частоте, соответствующей длине волны 4400 Å в системе покоя квазара. Для оценки  $f_{\nu,5 \text{ GHz}}$  можно предположить, что спектр в районе этой частоты описывается степенным законом с наклоном  $\alpha_r = 0$  ( $S_{\nu} \propto \nu^{-\alpha_r}$ ), и нормировать спектр по измерению NVSS на наблюдаемой частоте 1.4 ГГц. Величину  $f_{\nu,4400 \text{ Å}}$  можно рассчитать, исходя из наклона  $\alpha_{W1,zPS} = 0.2$  ультрафиолетового (в системе покоя квазара) участка спектра, определенного по измеренным значениям плотности потока в фильтрах W1 и z(PS1) (см. табл. 4).

Таким образом, для квазара SRGE J170245.3+ +130104 получается значение  $R \approx 1200$ . Такое высокое значение радиогромкости характерно для блазаров (Белладитта и др., 2020), т.е. особой категории радиогромких квазаров, в которых релятивистский джет направлен в нашу сторону. Известно всего несколько объектов на z > 5, у которых  $R > 10^3$  (Белладитта и др., 2019). Однако, если по описанному выше методу провести расчет  $f_{\nu,5\,\mathrm{GHz}}$ , используя вместо данных NVSS данные VLASS, то спектральная плотность  $f_{\nu,5 \text{ GHz}}$  окажется примерно в 3 раза ниже. Как следствие, уменьшится и оценка радиогромкости:  $R \approx 360$ , а значения  $R \sim$  $\sim 100$  характерны скорее для "обычных" радиогромких квазаров, чем для блазаров (см. Белладитта и др., 2020).

Интересно сравнить СРЭ квазара SRGE J170245.3+130104 с типичными спектрами радиогромких квазаров и блазаров. С этой целью на рис. 6 показаны шаблон среднего спектра радиогромких квазаров из работы Шанг и др. (2011) и шаблон среднего спектра блазаров в диапазоне радиосветимостей log  $L_{5GHz} = 43-44$  (в который попадает квазар SRGE J170245.3+130104) из статьи (Фоссати и др., 1998). В первом случае шаблон был нормирован по измеренной звездной величине квазара SRGE J170245.3+130104 в фильтре z' DESI LIS.

Как видно на рис. 6, шаблон блазара плохо подходит для описания СРЭ квазара SRGE J170245.3+130104. Шаблон радиогромкого квазара демонстрирует существенно лучшее согласие с наблюдательными данными. При этом необходимо учитывать то, что приведенный шаблон

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup> https://cirada.ca/vlasscatalogueql0

не является универсальным СРЭ радиогромких квазаров, и формы спектров индивидуальных объектов могут существенно отличаться друг от друга (см. Шанг и др., 2011).

Квазар SRGE J170245.3+130104 характеризуется самой большой измеренной плотностью потока на 1.4 ГГц (26 мЯн) среди известных радиогромких квазаров (включая блазары) на  $z \gtrsim 5.5$  (см. табл. А.1 в статье Белладитта и др., 2020). В частности, он почти в два раза ярче квазара PSO J352.4034–15.3373 (14.9 мЯн, Банадос и др., 2018), который до открытия первого блазара на z > 6 (23.7 мЯн, Белладитта и др., 2020) считался самым мощным радиогромким квазаром на z > 5.5. При этом надо отметить, что на меньших красных смещениях 4.5 < z < 5.5 есть источники с еще большими значениями радиогромкости вплоть до  $R > 10^4$  (Белладитта и др., 2019; Копылов и др., 2006).

Завершая обсуждение радиосвойств квазара SRGE J170245.3+130104, заметим, что для выяснения того, является ли он блазаром, необходимо провести детальные исследования его спектральных и пространственных характеристик в радиодиапазоне.

#### Соотношение между рентгеновской и ультрафиолетовой светимостями

В исследованиях квазаров часто используется эффективный наклон спектра ( $\alpha_{ox}$ ) между 2500 Å и 2 кэВ (Тананбаум и др., 1979):

$$\alpha_{\rm ox} \equiv -\frac{\log \left( L_{2\,\rm keV} / L_{2500\,\text{\AA}} \right)}{\log \left( \nu_{2\,\rm keV} / \nu_{2500\,\text{\AA}} \right)} =$$
(2)  
= -0.3838 log  $\left( \frac{L_{2\,\rm keV}}{L_{2500\,\text{\AA}}} \right)$ ,

где  $L_{2500 \text{ Å}}$ ,  $L_{2 \text{ keV}}$  — спектральная плотность светимости в системе покоя квазара (измеряется в единицах эрг с<sup>-1</sup> Гц<sup>-1</sup>) на длине волны 2500 Å и энергии 2 кэВ соответственно. Параметр  $\alpha_{\text{ох}}$  содержит указание об относительном вкладе в энерговыделение различных механизмов, таких как: тепловое излучение аккреционного диска, переизлучение в широких линиях, нагрев короны диска, излучение релятивистских джетов.

Чтобы оценить параметр  $\alpha_{ox}$  для квазара SRGE J170245.3+130104, его монохроматическая рентгеновская светимость на энергии 2 кэВ была определена по данным телескопа еРОЗИТА, предполагая, что рентгеновский спектр описывается степенным законом с наклоном  $\Gamma = 1.8$  (см. раздел "Рентгеновские данные"). Для расчета 2500 Å предполагалось, что оптический спектр описывается шаблоном среднего спектра радиогромких квазаров (Шанг и др., 2011), нормированным по измеренной видимой звездной величине в фильтре z' DESI LIS. Полученные значения рентгеновской и ультрафиолетовой светимостей приведены в табл. 4.

В результате был получен наклон  $\alpha_{\mathrm{ox}} = 0.93^{+0.09}_{-0.08}$ . Такое значение говорит о том, что в СРЭ квазара SRGE J170245.3+130104 есть мошный рентгеновский избыток по сравнению с подавляющим большинством исследованных квазаров. Об этом же свидетельствует и прямое сравнение СРЭ квазара SRGE J170245.3+130104 с шаблонами средних спектров радиогромких квазаров и блазаров (см. рис. 6). Для сравнения радиотихие квазары в среднем характеризуются значением  $\alpha_{\rm ox} \approx 1.37$  (Люссо и др., 2010). Радиогромкие квазары характеризуются несколько большей относительной рентгеновской яркостью, однако значения  $\alpha_{\rm ox} \leq 1.2$  являются экстремальными и для этого класса объектов (см., например, Жу и др., 2020).

В этом смысле квазар SRGE J170245.3+130104 похож на квазар CFHQS J142952+544717 = = SRGE J142952.1+544716 на z = 6.18, исследованный в работе Медведева и др. (2020), для которого было получено значение  $\alpha_{ox} = 1.11^{+0.25}_{-0.24}$ . Как обсуждается в работах Медведева и др. (2020, 2021), мощный рентгеновский избыток в СРЭ квазара CFHQS J142952+544717 может быть связан с обратным комптоновским рассеянием реликтового излучения Вселенной (плотность энергии которого растет с красным смещением как  $(1 + z)^4$ ) в релятивистских джетах. Возможно, мы наблюдаем похожее явление и в немного более близком квазаре SRGE J170245.3+130104.

#### Болометрическая светимость

На основе представленного на рис. 6 СРЭ можно оценить болометрическую светимость квазара SRGE J170245.3+130104 аналогично тому, как это было сделано в работе Медведева и др. (2020) для другого далекого радио-громкого квазара CFHQS J142952+544717 = SRGE J142952.1+544716.

Используя шаблон радиогромкого квазара из работы Шанг и др. (2011), можно оценить светимость на энергиях ниже 2 кэВ. Она составляет  $L_{<2 \text{ keV}} \approx 1.2 \times 10^{47}$  эрг/с. Светимость в диапазоне 2–100 кэВ можно оценить с помощью экстраполяции рентгеновского спектра с наклоном  $\Gamma = 1.8$ , измеренного (на энергиях 2–32 кэВ в системе покоя квазара) телескопом еРОЗИТА. Таким образом, получаем  $L_{2-100 \text{ keV}} = (7 \pm 3) \times 10^{46}$  эрг/с.



Рис. 7. Распределение по рентгеновской светимости известных квазаров на z > 5, которые были зарегистрированы в рентгеновских лучах обсерваториями Chandra, XMM-Newton, Swift им. Нила Джерельса, включая три радиотихих квазара из статьи Ли и др. (2021). Черными квадратами показаны квазары SRGE J170245.3+130104 (данная работа), CFHQS J142952+544717 (Медведев и др., 2020) и SDSS J083643.85+005453.3 (Вольф и др., 2021), обнаруженные в рентгеновских лучах обсерваторией СРГ (первые два в ходе первого полугодового обзора всего неба, третий — во время глубокого обзора поля eFEDS на этапе проверочных наблюдений обсерватории). Для квазаров SRGE J170245.3+130104 и SDSS J074749.18+115352.46 (J07+11), у которых обнаружена значительная рентгеновская переменность, показаны значения светимости в более ярком состоянии источников. Самый далекий блазар (Белладитта и др., 2020) обозначен на рисунке "J03+27". Красными треугольниками с вершиной направленной вниз показаны источники из каталога (и др.; 2019) рентгеновских квазаров на z > 6. Три штрихпунктирных линии обозначают характерные пороги чувствительности СРГ/еРОЗИТА для: одного полугодового обзора (0.5 yr), четырехлетнего обзора (4 yr) и областей около полюсов эклиптики (ePole) (Предель и др., 2020; Сюняев и др., 2021).

Предполагая, что вклад излучения на еще более высоких энергиях (выше 100 кэВ) незначителен, находим, что болометрическая светимость квазара SRGE J170245.3+130104 составляет  $L_{\rm bol} = (1.5-2) \times 10^{47}$  эрг/с.

Предполагая, что болометрическая светимость не превышает эддингтоновскую критическую светимость, можно получить нижний предел на массу сверхмассивной черной дыры в квазаре SRGE J170245.3+130104:  $M_{\rm BH} > 10^9 M_{\odot}$ .

Таким образом, болометрическая светимость и масса черной дыры квазара SRGE J170245.3+ +130104 оказываются сравнимы с соответствующими характеристиками других ярчайших радио-громких квазаров на z > 5 (см., например, Медведев и др., 2020).

#### SRGE J170245.3+130104 — ЯРЧАЙШИЙ В РЕНТГЕНЕ КВАЗАР НА *z* > 5

Открытый телескопом еРОЗИТА обсерватории СРГ квазар SRGE J170245.3+130104 имеет колоссальную рентгеновскую светимость и на данный момент является ярчайшим в рентгене среди известных нам квазаров на z > 5 на половине неба, за обработку данных СРГ/еРОЗИТА на которой отвечают российские ученые. Уникальна ли такая высокая рентгеновская светимость вообще для квазаров на z > 5?

Чтобы ответить на этот вопрос, мы составили каталог всех зарегистрированных в рентгене на текущий момент квазаров на z > 5. Подробности того, как была собрана эта информация, описаны в приложении в конце статьи. Полученный каталог (всего 52 объекта) представлен в табл. 5, ссылки на рентгеновские данные и измерения красных смешений приведены в табл. 6 и 7 соответственно. На основе собранной информации можно сравнить рентгеновские светимости квазара SRGE J170245.3+130104 и ранее известных квазаров. Результаты этого сравнения представлены на рис. 7. Видно, что радиогромкий квазар SRGE J170245.3+130104 является ярчайшим в рентгене среди всех (включая блазары) известных квазаров на z > 5.

Отметим, что во втором обзоре неба телескопа еРОЗИТА обсерватории СРГ (спустя полгода после первого наблюдения) рентгеновская светимость квазара SRGE J170245.3+130104 уменьшилась примерно в 2 раза (см. раздел "Рентгеновские данные"). Интересно, что ярчайший в рентгене радиотихий квазар SDSS 074749.18+115352.46 демонстрирует переменность в рентгене сравнимой амплитуды на масштабе всего нескольких часов (Ли и др., 2021).

Из рис. 7 следует, что внимание рентгеновских обсерваторий до сих пор было приковано в основном к квазарам на  $z \gtrsim 6$ . Уникальные данные четырехлетнего обзора СРГ/еРОЗИТА позволят найти все квазары в малоизученной области экстремально больших рентгеновских светимостей ( $L_X > 5 \times 10^{45}$  эрг/с). Совместное использование данных рентгеновских и оптических обзоров поможет повысить чистоту выборок кандидатов в далекие квазары и позволит заполнить пробелы в распределении квазаров по красному смещению (рис. 7).

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Открытый с помощью рентгеновской обсерватории СРГ и 6-м телескопа БТА рентгеновский квазар SRGE J170245.3+130104 на  $z \approx 5.47$  оказался самым мощным в рентгеновских лучах среди известных объектов в ранней Вселенной (z > 5), а также одним из самых мощных в радио.

Большая радиогромкость квазара  $(R \sim 10^3)$  указывает на то, что он может быть блазаром. Для проверки этой гипотезы необходимо провести радиоинтерферометрические наблюдения объекта на нескольких длинах волн. Отметим, что в настоящее время известно всего лишь несколько блазаров на z > 5 (Белладитта и др., 2020), и они все уступают по своей рентгеновской светимости квазару SRGE J170245.3+130104.

Существенно дополнить физическую картину могли бы также спектроскопические измерения в близком инфракрасном диапазоне ( $\lambda \sim 1.6$  мкм). Ожидается, что в этом диапазоне должна проявиться широкая эмиссионная линия MgII, по параметрам которой можно будет измерить массу черной дыры.

Квазар SRGE J170245.3+130104 демонстрирует значительную переменность в рентгеновских лучах по данным первых двух обзоров неба телескопа еРОЗИТА обсерватории СРГ. Мы будем продолжать следить за его переменностью в следующих сканах СРГ/еРОЗИТА.

Обнаружение в рентгене с помощью обсерватории СРГ радиогромких квазаров CFHQS J142952+ +544717 = SRGE J142952.1+544716 на z = 6.18(Медведев и др., 2020) и SRGE J170245.3+130104 на *z* = 5.47 с рекордными рентгеновскими светимостями  $\sim 3 \times 10^{46}$  эрг/с открывает новую страницу в исследовании роста сверхмассивных черных дыр в ранней Вселенной. Мы надеемся, что выборка подобных интереснейших объектов будет значительно расширена в ходе продолжающегося обзора всего неба. Ключевую роль играет спектроскопическая проверка новых рентгеновских источников. Поиск уникальных квазаров среди источников из обзора обсерватории СРГ продолжается на 6-м телескопе БТА, 1.6-м телескопе АЗТ-ЗЗИК (Буренин и др., 2016) и на 1.5-м Российско-Турецком телескопе РТТ-150 (Бикмаев и др., 2020).

Наблюдения на телескопах САО РАН выполняются при поддержке Министерства науки и высшего образования Российской Федерации (Минобрнауки России).

Это исследование основано на наблюдениях телескопа еРОЗИТА на борту обсерватории СРГ. Обсерватория СРГ изготовлена Роскосмосом в интересах Российской академии наук в лице Института космических исследований (ИКИ) в рамках Российской федеральной научной программы с участием Германского центра авиации и космонавтики (DLR). Рентгеновский телескоп СРГ/еРОЗИТА изготовлен консорциумом германских институтов во главе с Институтом внеземной астрофизики Общества им. Макса Планка (MPE) при поддержке DLR. Космический аппарат СРГ спроектирован, изготовлен, запущен и управляется НПО им. Лавочкина и его субподрядчиками. Прием научных данных осуществляется комплексом антенн дальней космической связи в Медвежьих озерах, Уссурийске и Байконуре и финансируется Роскосмосом. Использованные в настоящей работе данные телескопа еРозита обработаны с помощью программного обеспечения eSASS, разработанного германским консорциумом еРОЗИТА и программного обеспечения, разработанного российским консорциумом телескопа СРГ/еРОЗИТА. Система SRGz создана в отделе Астрофизики высоких энергий ИКИ РАН (в научной рабочей группе по поиску и отождествлению рентгеновских источников, составлению каталога по данным телескопа СРГ/еРОЗИТА).

В работе при расчете галактического<sup>6</sup> и межгалактического<sup>7</sup> поглощения, расстояний и других астрофизических величин использовались функции из библиотек astropy (Робитайль и др., 2013),

<sup>&</sup>lt;sup>6</sup> https://extinction.readthedocs.io/en/latest/

<sup>&</sup>lt;sup>7</sup> https://pysynphot.readthedocs.io

### **Таблица 5.** Каталог рентгеновских квазаров на z > 5

Источник	RA, град	DEC, град	z	REF(z)	$z_{RC20}$	$FX \times 10^{-14},$ эрг/с/см <sup>2</sup>	$\operatorname{REF}(FX)$	$\log(LX_{2-10}),$ əpr/c	$\operatorname{REF}(LX)$
SDSS J00026+2550	0.6642	25.8430	5.800	0589	5.820	$0.390^{+0.240}_{-0.160}$	10	$45.23\substack{+0.20\\-0.23}$	10
SDSS J000552.33-000655.6	1.4681	-0.1155	5.855	DR16Q	5.850	$0.250^{+0.270}_{-0.190}$	10, 1	$45.18\substack{+0.30\\-0.22}$	10
SDSS J002526.84-014532.5	6.3618	-1.7590	5.060	DR16Q	5.070	$1.410\substack{+0.370\\-0.380}$	6	$45.62\substack{+0.10 \\ -0.14}$	6
CFHQS J0050+3445	12.5278	34.7563	6.250	2051	6.253	$0.145\substack{+0.157 \\ -0.089}$	5	$44.91\substack{+0.32 \\ -0.41}$	5
SDSS J010013.02+280225.8	15.0542	28.0405	6.301	ULTRA	6.326	$0.771\substack{+0.110\\-0.102}$	5, 10, 2	$45.83\substack{+0.06\\-0.06}$	5
HRQC J011544.78+001514.9	18.9366	0.2541	5.100	1245	5.100	$0.154 \pm 0.039$	2	$44.68\pm0.10$	2
SDSS J013127.34-032100.1	22.8639	-3.3500	5.196	DR16Q	5.180	$13.180^{+2.168}_{-2.168}$	3	$46.17\substack{+0.07 \\ -0.08}$	3
ATLAS J025.6821-33.4627	25.6821	-33.4627	6.310	VAHIZ	6.338	$0.198\substack{+0.143 \\ -0.103}$	5, 10, 3	$45.08\substack{+0.23\\-0.32}$	5
SDSS J022112.62-034252.2	35.3026	-3.7145	5.011	DR16Q	5.020	$0.628 \pm 0.052$	2	$45.27\pm0.03$	2
VDESJ0224-4711	36.1106	-47.1915	6.500	VDES	6.500	$0.508 \pm 0.065$	13, 2	$45.47\pm0.06$	13
PSO J036.5078+03.0498	36.5078	3.0498	6.527	PSO	6.541	$0.161 \pm 0.046$	2	$44.93\pm0.11$	2
SDSS J023137.64-072854.4	37.9069	-7.4818	5.423	DR16Q	5.370		14, 2, 1	$45.85\substack{+0.39 \\ -0.54}$	14
PSO J030947.49+271757.31	47.4479	27.2993	6.100	BMCS		$3.400^{+5.200}_{-1.900}$	15	$45.64\substack{+0.39 \\ -0.50}$	15
SDSS J074154.72+252029.6	115.4780	25.3416	5.194	1244	5.194	$2.818 \pm 0.126$	2, 1	$45.96\pm0.02$	2
SDSS J074749.18+115352.4	116.9549	11.8979	5.260	WISEHI	5.260	$3.490^{+0.440}_{-0.450}$	6	$46.09\pm0.05$	6
SDSS J075618.13+410408.6	119.0756	41.0691	5.060	DR16Q	5.060		14, 1	$45.34\substack{+0.41 \\ -0.39}$	14
SDSS J08367+0054	129.1831	0.9147	5.803	1457	5.810	$9.900^{+3.700}_{-3.200}$	9, 10, 14, 1	$45.67\substack{+0.17 \\ -0.18}$	9
SDSS J084035.09+562419.9	130.1463	56.4056	5.850	0590	5.844	$0.090\substack{+0.070\\-0.050}$	10, 1	$44.60\substack{+0.24 \\ -0.30}$	10
SDSS J084229.43+121850.5	130.6226	12.3140	6.055	OVRLAP	6.076	$0.075\substack{+0.056\\-0.038}$	5	$44.64\substack{+0.24 \\ -0.30}$	5
Q J0906+6930	136.6283	69.5086	5.470	1557	5.470	$4.127\substack{+0.355 \\ -0.355}$	1, 3	$46.17\substack{+0.04 \\ -0.04}$	1
COSM J095908.1+022707	149.7838	2.4521	5.070	1221	5.070	$0.117\substack{+0.053 \\ -0.054}$	1	$44.56\substack{+0.16 \\ -0.27}$	1
COSM J100051.6+023457	150.2150	2.5827	5.300	1221	5.300	$0.114 \pm 0.024$	4	$44.59^{+0.08}_{-inf}$	4
SDSS J102623.62+254259.4	156.5985	25.7165	5.250	DR16Q	5.250	$3.599^{+0.854}_{-0.903}$	1, 3	$46.08\substack{+0.09 \\ -0.13}$	1
SDSS J10304+0524	157.6131	5.4153	6.305	1144	6.308	$0.176\substack{+0.044\\-0.038}$	5, 10, 14, 1, 2	$44.98\substack{+0.10 \\ -0.10}$	5
PSO J159.2257-02.5438	159.2258	-2.5439	6.380	PS1	6.381	$0.411 \pm 0.058$	13, 2	$45.41\pm0.12$	13
SDSS J10445-0125	161.1381	-1.4172	5.745	0695	5.785	$0.310\substack{+0.050\\-0.040}$	10, 2	$45.00\substack{+0.08\\-0.05}$	10
SDSS J10487+4637	162.1877	46.6218	6.287	DR14Q	6.228	$0.077\substack{+0.056\\-0.037}$	5, 10	$44.63\substack{+0.24 \\ -0.29}$	5
SDSS J105036.46+580424.6	162.6520	58.0735	5.155	DR16Q	5.155	$0.398\substack{+0.677\\-0.318}$	1	$45.10\substack{+0.43 \\ -0.70}$	1
SDSS J105322.98+580412.1	163.3458	58.0700	5.265	DR16Q	5.265	$0.917\substack{+0.655\\-0.676}$	1	$45.49\substack{+0.23\\-0.58}$	1
ULAS J112001.48+064124.3	170.0062	6.6901	7.085	1318	7.084	$0.068\substack{+0.048\\-0.028}$	5, 10, 14, 1, 2	$44.82\substack{+0.19 \\ -0.30}$	5
SDSS J114657.79+403708.6	176.7408	40.6191	4.980	DR16Q	5.009	$5.167^{+1.526}_{-1.526}$	3	$45.73_{-0.15}^{+0.11}$	3
RD J1148+5253	177.0675	52.8942	5.700	1139	5.700	$0.020\substack{+0.020\\-0.010}$	10	$44.00\substack{+0.28 \\ -0.30}$	10
SDSS J114816.64+525150.3	177.0694	52.8640	6.440	DR16Q	6.419	$0.196\substack{+0.083\\-0.064}$	5, 10, 14	$44.99\substack{+0.15 \\ -0.17}$	5
SDSS J120441.73-002149.6	181.1739	-0.3638	5.090	DR16Q	5.090		14, 1	$45.11\substack{+0.42 \\ -0.34}$	14

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

#### Таблица 5. Окончание

Источник	RA, град	DEC, град	z	REF(z)	$z_{RC20}$	$FX  imes 10^{-14},$ эрг/с/см <sup>2</sup>	$\operatorname{REF}(FX)$	log( <i>LX</i> <sub>2-10</sub> ), эрг/с	$\operatorname{REF}(LX)$
B01.174	189.1998	62.1615	5.186	0127	5.186	$0.027\substack{+0.006\\-0.007}$	1	$43.94\substack{+0.09\\-0.12}$	1
3XMM J125329.4+305539	193.3721	30.9277	5.080	KHOR1	5.080	$0.104\pm0.061$	2	$44.51 {\pm} 0.20$	2
SDSSpJ130608.26+035626.3	196.5344	3.9406	5.990	0144	6.034	$0.322_{-0.049}^{+0.544}$	5, 10, 14, 1	$45.19\substack{+0.07 \\ -0.07}$	5
SDSS J13358+3533	203.9617	35.5544	5.930	0590	5.901	$0.040\substack{+0.040\\-0.020}$	10	$44.30\substack{+0.30 \\ -0.30}$	10
ULAS J134208.10+092838.6	205.5337	9.4774	7.540	HIZ7.5	7.540	$0.173_{-0.088}^{+0.133}$	5	$45.17\substack{+0.25 \\ -0.31}$	5
SDSS J14111+1217	212.7972	12.2936	5.930	0589	5.904	$0.350^{+0.230}_{-0.200}$	10, 14, 1	$45.15\substack{+0.15\\-0.24}$	10
CFHQS J1429+5447	217.4674	54.7882	6.210	2051	6.183	$10.800\substack{+0.900\\-1.000}$	8	$46.48\substack{+0.08\\-0.06}$	8
CFHQS J15096-1749	227.4242	-17.8242	6.120	2049	6.122	$0.142\substack{+0.172\\-0.091}$	5	$44.89\substack{+0.34 \\ -0.45}$	5
SDSS J16029+4228	240.7256	42.4731	6.070	0589	6.090	$0.689^{+0.262}_{-0.210}$	5, 10, 14,1	$45.60\substack{+0.14\\-0.16}$	5
SDSS J16235+3112	245.8831	31.2003	6.220	0589	6.260	$0.089\substack{+0.107 \\ -0.059}$	5, 10, 1	$44.48^{+0.34}_{-0.47}$	5
SDSS J16305+4012	247.6414	40.2028	6.050	0588	6.065	$0.204^{+0.105}_{-0.787}$	5, 10, 14, 1, 2	$45.00\substack{+0.18\\-0.21}$	5
CFHQS J16413+3755	250.3405	37.9223	6.040	2049	6.047	$0.636^{+0.226}_{-0.181}$	5	$45.59\substack{+0.13\\-0.15}$	5
SRGE J170245.3+130104	255.6888	13.0173	5.466	KHOR21		$10.3^{+5.1}_{-4.0}$	7	$46.56_{-0.23}^{+0.19}$	7
PSO J308.0416-21.2339	308.0416	-21.2340	6.240	PS1	6.234		12,2	$45.36\substack{+0.17\\-0.17}$	12
PSO J323.1382+12.2986	323.1383	12.2987	6.588	PS1MAZ	6.588	$0.522_{-0.139}^{+0.177}$	11	$45.50^{+0.13}_{-0.13}$	11
SDSS J220226.77+150952.3	330.6115	15.1646	5.070	WISEHI	5.070	$0.500^{+0.160}_{-0.170}$	6	$45.15_{-0.18}^{+0.12}$	6
SDSS J221644.01+001348.1	334.1834	0.2300	5.010	DR16Q	5.010		14, 1, 2	$45.00^{+0.48}_{-0.22}$	14
PSO J338.2298+29.5089	338.2298	29.5089	6.658	PSO	6.666	$0.141^{+0.130}_{-0.083}$	5	$45.76_{-0.38}^{+0.29}$	5

**Примечание.** Источник — название квазара, RA, DEC — прямое восхождение и склонение (J2000) оптического компаньона, z — спектроскопическое красное смещение, REF(z) — библиографическая ссылка на измерение z (см. табл. 7 ниже),  $z_{RC20}$  спектроскопическое красное смещение из каталога Росс и Кросс (2020), FX — рентгеновский поток. REF(FX) — библиографическая ссылка на величину FX (диапазон измеряемого FX обусловлен соответствующим рентгеновским обзором, см. раздел "SRGEJ170245.3+130104 — Ярчайший в рентгене квазар на z > 5'' и табл. 6),  $\log(LX_{2-10})$  — рентгеновская светимость в диапазоне 2–10 кэВ в системе покоя квазара. Расчет светимости проводился только для объектов с REF(LX) = 1, 2, 3. При расчете светимости использовались спектроскопические значения z, k-поправка рассчитана для степенного рентгеновского спектра с фотонным индексом  $\Gamma = 1.8$  без учета какого-либо поглощения. Для остальных источников (REF(LX) > 3) значения FX и  $\log(LX_{2-10})$  приведены из оригинальных статей (см. соответствующие ссылки).

ПРИЛОЖЕНИЕ

КАТАЛОГ РЕНТГЕНОВСКИХ КВАЗАРОВ

HA z > 5

ные каталоги далеких ( $z \gtrsim 5.5$ ) рентгеновских квазаров были составлены несколько лет назад

(см., например, Нанни и др., 2017; Вито и др., 2019).

Поиск новых квазаров активно продолжается

во всех диапазонах электромагнитного спектра, поэтому опубликованные каталоги быстро уста-

ревают. В свете успешной работы обсерватории

Общеизвестные и широкоиспользуемые свод-

рузупрhot lim15 и specutils<sup>8</sup>. Сведения о кривых пропускания и других характеристиках фотометрических фильтров взяты с сайта Spanish Virtual Observatory Filter Profile Service<sup>9</sup> Родриго и др. (2012, 2020). В работе использовались каталоги базы данных VizieR Охзенбейн и др. (2000).

Это исследование было выполнено при поддержке Российского научного фонда (грант 19-12-00396). 169

<sup>&</sup>lt;sup>8</sup> https://specutils.readthedocs.io/

<sup>&</sup>lt;sup>9</sup> http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/fps/

$\begin{array}{l} REF(FX),\\ REF(LX) \end{array}$	Ссылка	Рентгеновский диапазон, кэВ
1	Эванс и др. (2020)	0.5-2
2	Вебб и др. (2020)	0.5 - 2
3	Эванс и др. (2020b)	0.3-10
4	Цивано и др. (2016)	0.5 - 2
5	Вито и др. (2019)	0.5 - 2
6	Ли и др. (2021)	0.5 - 2
7	Эта статья	0.5 - 2
8	Медведев и др. (2021)	0.2-10
9	Вольф и др. (2021)	0.5 - 2
10	Нанни и др. (2017)	0.5 - 2
11	Вонг и др. (2021)	0.5 - 2
12	Коннор и др. (2019)	0.5 - 2
13	Понс и др. (2020)	0.5 - 2
14	Салвестрини и др. (2019)	—
15	Белладитта и др. (2020)	0.3-10

Таблица 6. Расшифровка библиографии рентгеновских потоков и светимостей из табл. 5

**Таблица 7.** Расшифровка библиографии спектроскопических красных смещений из табл. 5

REF(z)	Ссылка
127	Барджер и др. (2002)
144	Бекер и др. (2001)
588	Фан и др. (2003)
589	Фан и др. (2004)
590	Фан и др. (2006)
695	Гудрич и др. (2001)
1139	Махабал и др. (2005)
1144	Майолино и др. (2004)
1221	Мастерс и др. (2012)
1244	МакГрир и др. (2009)
1245	МакГрир и др. (2013)
1318	Мортлок и др. (2011)
1457	Петтини и др. (2003)
1557	Романи и др. (2004)
2049	Виллотт и др. (2007)
2051	Виллотт и др. (2010)
BMCS	Белладитта и др. (2020)
DR14Q	Пэрис и др. (2018)
DR16Q	Люке и др. (2020)
HIZ7.5	Банадос и др. (2018b)
KHOR1	Хорунжев и др. (2017)
KHOR21	Эта работа
OVRLAP	Жанг и др. (2015)
PS1	Банадос и др. (2016)
PS1MAZ	Мазучелли и др. (2017)
PSO	Венеманс и др. (2015)
ULTRA	Ву и др. (2015)
VAHIZ	Карналл и др. (2015)
VDES	Риид и др. (2017)
WISEHI	Вонг и др. (2016)

СРГ мы составили обновленный и полный каталог всех спектроскопически подтвержденных квазаров на z > 5, задетектированных в рентгеновском диапазоне (табл. 5).

За основу каталога была взята совместная выборка спектрально подтвержденных квазаров на z > 5, составленная из двух каталогов: "The Million Quasars catalog, v7.0a" (Флеш, 2021) и полного каталога спектроскопически подтвержденных квазаров на z > 5 "VHzQ" (Росс, Кросс, 2020). Эта выборка из 542 "оптических" квазаров на  $z\gtrsim 5$  была скоррелирована с рентгеновскими компаньонами, взятыми из списка статей, приведенных в табл. 6. Информация о рентгеновских потоках и светимостях компаньонов приведена в табл. 5. Там же приведены координаты оптических компаньонов и красные смещения из работы Флеш (2021), а также красные смещения из каталога Росс, Кросс (2020). Для большинства объектов приведен наблюдаемый рентгеновский поток в 0.5-2 кэВ. Рентгеновские потоки и светимости из статьи Vito. В статье Салвестрини и др. (2019) нет информации о рентгеновских потоках, поэтому в табл. 5 для источников из этой работы потоки не приводятся. Ссылка на литературный источник, откуда взят рентгеновский

поток для данного объекта, в столбце REF(FX) приведена первой; далее в этом столбце приводятся ссылки на статьи, где упоминаются рентгеновские наблюдения соответствующего источника. Светимости приведены в диапазоне 2–10 кэВ в системе отсчета квазара.

Для оставшихся оптических квазаров, для которых в литературе не был найден рентгеновский компаньон, был проведен поиск в кружке радиусом 6 угл. сек ближайшего рентгеновского компаньона в следующих каталогах: Chandra source catalog Release 2.0 (Эванс и др., 2010, 2020), XMM-Newton 4XMM-DR10 Catalog (Веббидр., 2020), 2SXPS Swift X-ray telescope Point source catalog (Эванс и др., 2020b). Затем были рассчитаны рентгеновские светимости этих квазаров в диапазоне энергий 2-10 кэВ (в системе покоя объекта) L<sub>2-10 keV</sub>. При этом предполагался степенной спектр с  $\Gamma = 1.8$  и использовались измерения обсерваторий Chandra и XMM-Newton в диапазоне 0.5-2 кэВ и данные обсерватории Swift в диапазоне 0.3-10 кэВ.

В итоге был получен каталог из 52 рентгеновских квазаров на z > 5, включая обсуждаемый в данной статье квазар SRGE J170245.3+130104. В табл. 7 приведены ссылки на спектроскопические красные смещения этих объектов.

#### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Аболфати и др. (B. Abolfathi, D. Aguado, G. Aguilar, P. Allende, A. Almeida, T. Ananna, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. 235, 42 (2018).
- 2. Акаике H., IEEE Transact. Automat. Control **19**, 716 (1974).
- 3. Арно (K. Arnaud), Astronomic.Data Analys. Software and Systems V, eds. Jacoby G. and Barnes J., ASP Conf. **101**, 17 (1996).
- 4. Афанасьев, Моисеев (V. Afanasiev and A. Moiseev), Baltic Astron. **20**, 363 (2011).
- Афанасьев В., Амирханян В., Астрофиз. Бюлл. 67, 455 (2012). [V. Afanasiev and V. Amirkhanyan, Astrophys. Bull. 67, 438 (2012).]
- 6. Афанасьев В., Додонов С., Амирханян В., Моисеев А. (), Астрофиз. Бюлл. **71**, 514 (2016).
- 7. Банадос и др. (E. Bañados, B. Venemans, R. Decarli, E. Farina, C. Mazzucchelli, F. Walter, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **227**, 11 (2016).
- 8. Банадос и др. (E. Bañados, C. Carilli, F. Walter, E. Momjian, R. Decarli, E. Farina, et al.), Astrophys. J. **861**, 14 (2018).
- 9. Банадос и др. (E. Bañados, B. Venemans, C. Mazzucchelli, E. Farina, F. Walter, F. Wang, et al.), Nature **553**, 473 (2018).
- 10. Барджер и др. (A. Barger, L. Cowie, W. Brandt, P. Capak, G. Garmire, and A. Hornschemier), Astron. J. **124**, 1839 (2002).

- 11. Бекер и др. (R. Becker, X. Fan, R. White, M. Strauss, V. Narayanan, and R. Lupton), Astron. J. **122**, 2850 (2001).
- 12. Белладитта и др. (S. Belladitta, A. Moretti, A. Caccianiga, G. Ghisellini, C. Cicone, T. Sbarrato, et al.), Astron. Astrophys. **629**, 68 (2019).
- Белладитта и др. (S. Belladitta, A. Moretti, A. Caccianiga, C. Spingola, P. Severgnini, R. Della Ceca, et al.), Astron. Astrophys. 635, 7 (2020).
- 14. Беннет и др. (C. Bennett, D. Larson, J. Weiland, and G. Hinshaw), Astrophys. J. **794**, 135 (2014).
- Бикмаев и др. (Бикмаев И.Ф., Иртуганов Э.Н., Николаева Е.А., Сахибуллин Н.А., Гумеров Р.И., Склянов А.С., Глушков М.В., Борисов В.Д. и др.), Письма в Астрон. журн. 46, 688 (2020). [I.F. Bikmaev et al., Astron. Lett. 46, 645 (2020)].
- Буренин и др. (Буренин Р.А., Амвросов А.Л., Еселевич М.В., Григорьев В.М., Арефьев В.А., Воробьев В.С., и др.), Письма в Астрон. журн. 42, 333 (2016). [R.A. Burenin et al., Astron. Lett. 42, 295 (2016)].
- 17. Ванден Берк и др. (D. Vanden Berk, G. Richards, A. Bauer, M. Strauss, D. Schneider, and T. Heckman), Astron. J. **122**, 549 (2001). Astron. Astrophys. 493, 339 (2009)
- 18. Вебб и др. (N. Webb, M. Coriat, I. Traulsen, J. Ballet, C. Motch, F. Carrera, et al.), Astron. Astrophys.6411362020.
- 19. Венеманс и др. (B. Venemans, E. Bañados, R. Decarli, E. Farina, F. Walter, K. Chambers, et al.), Astrophys. J. **801**, 11 (2015).
- 20. Виллотт и др. (C. Willott, P. Delorme, A. Omont, J. Bergeron, X. Delfosse, T. Forveille, et al.), Astron. J.13424352007.
- 21. Виллотт и др. (C. Willott, P. Delorme, C. Reyle, L. Albert, J. Bergeron, D. Crampton, et al.), Astron. J.1399062010.
- 22. Вито и др. (F. Vito, W. Brandt, F. Bauer, F. Calura, R. Gilli, B. Luo, et al.), Astron. Astrophys. 6301182019.
- 23. Вольф и др. (J. Wolf, K. Nandra, M. Salvato, T. Liu, J. Buchner, M. Brusa, et al.), In Press arXiv:2101.05585. https://arxiv.org/abs/2101.05585
- 24. Вонг и др. (F. Wang, X. Wu, X. Fan, J. Yang, W. Yi, F. Bian, et al.), Astrophys. J. **819**, 24 (2016).
- 25. Вонг и др. (F. Wang, X. Fan, J. Yang, C. Mazzucchelli, X. Wu, J. Li, E. Banados, et al.), in press arXiv:2011.12458. https://arxiv.org/abs/2011.12458
- 26. Ву и др. (X. Wu, F. Wang, X. Fan, W. Yi, W. Zuo, F. Bian, et al.), Nature **518**, 512 (2015).
- 27. Гордон и др. (Y. Gordon, M. Boyce, C. O'Dea, L. Rudnik, H. Andernach, A. Vantyghem, et al.), Res. Not. AAS 4, 175 (2020).
- 28. Гудман и Вир (J. Goodman and J. Weare), Comm. Appl. Math. Comput. Sci. **65-80**, 5 (2010).
- 29. Гудрич и др. (R. Goodrich, R. Campbell, F. Chaffee, G. Hill, D. Sprayberry, W. Brandt, et al.), Astrophys. J. **561**, 23 (2001).

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

- 30. Деи и др. (A. Dey, D. Schlegel, D. Lang, R. Blum, K. Burleigh, X. Fan, et al.), https://arxiv.org/pdf/1804.08657.pdf.
- 31. Додин и др. (Додин А.В., Потанин С.А., Шатский Н.И., Белинский А.А., Атапин К.Е., Бурлак М.А., Егоров О.В., Татарников А.М. и др.), Письма в Астрон. журн. 46, 459 (2020) [А.V. Dodin et al., Astron. Lett. 46, 429 (2020)].
- 32. Дэвис и др. (S. Davis, J. Woo, and O. Blaes), Astrophys. J. **668**, 2 (2007).
- 33. Жанг и др. (L. Jiang, I. McGreer, X. Fan, F. Bian, Z. Cai, B. Clement, et al.), Astron. J. **149**, 188 (2015).
- 34. Жу и др. (S. Zhu, W. Brandt, B. Luo, J. Wu, Y. Xue, and G. Yang), MNRAS **496**, 245 (2020).
- 35. Интема и др. (H. Intema, P. Jagannathan, K. Mooley, and D. Frail), Astron. Astrophys. **598**, 78 (2017).
- 36. Карделли и др. (J. Cardelli, G. Clayton, and J. Mathis), Astrophys. J. **345**, 245 (1989).
- 37. Карналл и др. (A. Carnall, T. Shanks, B. Chehade, M. Fumagalli, M. Rauch, M. Irwin, et al.), MNRAS **451**, 16 (2015).
- Коллаборация НІ4РІ и др. (Коллаборация НІ4РІ, Б. Бехти, Л. Флэр, Р. Келлер, Дж. Керп, Д. Ленц, et al.), Astron. Astrophys. A **116**, 594 (2016).
- 39. Колодзиг и др. (A. Kolodzig, M. Gilfanov, R. Sunyaev, S. Sazonov, and M. Brusa), Astron. Astrophys. **558**, A89 (2013).
- 40. Колодзиг и др. (A. Kolodzig, M. Gilfanov, G. Huetsi, and R. Sunyaev), Astron. Astrophys. **558**, A90 (2013).
- 41. Кондон и др. (J. Condon, W. Cotton, E. Greisen, Q. Yin, R. Perley, G. Taylor, and J. Broderick), Astron. J. **115**, 1693 (1998).
- 42. Коннор и др. (Т. Connor, E Banados, D. Stern, R. Decarli, J. Schindler, X. Fan, and E. Farina), Astrophys. J. **887**, 171 (2019).
- Копылов и др. (A. Kopylov, W. Goss, Yu. Priiskii, N. Soboleva, O. Verkhodanov, A. Temirova, and O. Zhelenkova), Astron. Letters 32, 433 (2006).
- 44. Кэш (W. Cash), Astrophys. J. 228, 939 (1979).
- 45. Ли и др. (J. Li, F. Wang, J. Yang, Y. Zhang, Y. Fu, F. Bian, et al.), Astrophys. J. **906**, 135 (2021). https: //arxiv.org/abs/2011.02358
- 46. Лим и др. (P. Lim, R. Diaz, and V. Laidler), PySinphot User's Guide (Baltimore, MD: STScl). https://pysynphot.readthedocs.io/
- 47. Лэнг (D. Lang), Astron. J. 147, 108 (2014).
- 48. Лэнг и др. (D. Lang, D. Hogg, and D. Schlegel), Astron. J. **151**, 36 (2016).
- 49. Люке и др. (В. Lyke, А. Higley, J. McLane, D. Schurhammer, A. Myers, A. Ross, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **250**, 8 (2020).
- 50. Люссо и др. (E. Lusso, A. Comastri, C. Vignali, G. Zamorani, M. Brusa, R. Gilli, K. Iwasawa, M. Salvato, et al.), Astron. Astrophys. **512**, 34 (2010).
- 51. Мадау (P. Madau), Astrophys. J. 441, 18 (1995).

- 52. Мазучелли и др. (С. Mazzucchelli, E. Bañados, B. Venemans, R. Decarli, E. Farina, F. Walter, et al.), Astrophys. J. **849**, 91 (2017).
- 53. Майолино и др. (R. Maiolino, E. Oliva, F. Ghinassi, M. Pedani, F. Mannucci, R. Mujica, and Y. Juarez), Astron. Astrophys. **420**, 889 (2004).
- 54. МакГрир и др. (I. McGreer, D. Helfand, and R. White), Astron. J. **138**, 1925 (2009).
- 55. МакГрир и др. (I. McGreer, L. Jiang, X. Fan, G. Richards, M. Strauss, and N. Ross), Astrophys. J. **768**, 105 (2013).
- 56. Массей и др. (P. Massey, K. Strobel, J. Barnes, and E. Anderson), Astrophys. J. **328**, 315 (1988).
- 57. Мастерс и др. (D. Masters, P. Capak, M. Salvato, F. Civano, B. Mobasher, B. Siana, et al.), Astrophys. J. **755**, 169 (2012).
- 58. Махабал и др. (A. Mahabal, D. Stern, M. Bogosavljevic, S. Djorgovski, and D. Thompson), Astrophys. J. **634**, 9 (2005).
- 59. Медведев и др. (Р. Medvedev, S. Sazonov, M. Gilfanov, R. Burenin, G. Khorunzhev, A. Meshcheryakov, R. Sunyaev, I. Bikmaev, and E. Irtuganov), MNRAS **497**, 1842 (2020).
- 60. Медведев и др. (P. Medvedev, M. Gilfanov, S. Sazonov, N. Schartel, and R. Sunyaev), MNRAS, (2021) В печати https://arxiv.org/abs/2011.13724.
- 61. Мерлони и др. (A. Merloni, P. Predehl, W. Becker, H. Bohringer, T. Boller, H. Brunner, et al.), eROSITA Science Book, (2014). http://arxiv.org/pdf/1209.3114v2.pdf
- 62. Мерлони и др. (A. Merloni, K. Nandra, and P. Predehl), Nat. Astron. **4**, 634 (2020).
- 63. Мортлок и др. (D. Mortlock, S. Warren, B. Venemans, M. Patel, P. Hewett, R. McMahon, et al.), Nature **474**, 616 (2011).
- Мещеряков А., Глазкова В., Герасимов С., Буренин Р., Письма в Астрон. журн. 41, 339 (2015). [A.V. Mescheryakov et al., Astron. Lett. 41, 307 (2015)].
- Мещеряков (Мещеряков А., Глазкова В., Герасимов С., Машечкин И.), Письма в Астрон. журн. 44, 801 (2018). [А.V. Mescheryakov et al., Astron. Lett. 44, 735 (2018)].
- 66. Мещеряков (А. Мещеряков), in preparation (2021).
- 67. Муфахаров и др. (Т. Mufakharov, A. Mikhailov, Yu. Sotnikova, M. Mingaliev, V. Stolyarov, and A. Erkenov), MNRAS, arXiV:2011.12072. https://arxiv.org/pdf/2011.12072.pdf
- 68. Нанни и др. (R. Nanni, C. Vignali, R. Gilli, A. Moretti, and W. Brandt), Astron. Astrophys. **603**, 128 (2017).
- 69. Охзенбейн, Бауэр, Марко (F. Ochsenbein, P. Bauer, and J. Marcout), Astron. Astrophys. Suppl. Ser. **143**, 23 (2000).
- Павлинский и др. (M. Pavlinsky, V. Akimov, V. Levin, I. Lapshov, A. Tkachenko, N. Semena, et al.), Proceedings of the SPIE 8147, 5 (2011).
- 71. Петтини и др. (M. Pettini, P. Madau, M. Bolte J. Prochaska, S. Ellison, and X. Fan), Astrophys. J. **594**, 695 (2003).

- 72. Понс и др. (E. Pons, R. McMahon, M. Banerji, and S. Reed), MNRAS **491**, 3884 (2020).
- Потанин С., Белинский А., Додин А., Желтухов С., Ландер В., Постнов К. и др., Письма в Астрон. журн. 46, 894 (2020). [S. Potanin, A. Belinski, A. Dodin, S. Zheltoukhov, V. Lander, K. Postnov, et al.] Письма в Астрон. журн. 46, 1 (2020) e-Print, arXiv:2011.03061 (2020) https://arxiv.org/abs/2011.03061
- 74. Предель и др. (P. Predehl, R. Andritschkel, V. Arefiev, V. Babyshkin, O. Batanov, W. Becker, et al.), принята в печать в Astron. Astrophys.arXiv:2010.03477.
- 75. Пэрис и др. (I. Paris, P. Petitjean, E. Aubourg, A. Myers, A. Streblyanska, B. Lyke, et al.), Astron. Astrophys. **613**, 51 (2018).
- 76. Райт и др. (E. Wright, P. Eisenhardt, A. Mainzer, M. Ressler, R. Cutri, T. Jarrett, et al.), Astron. J. **140**, 1868 (2010).
- 77. Риид и др. (S. Reed, R. McMahon, P. Martini, M. Banerji, M. Auger, P. Hewett, S. Koposov, et al.), MNRAS **468**, 4702 (2017).
- 78. Риид и др. (S. Reed, M. Banerji, G. Becker, P. Hewett, P. Martini, R. McMahon, E. Pons, et al.), MNRAS **487**, 1874 (2019).
- 79. Розен и др. (S. Rosen, N. Webb, M. Watson, et al.), Astron. Astrophys. **590**, A1 (2016).
- 80. Робитайль и др. (Т. Robitaille, E. Tollerud, P. Greenfield, M. Droettboom, E. Bray, T. Aldcroft, et al.), Astron. Astrophys. **558**, A33 (2013).
- Родриго и др. (С. Rodrigo, E. Solano, and A. Bayo), IVOAWorking Draft 15 october 2012. 10.5479/ADS/bib/2012ivoa. rept.1015R
- Родриго и др. (С. Rodrigo, E. Solano, and A. Bayo), XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society, 2020 id.182. https://www.sea-astronomia.es/reunion-cientifica-2020
- 83. Романи и др. (R. Romani, D. Sowards-Emmerd, L. Greenhill, and P. Michelson), Astrophys. J. **610**, 9 (2004).
- 84. Pocc, Kpocc (N. Ross and N. Cross), **494**, 789 (2020).
- 85. Салвестрини и др. (F. Salvestrini, G. Risaliti, S. Bisogni, E. Lusso, and C. Vignali), Astron. Astrophys. **631**, 120 (2019).
- 86. Сюняев и др. (R. Sunyaev et al.), готовится к печати.
- 87. Тананбаум и др. (H. Tananbaum, Y. Avni, G. Branduardi, M. Elvis, G. Fabbiano, E. Feigelson, R. Giacconi, et al.), Astrophys. J. **234**, 9 (1979).

- 88. Трюмпер (J. Trümper), Advances in Space Research 2, 241 (1982).
- 89. Фан и др. (X. Fan, M. Strauss, D. Schneider, R. Becker, R. White, Z. Haiman, et al.), Astron. J. 125, 1649 (2003).
- 90. Фан и др. (X. Fan, J. Hennawi, G. Richards, M. Strauss, D. Schneider, J. Donley, et al.), Astron. J. **128**, 515 (2004).
- 91. Фан и др. (X. Fan, M. Strauss, G. Richards, J. Hennawi, R. Becker, R. White, et al.), Astron. J. **131**, 1203 (2006).
- 92. Флеш (E.W. Flesch), Publications of the Astronomical Society of Australia **32**, 010 (2015); (version 5.2, 5 August 2017)
- 93. Флеш (E.W. Flesch), Milliquas v7.0 (2021) update, Flesch E.W. 2019, arXiv:1912.05614.
- 94. Фоссати и др. (G. Fossati, A. Celotti, G. Ghisellini, and L. Maraschi), MNRAS **289**, 136 (1997).
- 95. Фоссати и др. (G. Fossati, L. Maraschi, A. Celotti, A. Comastri, and G. Ghisellini), MNRAS **299**, 433 (1998).
- 96. Цивано и др. (F. Civano, S. Marchesi, A. Comastri, M. Urry, M. Elvis, N. Cappelluti, et al.), Astrophys. J. **819**, 62 (2016).
- 97. Хорунжев и др. (Г.А. Хорунжев, Р.А. Буренин, С.Ю. Сазонов, А.Л. Амвросов, М.В. Еселевич), Письма в Астрон. журн. 43, 159 (2017).
- 98. Хорунжев и др. (Г.А. Хорунжев, А.В. Мещеряков, Р.А. Буренин, А.Р. Ляпин, П.С. Медведев, С.Ю. Сазонов, М.В. Еселевич, Р.А. Сюняев и др.), Письма в Астрон. журн. 46, 155 (2020).
- 99. Хорунжев и др., Готовится к печати, 2021.
- 100. Чамберс и др. (K. Chambers, E. Magnier, N. Vetalfe, H. Flewelling, M. Huber, C. Waters, et al.), https://arxiv.org/abs/1612.05560
- 101. Шанг и др. (Z. Shang, M. Brotherton, B. Wills, D. Wills, S. Cales, D. Dale, R. Green, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **196**, 2 (2011).
- 102. Шлегель и др. (D. Schlegel, D. Finkbeiner, and M. Davis), Astrophys. J. **500**, 525 (1998).
- 103. Эванс и др. (I. Evans, F. Primini, K. Glotfelty, C. Anderson, N. Bonaventura, and Judy C. Chen), Astrophys. J. Suppl. Ser. **189**, 1 (2010).
- 104. Эванс и др. (I. Evans, F. Primini, J. Miller, J. Evans, C. Allen, C. Anderson, et al.), American Astronomical Society meeting **235**, id. 154.05 52, 1 (2020).
- 105. Эванс и др. (P. Evans, K. Page, P. Osborne, P. Beardmore, R. Willingale, D. Burrows, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **247**, 54 (2020).

## СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИЕ ИЗМЕРЕНИЯ КРАСНЫХ СМЕЩЕНИЙ СКОПЛЕНИЙ ГАЛАКТИК ИЗ ОБЗОРА ПОЛЯ ЛОКМАНА ТЕЛЕСКОПА еРОЗИТА НА БОРТУ ОБСЕРВАТОРИИ СРГ

© 2021 г. И. А. Зазнобин<sup>1\*</sup>, Р. А. Буренин<sup>1</sup>, А. Р. Ляпин<sup>1</sup>, Г. А. Хорунжев<sup>1</sup>, В. Л. Афанасьев<sup>2</sup>, А. А. Гроховская<sup>2</sup>, С. Н. Додонов<sup>2</sup>, М. В. Еселевич<sup>3</sup>, Р. И. Уклеин<sup>2</sup>, И. Ф. Бикмаев<sup>4,5</sup>, И. М. Хамитов<sup>4,6</sup>, М. Р. Гильфанов<sup>1,7</sup>, Н. С. Лыскова<sup>1</sup>, П. С. Медведев<sup>1</sup>, Р. А. Сюняев<sup>1,7</sup>

<sup>1</sup>Институт космических исследований РАН, Москва, Россия <sup>2</sup>Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, Россия <sup>3</sup>Институт солнечно-земной физики СО РАН, Иркутск, Россия <sup>4</sup>Казанский федеральный университет, Казань, Россия <sup>5</sup>Академия наук Татарстана, Казань, Россия <sup>6</sup>Государственная обсерватория ТЮБИТАК, Анталья, Турция <sup>7</sup>Институт астрофизики общества им. Макса Планка, Гархинг, Германия Поступила в редакцию 15.12.2020 г. После доработки 29.12.2020 г.; принята к публикации 29.12.2020 г.

Представлены первые результаты программы оптических наблюдений скоплений галактик из рентгеновского обзора поля Локмана телескопа еРОЗИТА на борту космической обсерватории СРГ. Представлены результаты спектроскопических измерений красных смещений 11 скоплений галактик, которые были отождествлены в оптическом диапазоне среди протяженных рентгеновских источников обзора СРГ/еРОЗИТА, используя данные обзоров неба в оптическом и ИК-диапазонах. Спектроскопические наблюдения проводились, в конце 2019 г. — начале 2020 г. на 1.6-м телескопе АЗТ-ЗЗИК Саянской обсерватории ИСЗФ СО РАН и на 6-м Большом Азимутальном Телескопе САО РАН (БТА).

Ключевые слова: скопления галактик, обзоры неба, оптические наблюдения, красные смещения.

**DOI:** 10.31857/S0320010821030098

#### 1. ВВЕДЕНИЕ

Поле Локмана ("дыра Локмана") представляет собой область с наименьшей колонкой нейтрального водорода (Локман и др., 1986; Дикей, Локман, 1990). В этой области наблюдается колонковая плотность нейтрального водорода  $N_H = 5.7 \times 10^{19}$  см<sup>-2</sup> (Хайзингер и др., 1993), что позволяет с большей чувствительностью наблюдать в рентгеновском диапазоне слабые источники, такие как квазары или скопления галактик (см., например, Хайзингер и др., 1993, 2005; Янг и др., 2004; Матеос и др., 2005).

Наблюдение поля Локмана с помощью телескопа еРОЗИТА на борту космической обсерватории СРГ (Сюняев и др., 2021; Предель и др., 2020) было выполнено в ноябре 2019 г. в рамках программы подтверждения характеристик телескопов обсерватории. В результате этих наблюдений был получен обзор области площадью около 20 кв. градусов. Среднее значение экспозиции в каждой точке составило около 8 ксек или около 4.8 ксек с поправкой на виньетирование. Такой обзор, хотя и является менее глубоким по сравнению с обзорами телескопов Чандра и *XMM*-Ньютон, однако он покрывает значительно большую площадь на небе, что, в частности, позволяет обнаружить в этой области неба значительно большее число скоплений галактик по сравнению с обзорами телескопов Чандра и *XMM*-Ньютон.

Всего в обзоре поля Локмана в качестве протяженных рентгеновских источников обнаружено около 200 скоплений галактик. Подробное описание рентгеновских характеристик этого обзора вы-

<sup>&</sup>lt;sup>\*</sup>Электронный адрес: zaznobin@iki.rssi.ru

ходит за рамки этой статьи. Здесь мы отметим, что поскольку поле Локмана имеет довольно хорошее спектроскопическое покрытие в Слоановском обзоре (Сообщество СДСС, 2017), красные смещения скоплений уже доступны вплоть до  $z \approx 0.5$ . Основную сложность здесь представляют измерения красных смещений более далеких скоплений. Таких скоплений в выборке оказывается всего несколько десятков и поэтому имеется возможность получить спектроскопические измерения красных смещений для всей выборки за относительно небольшое время. Это позволит в дальнейшем получить надежные измерения рентгеновской функции светимости и функции масс скоплений галактик на высоких красных смещениях по данным этого обзора.

Для того чтобы провести эти измерения, в первой половине 2020 г. нами была начата программа спектроскопических наблюдений скоплений галактик из обзора поля Локмана СРГ/еРОЗИТА на 6-м телескопе САО РАН (Большой телескоп азимутальный, БТА). Наблюдения некоторых скоплений проводились также на 1.6-м Саянской обсерватории ИСЗФ СО РАН (АЗТ-ЗЗИК). В этой статье приведены результаты спектроскопических измерений красных смещений для 11 скоплений галактик, большинство которых расположено на z > 0.5, а два скопления галактик расположены на красных смещениях z > 0.9.

#### 2. ОТБОР ОБЪЕКТОВ

Отбор объектов проводился среди протяженных источников рентгеновского излучения обзора поля Локмана СРГ/еРОЗИТА. Методы поиска и отбора протяженных рентгеновских источников в обзоре поля Локмана будут обсуждаться в последующих статьях. Примеры изображений этих источников для далеких скоплений галактик приведены на рис. 1. Для отождествления скоплений галактик мы использовали данные обзоров *Pan-STARRS1* (Чэмберс и др., 2016) и *DESI LIS* (Дей и др., 2019) в оптическом диапазоне и данные космической обсерватории *WISE* (Райт и др., 2010; Мейснер и др., 2017).

На изображениях обзора *WISE* скопления галактик видны как множество инфракрасных источников, локализованных в небольшой области размером несколько десятков угловых секунд. Поэтому для поиска области локализации галактик скоплений мы использовали изображения обзора *WISE* в фильтре *W1* 3.4 мкм (Мейснер и др., 2017), очищенные от звезд и сглаженные с помощью бетамодели (Сарацин, 1986) радиуса 24". Примеры этих изображений, вместе с псевдоцветными изображениями *DESI LIS*, также приведены на рис. 1. На этом рисунке показаны и рентгеновские изображения скоплений. Видно, что область повышенной рентгеновской яркости хорошо согласуется с областью повышенной поверхностной яркости на ИК-изображениях обзора *WISE*. Поиск галактик, входящих в скопление, осуществлялся среди галактик, расположенных внутри этой области.

Отбор галактик для получения их спектров проводился путем поиска красной последовательности галактик на диаграмме цвет-величина для объектов в поле превышения ИК-яркости. После этого мы выбирали наиболее яркие галактики красных последовательностей для последующих спектроскопических наблюдений. Более подробно методика отбора галактик скоплений для спектроскопических наблюдений описана нами ранее в статьях по измерению красных смещений скоплений галактик из обзора космической обсерватории им. Планка Сообщество Планка (2015); Буренин и др. (2018); Зазнобин и др. (2019, 2020). Эта методика позволяет получать надежные спектроскопические измерения красных смещений и позволяет значительно экономить наблюдательное время.

#### 3. НАБЛЮДЕНИЯ

Наблюдения проводились на 6-м телескопе БТА на спектрографе СКОРПИО-2 (Афанасьев и Моисеев, 2011) и на 1.6-м телескопе АЗТ-ЗЗИК с использованием спектрографа низкого и среднего разрешения АДАМ (Афанасьев и др., 2016; Буренин и др., 2016) в декабря 2019 г. июне 2020 г. При наблюдениях использовались в качестве диспергирующего элемента объемные фазовые голографические решетки (VPHG). Выбор решеток осуществлялся таким образом, чтобы на спектрах эллиптических галактик, как минимум, 4000 Å— провал, линии К, Н кальция и линия G фраунгоферовой серии попадали в спектральный диапазон решетки. Наблюдения на БТА проводились для объектов, имеющих как можно большую фотометрическую оценку красного смещения  $z_{\rm phot} > 0.5$ . Наблюдения на АЗТ-33ИК проводились для объектов с фотометрической оценкой красного смещения  $z_{\text{phot}} < 0.6$ . Это позволяет наиболее эффективно использовать наблюдательное время на телескопах при наблюдениях как для близких z = 0.1 - 0.4, так и для далеких *z* > 0.7 скоплений галактик.

При наблюдениях на спектрографе СКОР-ПИО-2 использовалась, в основном, решетка VPHG940@600 940 штрихов на миллиметр со спектральным диапазоном 3500-8500 Å, спектральным разрешением (FWHM) 7.0 Å для щели

1040 + 5854, z = 0.8236



1043 + 5508, z = 0.9786



1043 + 5827, z = 0.9345



**Рис. 1.** Слева: псевдоцветные изображения обзора *DESI LIS* полей скоплений галактик в фильтрах *zrg* (*RGB*), в центре: изображения обзора *WISE* в полосе 3.4 мкм, очищенные от звезд и свернутые с β-моделью радиусом 24", справа: рентгеновские изображения обзора СРГ/еРОЗИТА, сглаженные гауссианой радиусом 12". Центр изображений совпадает с оптическим центром скоплений. Размер поля 7.5' × 7.5' (семь с половиной угловых минут).

1"1. Для объекта 1043 + 5508 наблюдения проводились в решетке VPHG1200@860 1200 штрихов на миллиметр со спектральным диапазоном 7445-10900 Å, спектральным разрешением (FWHM) 5.1 Å для щели 1". Выбор этой решетки обусловлен тем, что фотометрическая оценка красного смещения этого объекта приблизительно составляет  $z_{\text{phot}} \approx 1$ . На таком красном смещении спектральные особенности эллиптических галактик находятся в спектральном диапазоне этой решетки, но выходят за пределы диапазона решетки VPHG940@600. При наблюдениях на спектрографе АДАМ наблюдения проводились в решетке VPHG600G с 600 штрихов на миллиметр, спектральным разрешением (FWHM) 4.3 Å для щели 2<sup>"</sup> (Буренин и др., 2006).

Наблюдения проводились с использованием длинной щели шириной 1" на спектрографе СКОРПИО-2 и 2" на спектрографе АДАМ. Наблюдения на спектрографе АДАМ выполнялись с позиционным углом щели, равным 0°, поэтому мы получали спектры каждой галактики отдельно. Позиционный угол щели при наблюдениях на спектрографе СКОРПИО-2 выбирался таким образом, чтобы как можно большее число объектов красной последовательности находилось на изображении щели. При наблюдениях слабых объектов положение щели выбиралось таким образом, чтобы на щель попал свет яркой звезды для выравнивания спектров относительно друг друга при обработке. Положение объекта смещалось вдоль щели в случайном направлении на 5-15" после получения каждого спектрального изображения. После окончания получения серии спектроскопических изображений мы получали изображения калибровочных ламп непрерывного и линейчатого спектров.

Каждую ночь мы получали спектры во всех используемых решетках для спектрофотометрических стандартов из списка, представленного на сайте Европейской южной обсерватории<sup>2</sup>. Обработка проводилась с использованием программного пакета *IRAF*<sup>3</sup> и собственного программного обеспечения.

#### 4. РЕЗУЛЬТАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ

Были получены спектры галактик, входящих в 11 скоплений. Эти спектры мы сравнивали с шаблоном спектра синтетического звездного населения возрастом 2.5 млрд лет и металличностью

<sup>3</sup> http://iraf.noao.edu/

Z = 0.008 из работы Брузуал и Шарло (2003). На рис. 2 приведены примеры спектров галактик, полученных на телескопе БТА в период с начала февраля по конец июня 2020 г. с указанием характерных для эллиптических галактик спектральных особенностей. Так же приведены распределения  $\chi^2$ , полученные при сравнении наблюдаемых спектров со спектрами шаблона. На этом распределении с большой вероятностью выраженный локальный минимум соответствует значению спектроскопического красного смещения объекта. Спектры зашумленные, однако измерения красных смещений, полученных при сравнении наблюдаемых спектров со спектрами шаблона, являются надежными, так как на спектрах имеются спектральные особенности, характерные для линий поглощения К, Н линий кальция, G линии, а также провал в области 4000 Å.

Результаты измерений приведены в табл. 1. В первых двух столбцах указаны координаты ( $\alpha, \delta$ ) оптических центров скоплений галактик, определенных по данным изображений WISE и DESI LIS. В третьем столбце приведено количество галактик скоплений, по спектрам которых мы измерили их красные смещения. В четвертом и пятом столбце приведены значения измеренных красных смещений методом сравнения спектра с шаблоном, а также рассчитанные ошибки. Красное смещение каждого скопления галактик мы определяли как среднее значение спектроскопических красных смещений всех галактик скопления, для которых эти значения известны. В шестом столбце приведены названия телескопов, на которых были получены спектры галактик скоплений. В последнем столбце приведены замечания по некоторым объектам.

Полученные нами спектроскопические измерения красных смещений скоплений галактик 1035 + + 5956, 1036 + 5528, 1046 + 5459, 1058 + 5730 согласуются с измерениями Слоановского обзора для некоторых галактик в поле скопления. Однако галактики, спектры которых были измерены в Слоановском обзоре, значительно удалены от областей локализации протяженных рентгеновских источников, отождествляемых со скоплениями галактик (см. обсуждение скопления 1035 + 5956 ниже). Для этих скоплений мы получили спектры ярчайших галактик красных последовательностей, расположенных в центральных областях локализации протяженных рентгеновских источников.

#### 4.1. Замечания по отдельным объектам

**1035 + 5956.** Для одной галактики из поля этого скопления мы получили спектр на телескопе БТА и измерили красное смещение, которое оказалось равным z = 0.5561. Данное красное смещение согласуется с красным смещением скопления

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> https://www.sao.ru/hq/lsfvo/devices/scorpio-

<sup>2/</sup>grisms\_eng.html

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup> https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards.html

Координаты (J2000)		N .	~	8~	Телескоп	Заменания
α	δ	ı v gal	~	02	restection	Замечания
10 34 58.6	$+59\ 05\ 23$	1	0.7295	0.0020	БТА	
10 35 14.8	$+59\ 56\ 25$	1	0.5561	0.0012	БТА	*, SDSS, WHL
10 35 49.4	$+55\ 27\ 59$	1	0.1460	0.0007	АЗТ-ЗЗИҚ	SDSS
10 39 47.3	+58 54 17	3	0.8236	0.0017	БТА	*, XMM
10 40 30.0	$+55\ 39\ 46$	2	0.3105	0.0017	АЗТ-ЗЗИҚ	WHL
10 40 54.4	+59 18 15	1	0.5271	0.0010	АЗТ-ЗЗИҚ	
10 42 47.7	$+55\ 08\ 03$	2	0.9786	0.0044	БТА	*
10 43 04.8	+58 27 01	3	0.9345	0.0033	БТА	
10 46 21.0	$+54\ 59\ 00$	2	0.3836	0.0036	АЗТ-ЗЗИҚ	SDSS
10 57 53.0	+57 43 50	2	0.3541	0.0065	АЗТ-ЗЗИК	XMM
10 58 09.7	$+59\ 22\ 39$	2	0.6426	0.0013	БТА	SDSS

Таблица 1. Скопления галактик из поля Локмана

**Примечание.** \* Обсуждается в этой работе; SDSS — значения спектроскопического красного смещения согласуются с данными Слоановского обзора (Сообщество СДСС, 2020); WHL — объект отождествлен со скоплением галактик из работы Вэнь и др. (2012); XMM — объект отождествлен с рентеновским источником, обнаруженным космической обсерваторией XMM-Ньютон (Розен и др., 2016).

WHL J103514.3 + 595619 z = 0.5543 из каталога WHL (Вэнь и др., 2012). Спектроскопическое красное смещение, очевидно, определено по двум галактикам WISEA J103506.37 + 595510.5 z = $= 0.55631 \pm 0.00022$ , WISEA J103508.47 + +595617.7  $z = 0.55220 \pm 0.00011$ , красное смещение которых измерено в Слоановском обзоре (Сообщество СДСС, 2020). На рис. 3 показано изображение поля скопления в оптическом диапазоне.

Галактика, для которой мы получили спектр, обозначена синей стрелочкой. Эта галактика расположена ближе к области локализации рентгеновского источника, изображенного на рис. З. К тому же около этой галактики находится большое количество галактик с близкими показателями цвета. Поэтому наше измерение позволяет получить гораздо более надежное измерение красного смещения скопления галактик 1035 + 5956.

**1040 + 5854.** Это скопление галактик на красном смещении z = 0.8236, спектр которого был получен на телескопе БТА. Красное смещение этого скопления галактик было получено по трем галактикам. На рис. 1 представлены изображения поля данного скопления в оптическом, инфракрасном и рентгеновском диапазонах.

рентгеновском изображении обзора Ha СРГ/еРОЗИТА виден тусклый протяженный источник, находящийся слева вверху от источника скопления 1040 + 5854. Данный источник можно отождествить с областью превышения ИК-яркости на изображении WISE по центру. Этот источник соответствует группе галактик на оптическом изображении обзора DESI LIS. В центре области повышенной ИК-яркости находится галактика WISEA J103953.02 + 585453.6 = SDSS J103953.03 + 585453.1 (рис. 4), которая является наиболее яркой галактикой. Для этой галактики было получено спектроскопическое красное смещение в Слоановском обзоре неба  $z = 0.35126 \pm 0.00021$  (Сообщество СДСС, 2020). Кроме того, эта галактика находится в центре области повышенной ИК-яркости.

Исходя из этого, мы предполагаем, что рядом со скоплением галактик 1040 + 5854 расположено скопление галактик переднего плана значительно меньшей массы на красном смещении z = 0.3513.

Отметим, что вблизи центра области локализации протяженного рентгеновского источника нахо-



**Рис.** 2. Примеры спектроскопических измерений красных смещений далеких скоплений. Слева: спектр ярчайшей галактики скопления с указанием некоторых спектральных особенностей, полученных на 6-м телескопе БТА при помощи спектрографа СКОРПИО-2. Синей линией обозначен спектр галактики, полученный нами. Красной линией обозначен шаблон спектра сравнения. Справа: значение  $\chi^2$ , полученное в результате сравнения этого спектра с шаблоном спектра эллиптической галактики.

дится галактика с активным галактическим ядром на красном смещении  $z = 1.37793 \pm 0.00006$ , обнаруженная в Слоановском обзоре неба, выпуск 16 (Сообщество СДСС, 2020). На рис. 4 зеленой окружностью обозначены ее координаты по данным Слоановского обзора. Эта галактика может излучать в рентгеновском диапазоне, что может увеличивать поток от протяженного источника, к тому же она может линзироваться скоплением галактик.

Для оценки величины усиления вследствие линзирования на скоплении галактик предположим, что плотность в скоплении распределена по закону Наварро-Френка-Уайта (Наварро и др., 1996). Полную массу скопления оценим из соотношения между рентгеновской светимостью и массой (см., например, Вихлинин и др., 2009; Кеттула и др., 2015), параметр концентрации — из соотношения между параметром концентрации темного гало и массой (Даффи и др., 2008). Центр скопления зафиксируем на значениях, приведенных в табл. 1. Тогда квазар, расположенный за скоплением на z = 1.37793, оказывается усиленным в несколько



**Рис. 3.** Слева: псевдоцветное изображение поля скопления 1035 + 5956 из обзора *DESI LIS* в фильтрах *zrg* (*RGB*). Синей стрелочкой обозначена галактика, для которой мы получили спектр на БТА. Зелеными стрелочками обозначены объекты, спектры которых получены в Слоановском обзоре. Справа: рентгеновское изображение поля скопления 1035 + 5956 из обзора СРГ/еРОЗИТА, сглаженное гауссианой радиусом 12".



**Рис. 4.** Слева: псевдоцветное изображение поля скопления 1040 + 5854 из обзора *DESI LIS* в фильтрах *zrg* (*RGB*). Изображения поля скопления. Справа: рентгеновское изображение поля скопления из обзора СРГ/еРОЗИТА, сглаженное гауссианой радиусом 12". Стрелочками обозначены галактики скопления, для которых были получены спектры на телескопе БТА. Центр синей окружности совпадает с координатами объекта SDSS J103953.03 + 585453.1. Центр зеленой окружности совпадает с координатами галактики с активным ядром на красном смещении *z* = 1.37793. Радиус окружностей 5".

раз. Отметим, что значение усиления в значительной степени зависит от плотности распределения вещества в линзе и от взаимного расположения центра скопления и квазара.

**1043 + 5508.** В поле источника 1043 + 5508 на угловом расстоянии 1.3' находится галактика SDSS J104241.96 + 550907.3 (рис. 5) с измеренным в Слоановском обзоре (Сообщество СДСС, 2020) спектроскопическим красным смещением

 $z = 0.28685 \pm 0.00005$ , отождествленная также с галактикой WISE J104241.86 + 550907.8. В каталоге WHL (Вэнь и др., 2012) эта галактика включена в скопление галактик WHL J104242.0 + 550908. Однако в обзоре СРГ/еРОЗИТА на расстоянии, как минимум, 30" от положения галактики в оптике отсутствуют рентгеновские источники (рис. 5). Вероятно, это связано с тем, что эти галактики



**Рис. 5.** Слева: псевдоцветное изображение поля скопления 1043 + 5508 из обзора *DESI LIS* в фильтрах *zrg* (*RGB*). Центр окружности совпадает с объектом SDSS J104241.96 + 550907.3, радиус окружности 30". Справа: рентгеновское изображение поля скопления 1043 + 5508 из обзора СРГ/еРОЗИТА, сглаженное гауссианой радиусом 12". Стрелочками обозначены галактики скопления, для которых были получены спектры на телескопе БТА. Центр окружности совпадает с объектом SDSS J104241.96 + 550907.3, радиус окружности 30".

могут входить в маломассивную группу, поток в рентгеновском диапазоне от которой очень мал.

#### 5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Представлены результаты спектроскопических измерений красных смещений для 11 скоплений галактик, обнаруженных в рентгеновском обзоре поля дыры Локмана СРГ/еРОЗИТА. Из этих скоплений четыре имеют красные смещения 0.7 << z < 1.0, а два расположены на красных смещениях z > 0.9. Для шести скоплений галактик на красных смещениях 0.55 < z < 1.0 спектры получены на 6-м телескопе БТА, еще для пяти скоплений галактик на красных смещениях z < 0.65 были получены на 1.6-м телескопе АЗТ-ЗЗИК. Для всех этих скоплений галактик спектроскопические красные смещения публикуются впервые. Для четырех скоплений галактик измерения красных смещений согласуются с данными спектроскопических измерений Слоановского обзора для некоторых галактик в поле скопления.

В этой работе публикуются первые результаты программы спектроскопических измерений красных смещений скоплений, обнаруженных в обзоре СРГ/еРОЗИТА. В будущем предполагается продолжить отождествление и измерение красных смещений скоплений в обзоре поля Локмана. Кроме того, в настоящее время на телескопах БТА, АЗТ-ЗЗИК, а также на 1.5-м Российско-Турецком телескопе (РТТ-150), была начата программа оптических наблюдений наиболее массивных скоплений галактик из обзора всего неба СРГ/еРОЗИТА. Значительная часть этих скоплений должна будет впоследствии войти в космологическую выборку этого обзора.

Работа выполнена при поддержке гранта РНФ 18-12-00520. Измерения на телескопе АЗТ-ЗЗИК выполнены в рамках базового финансирования программы ФНИ II.16 и получены с использованием оборудования Центра коллективного пользования "Ангара"<sup>4</sup>. Наблюдения на телескопах САО РАН выполняются при поддержке Министерства науки и высшего образования Российской Федерации (включая соглашение No05.619.21.0016, уникальный идентификатор проекта RFMEFI61919X0016). В этом исследовании использованы данные наблюдений телескопа еРОЗИТА на борту обсерватории СРГ. Обсерватория СРГ изготовлена Роскосмосом в интересах Российской академии наук в лице Института космических исследований (ИКИ) в рамках Российской федеральной научной программы с участием Германского центра авиации и космонавтики (DLR). Рентгеновский телескоп СРГ/еРОЗИТА изготовлен консорциумом германских институтов во главе с Институтом внеземной астрофизики Общества им. Макса Планка (MPE) при поддержке DLR. Космический аппарат СРГ спроектирован, изготовлен, запущен и управляется НПО им. Лавочкина и его субподрядчиками. Прием научных данных осуществляется комплексом антенн дальней космической связи

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup> http://ckp-rf.ru/ckp/3056/

в Медвежьих озерах, Уссурийске и Байконуре и финансируется Роскосмосом. Использованные в настоящей работе данные телескопа еРОЗИТА обработаны с помощью программного обеспечения *eSASS*, разработанного германским консорциумом еРОЗИТА и программного обеспечения для обработки и анализа данных, разработанного российским консорциумом телескопа еРОЗИТА.

#### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Афанасьев В.Л., Додонов С.Н., Амирханян В.Р., Моисеев А.В., Астрофиз. бюлл. 71, 514 (2016). [V.L. Afanasiev, et al., Astrophys. Bull. 71, 479 (2016)].
- 2. Афанасьев, Моисеев (V.L. Afanasiev and A.V. Moiseev), Balt. Astron. 20, 363 (2011).
- Буренин Р.А., Амвросов А.Л., Еселевич М.В., Григорьев В.М., Арефьев В.А., Воробьев В.С., и др., Письма в Астрон. журн. 42, 333 (2016) [R.A. Burenin et al., Astron. Lett. 41, 295 (2016)].
- Буренин Р.А., Бикмаев И.Ф., Хамитов И.М., Зазнобин И.А., Хорунжев Г.А., Еселевич М.В. и др., Письма в Астрон. журн. 44, 297 (2018) [R.A. Burenin, et al., Astron. Lett. 44, 297 (2018)].
- 5. Брузуал, Шарло (G. Bruzual and S. Charlot), MNRAS. **344**, 1000 (2003).
- 6. Вихлинин и др. (A. Vikhlinin, R.A. Burenin, H. Ebeling, W.R. Forman, A. Hornstrup, et al.), Astrophys. J. **692**, 2 (2009).
- 7. Вэнь и др. (Z.L. Wen, J.L. Han, and F.S. Liu), Astrophys. J. Suppl. Ser. **199**, 2 (34) (2012).
- 8. Даффи и др. (A.R Duffy, J. Schaye, S.T. Kay, and C. Dalla Vecchia), MNRAS. **390**, 1 (2008).
- 9. Дей и др. (A. Dey, D.J. Schlegel, D. Lang, R. Blum, K. Burleigh, X. Fan, et al.), Astron. J. **157**, 168 (2019).
- 10. Дикей, Локман (J.M. Dickey and F.J. Lockman), Ann. Rev. Astron. Astrophys. 28 (1990).
- 11. Зазнобин И.А., Буренин Р.А., Бикмаев И.Ф., Хамитов И.М., Хорунжев Г.А., Коноплев В.В., и др., Письма в Астрон. журн. **45**, 77 (2019) [I.A. Zaznobin, et al., Astron. Lett. **45**, 49 (2019)].
- Зазнобин И.А., Буренин Р.А., Бикмаев И.Ф., Хамитов И.М., Хорунжев Г.А., Ляпин А.Р., и др., Письма в Астрон. журн. 46, 79 (2020) [І.А. Zaznobin, et al., Astron. Lett. 46, 79 (2020)].
- 13. Кеттула и др. (K. Kettula, S. Giodini, E. van Uitert, H. Hoekstra, A. Finoguenov, et al.), MNRAS. **451**, 2 (2015).

- 14. Локман и др. (F.J. Lockman, K. Jahoda, and D. McCammon), Astrophys. J. **302**, 432 (1986).
- 15. Матеос и др. (S. Mateos, X. Barcons, F.J. Carrera, M.T. Ceballos, G. Hasinger, et al.), Astron. Astrophys. **444**, 1 (2005).
- 16. Мейснер и др. (А.М. Meisner, D. Lang, and D.J. Schlegel), Astron. J. **154**, 161 (2017).
- 17. Наварро и др. (J.F. Navarro, C.S. Frenk, and S.D.M. White), Astrophys. J. **462**, 563 (1996).
- 18. Предель и др. (P. Predehl, R. Andritschke, V. Arefiev, V. Babyshkin, O. Batanov, W. Becker, et al.), Astron. Astrophys., in press, arXiv:2010.03477 (2020).
- 19. Райт и др. (E.L. Wright, P.R.M. Eisenhardt, A.K. Mainzer, M.E. Ressler, R.M. Cutri, et al.), Astron. J. **140**, 1868 (2010).
- 20. Розен и др. (S.R. Rosen, N.A. Webb, M.G. Watson, J. Ballet, D. Barret, et al.), Astron. Astrophys. **590**, A1 (2016).
- 21. Сарацин (C.L. Sarazin), Rev. Modern Phys. 58, 1 (1986).
- 22. Сообщество Планка (Planck Internediate Results XXVI: P.A.R. Ade, N. Aghanim, M. Arnaud et al.), Astron. Astrophys. **582**, A29 (2015a).
- 23. Сообщество СДСС (SDSS Collaboration: F.D. Albareti, C.A. Prieto, A. Almeida, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **233**, 25 (2017). [SDSS Collaboration: F.D. Albareti, C.A. Prieto, A. Almeida, et al.]
- 24. Сообщество СДСС (SDSS Collaboration: R. Ahumada, C.A. Prieto, A. Almeida, F. Anders, S.F. Anders et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **249**, 3 (2020).
- 25. Сюняев и др. (R.A. Sunyaev, et al.), Astron. Astrophys., готовится к печати (2021).
- 26. Хайзингер и др. (G. Hasinger, R. Burg, R. Giacconi, G. Hartner, M. Schmidt, et al.), Astron. Astrophys. **275** (1993).
- 27. Хайзингер и др. (G. Hasinger, B. Altieri, M. Arnaud, X. Barcons, J. Bergeron, et al.), Astron. Astrophys. **365** (2001).
- 28. Чэмберс и др. (К.С. Chambers, E.A. Magnier, N. Metcalfe, H.A. Flewelling, M.E. Huber, et al.), arxiv.org:1612.05560.pdf (2016).
- 29. Янг и др. (Y. Yang, R.F. Mushotzky, A.T. Steffen, A.J. Barger, and L.L. Cowie), Astron. J. **128**, 1501 (2004).

### ПРОДЛЕННОЕ ИЗЛУЧЕНИЕ КОСМИЧЕСКИХ ГАММА-ВСПЛЕСКОВ, ЗАРЕГИСТРИРОВАННЫХ ЭКСПЕРИМЕНТОМ SPI-ACS/INTEGRAL

© 2021 г. Г. Ю. Мозгунов<sup>1,2\*</sup>, П. Ю. Минаев<sup>1,2</sup>, А. С. Позаненко<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup>Институт космических исследований РАН, Москва, Россия <sup>2</sup>Московский физико-технический институт(ГУ), Долгопрудный, Россия Поступила в редакцию 20.09.2020 г. После доработки 26.11.2020 г.; принята к публикации 26.11.2020 г.

Проведен систематический анализ кривых блеска гамма-всплесков эксперимента SPI-ACS обсерватории INTEGRAL с целью поиска продленного излучения. Продленным излучением называется излучение, иногда регистрируемое после быстропеременной активной фазы гамма-всплеска в виде более длительного, чем активная фаза, и существенно менее интенсивного излучения. Из 739 наиболее ярких гамма-всплесков, зарегистрированных с 2002 по 2017 г., продленное излучение обнаружено в  $\sim 20\%$  индивидуальных кривых блеска, его максимальная длительность достигает 10 000 с. Выявлены два различных типа продленного излучения. Один из них является дополнительной компонентой кривой блеска, которая описывается степенным законом с показателем степени  $\alpha \sim -1$ , близким к показателю степени послесвечения в оптическом и рентгеновском диапазонах. Второй тип связан с более крутым степенным падением кривой блеска, характерным для активной фазы всплеска. Продленное излучение также найдено в суммарной кривой блеска длинных гамма-всплесков, в индивидуальных кривых блеска которых продленное излучение обнаружено не было. Показатель степени продленного излучения в суммарной кривой блеска длинных гамма-всплесков, в индивидуальных кривых блеска которых продленное излучение обнаружено не было. Показатель степени продленного излучения в суммарной кривой блеска составляет  $\alpha \sim -2.4$ . Оно, наиболее вероятно, связно с суперпозицией кривых блеска активной фазы; его общая длительность — 800 с.

*Ключевые слова*: космические гамма-всплески, кривая блеска, активная фаза, продленное излучение, послесвечение.

DOI: 10.31857/S0320010821030049

#### ВВЕДЕНИЕ

Гамма-всплески были открыты как мощные вспышки гамма-излучения в 1967 г. (Клебесадел и др., 1973). С тех пор природа явления остается одной из интересных загадок астрофизики. В экспериментах Konus (Мазец и др., 1981) была впервые обнаружена бимодальность распределения длительностей гамма-всплесков, которая была подтверждена Кувелиоту и др. (1993) на большом статистическом материале по данным эксперимента BATSE, а в дальнейшем — в данных многих других экспериментов (см., например, Минаев и др., 2010а,б, 2012, 2014; Минаев, Позаненко, 2017, 2020). Это свидетельствовало о существовании двух классов всплесков: короткие/жесткие (длительность — менее 2 с), ассоциируемые со слияниями двух нейтронных звезд (Пачинский, 1986; Эббот и др., 2017), и длинные/мягкие (длительность — более 2 с), связанные с коллапсом массивных звезд (Вузли, 1993). Выделяют две фазы процесса излучения. Активная фаза характеризуется работой центральной машины, во время которой происходит активное энерговыделение и формируется струйный выброс (джет). Во время активной фазы формируется быстропеременное гамма-излучение (собственно сам гамма-всплеск). После прекращения работы центральной машины наблюдается пассивная фаза — распространение джета в межзвездном пространстве, сопровождающееся адиабатическим охлаждением и излучением в рентгеновском, оптическом и радиодиапазонах (см., например, Межарос, Рис, 1992), называемое послесвечением.

Продленным излучением называется излучение, иногда регистрируемое после быстропеременной активной фазы гамма-всплеска в виде более длительного, чем активная фаза, и существенно менее интенсивного излучения. Такое излучение было, например, обнаружено в данных эксперимента SIGMA/Гранат в индивидуальных и суммарных кривых блеска (Буренин и др., 1999, 2000; Ткаченко и др., 2000; Буренин, 2000). Статистическое

<sup>&</sup>lt;sup>\*</sup>Электронный адрес: georgiy99@bk.ru

исследование усредненных кривых блеска гаммавсплесков по данным эксперимента BATSE показало наличие продленного излучения с длительностью до 100 с у коротких всплесков и 1000 с у длинных (Лаззати и др., 2001; Коннатон, 2002). По данным Konus/Wind (Фредерикс и др., 2004) в усредненной кривой блеска коротких гамма-всплесков было найдено продленное излучение в диапазоне 10-100 кэВ длительностью 100 с. Продленное излучение коротких гамма-всплесков было также найдено в некоторых индивидуальных кривых блеска в экспериментах BAT/Swift (Канеко и др., 2015; Норрис и др., 2011), GBM/Fermi (Канеко и др., 2015), Konus/Wind (Мазец и др., 2002), причем оно было спектрально мягче основного эпизода. В более жестком энергетическом диапазоне > 80 кэВ в эксперименте SPI-ACS/INTEGRAL (Минаев и др., 2010а) у коротких всплесков также было обнаружено продленное излучение как в суммарной кривой блеска длительностью 125 с, так и в индивидуальных кривых блеска нескольких всплесков.

У коротких гамма-всплесков, вероятно, существует два типа продленного излучения. Это подтверждается тем, что в некоторых случаях продленное излучение продолжает основную фазу монотонным падением (см., например, Свинкин и др., 2016; Минаев и др., 2017), а в других имеет сложную структуру, состоящую из ряда импульсов (например, в случае GRB 060614 из Герельс и др., 2006). У длинных всплесков продленное излучение было найдено в индивидуальных кривых блеска (Гиблин и др., 2000; Рончи и др., 2019), где оно описывалось степенной моделью, а спектр был характерен для синхротронного излучения от выброса, распространяющегося в межзвездном пространстве, т.е. послесвечения. Систематическое исследование продленного излучения длинных всплесков с 2002 г. не проводилось.

Для объяснения природы продленного излучения были предложены различные модели. Оно может быть жесткой частью послесвечения (Буренин, 2000; Лаззати и др., 2001). В модели, предложенной, например, Мецгер и др. (2008), продленное излучение поддерживается энергией вращения магнетара. В двухджетовой модели продленное излучение и излучение активной фазы поддерживаются различными механизмами (Барков, Позаненко, 2011). Продленное излучение в гаммадиапазоне также может быть связано с процессами ускорения заряженных частиц на фронте ударной волны (Варрен и др., 2018). В качестве механизма продленного излучения можно рассматривать взаимодействие джета и прожигаемой им оболочки излучение кокона (Готлиб и др., 2018; Позаненко и др., 2018).

У всплесков с продленным излучением параметр длительности  $T_{90}$  может достигать тысяч секунд. Иногда такие всплески можно спутать со сверхдлинными — гамма-всплесками с длительностью активной фазы 1000 с и более (Джендр и др., 2013). Но кривая блеска последних чаще всего состоит из нескольких эпизодов излучения, разделенных периодами молчания, что свойственно для активной фазы, а не для продленного излучения.

Природа продленного излучения остается невыясненной. До сих пор не проводилось систематического исследования феноменологии явления для длинных всплесков, на основе которого можно было бы выбрать оптимальную модель продленного излучения. В работе мы проводим систематическое исследование продленного излучения гамма-всплесков, используя данные антисовпадательной защиты (ACS) спектрометра SPI обсерватории INTEGRAL в энергетическом диапазоне (>80 кэВ).

### ОТБОР И ОБРАБОТКА ДАННЫХ SPI-ACS INTEGRAL

SPI-ACS является антисовпадательной зашитой германиевого детектора SPI, расположенного на космической обсерватории (KO) INTEGRAL. В качестве детекторов используется 91 BGO (германат висмута) сцинтилляторов, окружающих телескоп SPI. С каждым кристаллом BGO сопряжено два фотоумножителя (ФЭУ), и отсчеты со всех ФЭУ регистрируются в едином энергетическом канале. Нижний порог канала составляет ~80 кэВ; верхний порог ~10 МэВ. Эксперимент SPI-ACS может регистрировать фотоны со всех направлений. но наименее чувствительным является направление, совпадающее с полем зрения телескопа SPI, составляющее 16°. Временное разрешение детектора составляет 50 мс (фон Киенлин и др., 2003). Данные, используемые в работе, являются общедоступными<sup>1</sup>.

КО INTEGRAL находится на высокоэллиптической орбите с начальным периодом обращения 72 ч и апогеем ~153 тыс. км. Такая орбита обеспечивает стабильность фона на больших временных интервалах по сравнению с околоземными аппаратами. Анализ фона на околоземном космическом аппарате Fermi можно найти, например, в Бильцингер и др. (2020). Фон в эксперименте GBM/Fermi может меняться в несколько раз на масштабах всего лишь сотен секунд. Все это затрудняет исследование длительного и слабого сигнала, такого как продленное излучение. В работах

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> https://www.isdc.unige.ch/savchenk/spiacs-online/ spiacs-ipnlc.pl

(Минаев и др., 2010а; Бисноватый-Коган и др., 2011) было показано, что на интервалах до тысячи секунд уровень фона SPI-ACS меняется не более, чем на 0.3%. Несмотря на ограничения эксперимента SPI-ACS, а именно, регистрация фотонов в едином энергетическом канале с временным разрешением 50 мс, именно стабильный фон на больших временных интервалах делает его эффективным инструментом для исследования продленного излучения.

#### Обработка данных

Для формирования выборки гамма-всплесков был использован "мастерлист" Орли (2008)<sup>2</sup>. Он является компиляцией данных большого количества космических экспериментов, регистрирующих гамма-всплески, в том числе и SPI-ACS, собираемых К. Орли, и поддерживаемый с 1990 г. по настоящее время. По данным "мастерлиста" в период с ноября 2002 по ноябрь 2017 г. было зарегистрировано 4720 гамма-всплесков. Из них была сформирована выборка по следующим критериям, примененным к данным SPI-ACS: 1) значимость регистрации всплеска — более  $25\sigma$  на шкале 1 с, что эквивалентно максимальному потоку  ${\sim}10^4$  отсчетов в секунду; 2) отсутствие "провалов" телеметрии в интервале (0, 100) с относительно времени срабатывания триггера. Из ранних исследований (Коннатон, 2002) известно, что длительность продленного излучения составляет  $\sim 10^2 - 10^3$  с, поэтому выбранный интервал позволяет выделить неискаженное продленное излучение или по крайней мере его начало. 786 событий удовлетворяли этим критериям.

Для поиска продленного излучения используются данные на временном интервале [-L; R] относительно  $T_0$ , где L, R = 15~000 с. Исходное временное разрешение (длительность одного бина) составляет 0.05 с. Отрезки времени для аппроксимации фона выбираются следующим образом: левый —  $[-L; -0.1 \times L]$ , правый —  $[0.4 \times R; R]$ . Отрезки не симметричны, левый конец правого интервала отстоит от  $T_0$  дальше, чем правый конец левого. Такой выбор интервалов может обеспечить более точное выделение продленного излучения, которое ожидается после самого гамма-всплеска. Затем фоновый сигнал аппроксимируется двумя моделями: полиномами первой и третьей степени. Наилучшая модель фона определяется по приведенному значению функционала  $\chi^2$ /d.o.f. Если значение функционала  $\chi^2/d.o.f.\gg 1$  в обоих случаях, то значения L и R уменьшаются, и процесс повторяется. После определения наилучшей модели

на максимально возможном фоновом интервале происходит вычитание модели фона из исходной кривой блеска.

Длительность фоновых интервалов R + L варьируется от  $10^2$  до  $10^4$  с. Чаще всего используются значения  $L, R \sim 10^3$  с. Оказалось, что оптимальной моделью фона для большинства всплесков является полином 3-й степени (51% из всех исследованных), в 336 случаях (43%) фон описывается линейной моделью, и в 47 случаях (6%) фон имеет более сложный вид и не может удовлетворительно быть описан этими моделями.

Для каждого всплеска на интервалах аппроксимации фона вычисляются выборочное среднее (М) и выборочная дисперсия (D). Обнаружено отклонение от распределения Пуассона, дисперсия систематически выше среднего значения, что подтверждает результат, полученный в Рау и др. (2005), Райд и др. (2003), Минаев и др. (2010а). Показано, что отношение этих величин k = D/Mменяется в диапазоне 1.18 < k < 1.76. Уровень  $1\sigma$ значимости сигнала над фоном *B* определяется по формуле  $\sqrt{k \times B}$ .

Следующим шагом после вычитания фона является вычисление параметра длительности  $T_{90}$ (время, за которое регистрируется 90% отсчетов в событии). Алгоритм вычисления подробно описан в работе (Кошут и др., 1996). На рис. 1 представлена схема вычисления T<sub>90</sub> для GRB 021206. Здесь мы кратко опишем этот алгоритм. Для определения параметра времени  $T_{90}$  необходимо построить интегральную кривую блеска. Затем определить уровни, соответствующие количеству отсчетов в интегральной кривой в 5 и 95% от полного числа отсчетов в событии. После этого определяются соответствующие времена T<sub>5%</sub> и T<sub>95%</sub>. Разность этих времен является параметром длительности T<sub>90</sub>. Аналогичным образом можно вычислить и параметр длительности T<sub>50</sub>. В табл. 1 приведены значения  $T_{90}$ , вычисленные в нашей работе, а также там, где возможно, мы приводим значения  $T_{90}$ , полученные в других экспериментах (GBM/Fermi, BAT/Swift, RHESSI, Konus-Wind, HETE-2). B большинстве случаев значимых различий  $T_{90}$  нет. Однако параметр длительности  $T_{90}$ , вычисленный в нашей работе для всплесков с продленным излучением, значительно превышает параметр  $T_{90}$ , приведенный в других экспериментах, включая каталог SPI-ACS (Рау и др., 2005). Эти расхождения объясняются вероятно выбором интервалов для аппроксимации фона. При выборе интервала, близкого к основной фазе всплеска, часть интервала с продленным излучением будет использована для определения фона, следовательно, часть продленного излучения не будет участвовать

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup> http://www.ssl.berkeley.edu/ipn3/masterli.txt

186

**Таблица 1.** Сравнение длительностей *Т*<sub>90</sub>

GRB	$T_0, UT$	$T_{90}^{\mathrm{a}}$ , c	$\sigma^{T_{90}}$	$\sigma^+_{T_{90}}$	$T_{90}^{\mathrm{б}}$ , с
021102	15:58:32	9.75	1.55	2.75	10.8[3]
021116	08:06:34	45.90	10.65	12.50	_
021125	05:59:01	19.90	1.88	3.36	_
021125	17:58:27	31.80	6.14	15.74	67.5[3]
021201	05:30:04	0.25	0.05	0.05	0.34[3]
021206	22:49:11	2283.50	139.25	134.90	4.92[3]
021226	14:53:40	0.75	0.20	2.40	0.35[3]
021228	14:56:41	41.80	18.40	5.22	_
030102	15:47:50	25.65	10.32	19.34	_
030102	23:18:58	24.65	6.26	20.72	13.2[3]
030105	14:34:14	14.40	5.95	3.85	1.23[3]
030115	06:25:12	151.25	74.72	71.32	79.5[3]
030117	17:36:14	0.20	0.10	_	—
030127	12:32:32	64.00	14.37	37.01	38 [3]
030204	12:45:34	43.15	5.86	7.92	56[3]
030215	11:16:22	35.80	0.36	0.32	—
030217	23:31:42	0.35	0.10	0.30	—
030218	11:42:38	183.00	2.61	3.16	—
030220	16:12:44	98.20	5.20	4.95	—
030223	09:45:06	38.60	11.76	5.69	20.5[3]
030225	15:02:47	73.10	6.61	5.01	20[3]
030307	14:31:58	3.50	0.35	0.41	3.8[3]
030325	14:15:10	2.05	0.35	0.61	—
030326	10:43:41	9.80	2.10	2.41	12.6[3]
030329	11:37:15	23.80	1.40	1.66	17.4 [3], 21.808 [4]
030331	05:38:15	128.90	74.62	11.28	23.8[3]
030406	22:42:03	116.65	14.60	32.05	70.2[3]
030413	07:34:44	74.25	11.55	11.30	20.4[3]
030414	13:48:27	24.75	3.65	1.81	28.5[3]
030419	01:12:06	38.20	0.40	0.71	37.8[3]
030501	01:17:17	18.50	3.04	7.07	7.4[3]

**Примечание.** <sup>а</sup> *T*<sub>90</sub>, полученное по данным SPI-ACS в данной работе. <sup>6</sup> *T*<sub>90</sub>, полученное по данным других экспериментов. [1] *T*<sub>90</sub> из каталога GBM Fermi (50–300 кэВ) (Бхат и др., 2016). [2] *T*<sub>90</sub> из электронной таблицы Swift (15–150 кэВ) (Swift GRB table). [3] *T*<sub>90</sub> из электронной таблицы RHESSI (25 кэВ–1.5 МэВ) (Рипа и др., 2009). [4] *T*<sub>90</sub> из каталога Konus-Wind (~80-1200 кэВ) (Цветкова и др., 2017). [5] Т<sub>90</sub> из каталога НЕТЕ (30-400 кэВ) (НЕТЕ GRB table). Полная версия таблицы доступна в электронном виде http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR



Рис. 1. Интегральная кривая (вверху) и кривая блеска GRB 021206 (внизу); длительность бина — 100 с. По горизонтальной оси — время относительно триггера. На интегральной кривой пунктирными линиями обозначены уровни в 0 и 100% отсчетов. Сплошными линиями указаны уровни накопленных отсчетов в 5, 25, 75, 95% от максимального уровня.

в вычислении  $T_{90}$  и значение параметра окажется заниженным. Для примера снова рассмотрим GRB 021206 (рис. 1), у которого  $\frac{T_{90,SPI-ACS}}{T_{90,RHESSI}}$  $\sim 450.$ При детальном исследовании кривой блеска выясняется, что у всплеска присутствует значимое продленное излучение, представляющее кривую блеска со степенным законом падения и длительностью  $\sim 10^4$  с. Помимо продленного изучения, естественно, присутствует быстропеременная основная фаза (активная фаза) всплеска, длительностью всего лишь  $\sim 10$  с. Если включить продленное излучение в фоновый интервал, то после вычитания фона останется только быстропеременная фаза всплеска, с длительностью, близкой к значению T<sub>90</sub> из каталога RHESSI.

Во время основной фазы большой поток отсчетов сконцентрирован в короткий (по сравнению с длительностью продленного излучения) промежуток времени. Такое поведение на интегральной кривой представлено практически вертикальным участком. Продленное излучение представлено медленным ростом после основной фазы всплеска (рис. 1, интегральная кривая, интервал времени от  $\sim 200 \text{ с}$  до  $\sim 4000 \text{ с}$ ). Уровни 25 и 75%, необходимые для вычисления  $T_{50}$ , пересекают только вертикальный участок кривой, поэтому  $T_{50}$  характеризует длительность только активной фазы. Уровень 95% потока пересекает пологую часть кривой, значит, длительность  $T_{90}$  действительно включает в себя часть интервала продленного излучения. Влияние продленного излучения на параметры длительности гамма-всплесков также исследовались в Буренин (2000) и Буренин и др. (2000).

#### Поиск продленного излучения

В исходном временном разрешении (50 мс) продленное излучение имеет низкую значимость над фоном  $\leq 1\sigma$ . С целью увеличения статистической значимости полезного сигнала используется следующий алгоритм обработки кривой блеска.

Первым шагом является определение момента времени начала гамма-всплеска. Схема вычисления представлена на рис. 2. В качестве нулевого приближения используется первый по времени



Рис. 2. Кривая блеска GRB 021206 после вычитания фона на интервале [1.00; 2.75] с.

бин в исходном временном разрешении, в котором значимость сигнала от гамма-всплеска над фоном достигает 7 стандартных отклонений. Затем определяется наиболее близкий, предшествующий данному бину, момент времени, в котором поток от гамма-всплеска обращается в нуль — это и есть искомое время начала всплеска  $t_s$ .

Следующий шаг — логарифмическое бинирование. Объединяются бины в исходном временном разрешении, начиная от t<sub>s</sub>, до достижения определенного уровня статистической значимости  $\sigma_T$ . Значение  $\sigma_T$  зависит от накопленной длительности по закону  $\sigma_T = A - B \lg T$ , где T – суммарная длительность накопленных бинов, а А и В — параметры модели, подбираемые индивидуально для каждого всплеска. Характерными их значениями являются  $A \sim 8, B \sim 1.4$ . В предположении степенного характера поведения кривой блеска продленного излучения, логарифмические бины позволяют использовать статистику  $\chi^2$  при аппроксимации, поскольку формируются бины с большим количеством отсчетов, необходимым для использования критерия. Пример кривой блеска с логарифмическим бинированием представлен на рис. 3.

После логарифмического бинирования выполняется аппроксимация продленного излучения. Для этого используется степенная функция (PL)  $C = A \cdot t^{-\alpha}$ . Однако в некоторых случаях форма кривой блеска не описывается функцией PL. Для этих случаев анализируется также вторая модель с дополнительной степенью свободы — моментом начала продленного излучения  $t_{EE}$ :  $C = A \cdot (t - t)$  $(-t_{EE})^{-lpha}$  (biased PL). Для определения наилучшей модели применяется информационный критерий  $BIC = \chi^2 + k \ln(N)$  (Лиддл, 2007), где k — число параметров, N — количество точек использован-ных для аппроксимации,  $\chi^2$  — значение функционала. Если значение критерия для сложной модели меньше, чем соответствующее значение для простой, то сложная модель является предпочтительной. У некоторых всплесков в модели biased PL  $t_{EE}$  принимает отрицательное значение, а значит, продленное излучение начинается раньше *t<sub>s</sub>*. Момент начала продленного излучения не известен. В данной работе мы считаем, что оно не может начинаться раньше момента начала всплеска  $t_s$ , поэтому  $t_{EE}$  не может принимать отрицательные значения и модель biased PL в таких случаях не может считаться предпочтительной.

В качестве правой границы интервала аппроксимации выбираем последний значимый бин. Для начала процедуры аппроксимации берем 3 последовательных бина, предыдущие последнему; используя эти 4 бина, включая последний (минимальное число точек для аппроксимации функцией с тремя параметрами), проводим аппроксимацию функциями PL и biased PL. После этого левая граница интервала аппроксимации смещается на


**Рис. 3.** Кривая блеска GRB 130427. По горизонтальной оси — время относительно начала всплеска  $t_s$ . По вертикальной — количество отсчетов за 50 мс. Бины в интервале [100; 250] с не участвуют в аппроксимации. Красной и синей кривой обозначены аппроксимации PL и biased PL соответственно.

1 бин к началу всплеска и аппроксимация повторяется. Процесс продолжается до тех пор, пока отклонение значения отсчетов в последнем добавленном бине от полученной после аппроксимации модели не начнет превышать  $3\sigma$ . Это предполагает, что наблюдаемое значение отсчетов в последнем добавленном бине уже не описывается моделью с единым степенным законом.

В процессе выбора интервала аппроксимации возможны варианты. Первый вариант: невозможно определить момент конца доминирования активной фазы. В таких случаях степенная модель описывает всплеск от максимума потока до последнего значимого бина (рис. 4). Значит кривая блеска активной фазы описывается степенным законом; такие всплески относятся ко II типу продленного излучения. Второй вариант: продленное излучение не аппроксимируется единой степенной моделью. В таких случаях при перемещении левого края интервала аппроксимации от правого последние бины перестают описываться моделью. Это означает, что модель уже начинает описывать часть активной фазы, а продленное излучение является дополнительной компонентой (тип I продленного излучения). Если количество бинов продленного излучения (менее четырех) недостаточно для проведения аппроксимации степенной функцией,

то вычисляем только статистическую значимость продленного излучения.

Рассмотрим кривую блеска GRB 130427 на рис. З. Последний значимый бин находится на  $\sim 5000$  с, он же является концом интервала аппроксимации. Левый край интервала находится на  $\sim 20$  с, в этот момент начинает доминировать вторая компонента сигнала — продленное излучение, и на кривой блеска присутствует излом. Всплески с такой особенностью кривой блеска относятся к I типу продленного излучения. Также на интервале времени 100-250 с наблюдается рост потока, отклоняющийся от степенной зависимости. Данный рост, возможно, не относится к продленному излучению и поэтому не участвует в аппроксимации. Всплески с данными особенностями на кривой блеска дополнительно помечены индексом "b", и в ином случае индексом "а".

Результаты поиска продленного излучения приведены в табл. 2. В ней содержится 151 гаммавсплеск со значимым (>3 $\sigma$ ) продленным излучением, а также приведена наилучшая модель для его описания и ее параметры A,  $\alpha$  и, в случае biased PL, параметр  $t_{EE}$ . Для 40 всплесков представлена только значимость продленного излучения.

GRB	Best Model <sup>a</sup>	A <sup>6</sup>	$lpha^{\scriptscriptstyle  m B}$	$t_{EE}^{\scriptscriptstyle \Gamma}$	$\sigma^{\scriptscriptstyle{ m I}}$	$\frac{T_{90}}{T_{50}}$	Туре
021116	PL	$4559 \pm 2445$	$1.53\pm0.17$	_	8.8	3.6	IIa
021206	biased PL	$1280\pm104$	$0.76\pm0.01$	$8.15\pm0.3$	27.3	692.0	Ia
021228	PL	$1001\pm211$	$1.38\pm0.11$	_	6.5	5.3	IIa
030105	—	—	—	_	6.4	28.8	Ia
030218	PL	$776\pm228$	$1.03\pm0.09$	—	4.1	8.9	Ib
030225	PL	$7947 \pm 2045$	$1.46\pm0.08$	—	16.3	3.1	IIa
030326	PL	$3108\pm403$	$1.92\pm0.10$	—	4.2	3.8	IIa
030331	—	—	—	—	3.4	24.8	Ia
030413	PL	$73\pm88$	$0.49\pm0.30$	_	6.1	7.6	Ia
030414	PL	$19296\pm2522$	$1.90\pm0.06$	—	38.4	4.9	IIa
030506	_	_	_	_	6.3	4.4	Ia
030717	PL	$49\pm9$	$0.76\pm0.16$	_	4.0	5.7	Ia
030726	PL	$16337\pm20641$	$1.47\pm0.28$	_	11.6	4.4	Ia
030801	PL	$23080 \pm 8173$	$1.86\pm0.11$	_	6.8	10.1	IIa
030814	PL	$1105\pm476$	$1.08\pm0.13$	_	11.1	9.8	Ia
030827	_	_	_	_	4.1	39.7	Ia
031107	biased PL	$1077\pm816$	$1.10\pm0.20$	$10.18\pm2.19$	11.8	7.9	IIa
031111	PL	$74460\pm87521$	$2.80\pm0.50$	_	6.7	5.5	IIa
031127	PL	$39901\pm14440$	$1.67\pm0.09$	_	14.3	5.3	IIa
031202	PL	$102\pm54$	$0.50\pm0.13$	—	9.0	17.6	IIa
031214	PL	$258 \pm 124$	$0.95\pm0.17$	—	3.1	127.3	Ia
031219	biased PL	$2464\pm936$	$1.79\pm0.18$	$1.63\pm0.28$	21.7	4.1	IIa
040324	PL	$120\pm12$	$0.96\pm0.10$	—	5.2	15.0	Ia
040421	—	—	—	—	5.3	1.7	Ia
040425	PL	$8983 \pm 259$	$1.80\pm0.02$	—	39.7	3.3	IIa
040612	—	—	—	—	5.3	6.0	Ia
040615	PL	$74032 \pm 16556$	$1.75\pm0.06$	—	31.0	5.7	IIa
040921	PL	$1982\pm1019$	$1.23\pm0.17$	—	13.4	6.8	Ia
040922	PL	$317731 \pm 70155$	$1.81\pm0.05$	—	39.3	4.8	IIa

Таблица 2. Гамма-всплески со значимым продленным излучением

**Примечание.** <sup>а</sup> Наилучшая модель для аппроксимации продленного излучения. <sup>6</sup> Параметр нормировки (амплитуда) в модели продленного излучения. <sup>в</sup> Показатель степени в модели продленного излучения. <sup>г</sup> Параметр *t<sub>EE</sub>* в biased PL модели продленного излучения. Если наилучшей моделью является PL или аппроксимация моделями PL и biased PL является неудовлетворительной, указан прочерк.

<sup>д</sup> Статистическая значимость продленного излучения.

Полная версия таблицы доступна в электронном виде http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR



**Рис. 4.** Кривая блеска GRB 041212. По горизонтальной оси — время относительно начала всплеска  $t_s$ . По вертикальной — количество отсчетов за 50 мс. Красные бины не участвуют в аппроксимации. Красной и синей кривой обозначены аппроксимации PL и biased PL соответственно.

### Суммирование кривых блеска

Здесь мы хотим проверить гипотезу о том, что продленное излучение является общим свойством всех всплесков, но в некоторых событиях оно не детектируется из-за его низкой значимости. Если предположить, что продленное излучение действительно присутствует во всех гамма-всплесках, то увеличить его статистическую значимость можно с помощью суммирования кривых блеска. Действительно, если просуммировать одинаковые кривые блеска с одинаковым уровнем фона, то статистическая значимость полезного сигнала увеличится в  $\sqrt{N}$  раз, где N — количество всплесков в сумме. Для построения суммарной кривой используются гамма-всплески без продленного излучения в индивидуальных кривых блеска.

Как уже обсуждалось во Введении, короткие и длинные всплески имеют различную природу, и механизмы продленного излучения могут быть различны. Поэтому суммирование двух классов всплесков нужно проводить раздельно. Распределение по параметру длительности  $T_{90}$ , построенное по данным этой работы, очевидно, является искаженным. Методика отбора на временной шкале 1 с отбрасывает очень короткие всплески. В работе Минаева и др. (2010б) был использован другой критерий отбора. Граничное значение параметра  $T_{90}$ , полученное в работе Минаева и др. (2010б), составляет 0.7 с и именно его мы будем использовать для разделения двух классов событий. Разделение классов коротких и длинных всплесков с использованием границы 0.7 с более оправдано для SPI-ACS, т.е. для энергетического диапазона более ~80 кэВ.

Суммарная кривая блеска коротких всплесков построена на интервале [-500; 500] с. На рис. 5 представлена суммарная кривая блеска 40 коротких всплесков в логарифмическом масштабе. Примерно на 1 с заканчивается активная фаза, после нее значимого излучения не обнаружено. Это позволяет определить верхний предел на интегральный (по времени) поток продленного излучения в интервале 125 с после окончания основной фазы. Для этого используется калибровка SPI-ACS (Вигано, Мерегетти, 2009) для пересчета отсчетов детектора в энергетические единицы. Для нормального угла между источником и осью Х обсерватории INTEGRAL 1 отсчет SPI-ACS соответствует  $10^{-10}$  эрг см<sup>-2</sup>. Учитывая среднее значение фона и коэффициента k = 1.26, получим, что интегральный поток энергии в продленном излучении составляет  $\sim 2 \times 10^{-6}$  эрг см<sup>-2</sup>.

Суммарная кривая блеска длинных всплесков построена на интервале [-2000; 2000] с. Из 543 длинных ( $T_{90} > 0.7$  с) всплесков, без продленного излучения в индивидуальных кривых блеска, было



Рис. 5. Суммарная кривая блеска 40 коротких гамма-всплесков без продленного излучения в кривых блеска.



**Рис. 6.** Суммарная кривая блеска 308 длинных гамма-всплесков без продленного излучения в индивидуальных кривых блеска. Красной линией показана аппроксимация продленного излучения степенной моделью (PL).

отобрано 308 событий, у которых  $L, R \ge 2000$  с. На рис. 6 представлена суммарная кривая блеска. На ней присутствует значимый сигнал вплоть до ~800 с, при медианном значении  $T_{90}$  выборки ~25 с. Эти значения подтверждают наличие продленного излучения и в суммарной кривой блеска. Кривую блеска можно аппроксимировать степенной функцией (рис. 6, красная прямая), показатель степени  $\alpha = 2.4 \pm 0.3$ .

### РЕЗУЛЬТАТЫ И ОБСУЖДЕНИЕ

Параметр длительности  $T_{90}$ , вычисленный здесь, именно для тех всплесков с обнаруженным продленным излучением, может значительно превышать значения длительности  $T_{90}$  из других каталогов. Это связано с тем, что уровень 95% отсчетов на интегральной кривой блеска действительно включает часть интервала, в котором найдено продленное излучение. В то же время в интервал  $T_{50}$ , даже в событиях с наиболее ярким и длительным продленным излучением (например, GRB 021206, GRB 130427), попадает только активная фаза. Это говорит о том, что параметр  $T_{50}$  лучше характеризует длительность активной фазы, в отличие от параметра  $T_{90}$ .

Распределение значений отношения  $T_{90}/T_{50}$  представлено на рис. 7. Как и ожидалось, значение этого отношения систематически больше для всплесков с продленным излучением (соответствующие медианные значения  $T_{90}/T_{50} = 3 \text{ и } T_{90}/T_{50} = 5.6$ ). Все гамма-всплески без продленного излучения имеют  $T_{90}/T_{50} < 80$ . Если же  $T_{90}/T_{50} > 80$ , то у всплеска присутствует продленное излучение I типа. Однако данный параметр нельзя использовать как критерий наличия продленного излучения. При  $T_{90}/T_{50} < 80$  распределения значительно пересекаются и, основываясь только на этом значении, нельзя однозначно определить наличие продленного излучения. В этом случае необходимо более детальное исследование кривой блеска.

Продленное излучение было найдено в 151 индивидуальной кривой блеска всплесков выборки, что составляет ~20% от общего числа исследованных событий.

Кривые блеска гамма-всплесков без продленного излучения в индивидуальных кривых блеска были просуммированы относительно времени начала регистрации гамма-излучения. Продленное излучение обнаружено в суммарной кривой блеска длинных всплесков. Значимый сигнал наблюдается вплоть до 800 с, что существенно больше медианного значения длительности выборки тех же всплесков ( $T_{90} \sim 25$  с). Следовательно, обнаруженный сигнал действительно можно считать продленным излучением. Это подтверждает результаты работы Коннатон (2002), где исследовалась суммарная кривая блеска длинных всплесков по данным эксперимента BATSE (20-100 кэВ), а также результаты Буренина и др. (2000) по данным SIGMA/Гранат (35–300 кэВ). Характер поведения кривой блеска продленного излучения в суммарной кривой блеска (степенное падение с показателем  $\alpha = 2.4 \pm 0.3$ ) указывает на то, что оно, вероятно, связано с суперпозицией кривых блеска активной фазы на стадии затухания, а не с дополнительным компонентом кривой блеска, т.е. представляет собой второй тип продленного излучения. Действительно, несмотря на то, что частота обнаружения второго типа продленного излучения в  $105/46 \sim$  $\sim 2$  раза меньше чем первого типа, средняя интенсивность такого излучения в ~4 раза больше. Следовательно, при суммировании большого количества кривых блеска доминирующий вклад на  $\lesssim\!800$  с будет давать именно второй тип продленного излучения.

В суммарной кривой блеска коротких гаммавсплесков не обнаружено продленного излучения. Данный результат противоречит результатом работы Минаева и др. (2010а), где длительность продленного излучения составила ~125 с. Вероятная причина расхождения — меньший объем выборки в настоящей работе (40 против 105 событий и различные критерии отбора коротких гаммавсплесков по параметру  $T_{90}$  0.7 и 2 с).

Проанализировано распределение всплесков по показателю степени а продленного излучения (рис. 8). Тест Колмогорова-Смирнова для двух выборок продленного излучения показал, что вероятность того, что эти распределения получены из одной генеральной совокупности  $p = 4 \times 10^{-10}$ , что подтверждает существование двух феноменологически разных типов продленного излучения. Медианное значение для I группы (105 событий) составляет  $\alpha = 1.0$ , для группы II состоящей из 46 событий —  $\alpha = 1.8$ . У всплесков I группы на кривой блеска присутствует излом между быстропеременной активной фазой и продленным излучением, т.е. оно является дополнительной компонентой, по-видимому, не связанной с активной фазой. Значения показателя  $\alpha$  близки к показателям степени кривой блеска послесвечения в рентгеновском и оптическом диапазонах. Вероятно, продленное излучение I типа является ранней стадией послесвечения. Всплески из II группы характеризуются большим показателем степени ( $\alpha = 1.8$ ), который, по-видимому, является окончанием основной фазы.

### выводы

Проведены систематический поиск и исследование продленного излучения в гамма-диапазоне (>80 кэВ) для наиболее ярких гамма-всплесков,



**Рис.** 7. Распределение всплесков по параметру отношения  $T_{90}/T_{50}$ . Синим обозначены всплески со значимым продленным излучением. Красным — всплески без него.



**Рис. 8.** Распределение всплесков по показателю степени *α* в модели продленного излучения. Синим цветом обозначены всплески с продленным излучением первого типа, красным — второго.

2021

зарегистрированных в эксперименте SPI-ACS/ INTEGRAL. Из 739 событий 45 принадлежат к классу коротких гамма-всплесков, остальные 694 — к классу длинных. Доля всплесков с продленным излучением составила ~20%. Наибольшая длительность продленного излучения составила 10 000 с. Исследование продленного излучения стало возможным благодаря стабильному фону на орбите KO INTEGRAL.

В индивидуальных кривых блеска длинных гамма-всплесков обнаружены два типа продленного излучения, характеризующегося кривой блеска со степенным падением и различными показателями степени, (I)  $\alpha = 1.0$  и (II)  $\alpha = 1.8$ . У всплесков I группы продленное излучение является дополнительной компонентой, не связанной с активной фазой, и, вероятно, является ранней стадией послесвечения. Всплески из II группы характеризуются бо́льшим показателем степени ( $\alpha = 1.8$ ), который, по-видимому, связан с продолжением работы центральной машины и является окончанием активной фазы.

В суммарной кривой блеска длинных всплесков, для которых в индивидуальных случаях продленное излучение не было найдено (543 всплеска), также обнаружено статистически значимое продленное излучение, которое наблюдается до 800 с и аппроксимируется степенным законом с показателем  $\alpha = 2.4 \pm 0.3$ . Это является подтверждением того, что продленное излучение является общим свойством всех длинных всплесков и является суммой продленного излучения типов I и II.

Показано, что параметр  $T_{50}$  лучше характеризует длительности активной фазы, в то время как параметр  $T_{90}$  в качестве характеристики длительности активной фазы надо использовать с осторожностью.

Работа выполнена при поддержке гранта РНФ 18-12-00378.

#### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- 1. Барков, Позаненко (M.V. Barkov and A.S. Pozanenko), MNRAS **417**, 2161 (2011).
- 2. Бильцингер и др. (B. Biltzinger, F. Kunzweiler, J. Greiner, K. Toelge, and J.M. Burgess), Astron. Astrophys. **640**, A8 (2020).
- Бисноватый-Коган, Позаненко (G.S. Bisnovatyi-Kogan and A.S. Pozanenko), Astrophys. Space Sci. 332, 57 (2011).
- 4. Бостанци и др. (Z.F. Bostanci, Y. Kaneko, and E. Göğüs), MNRAS **428**, 1623 (2013).
- 5. Буренин Р.А., Письма в Астрон. журн. **26**, 323 (2000) [R.A. Burenin, Astron. Lett. **26**, 269 (2000)].

- Буренин и др. (R.A. Burenin, A.A. Vikhlinin, M.R. Gilfanov, O.V. Terekhov, A.Yu. Tkachenko, S.Yu. Sazonov, E.M. Churazov, R.A. Sunyaev, P. Goldoni, et al.), Astron. Astrophys. **344**, L53 (1999).
- Буренин Р.А., Терехов О.В., Сюняев Р.А. и др., Письма в Астрон. журн. 26, 483 (2000) [R.A. Burenin, O.V. Terekhov, R.A. Sunyaev, A.V. Dyachkov, G. Khavenson, B.S. Novikov, I.D. Tserein, K.M. Sukhanov, P. Goldoni, et al., Astron. Lett. 26, 413 (2000)].
- 8. Бхат и др. (P.N. Bhat, C.A. Meegan, A. von Kienlin, W.S. Paciesas, M.S. Briggs, J.M. Burgess, E. Burns, V. Chaplin, W.H. Cleveland, et al.), Astrophys. J. Suppl. Ser. **223**, 28 (2016).
- 9. Варрен и др. (D.C. Warren, M.V. Barkov, H. Ito, S. Nagataki, and T. Laskar), MNRAS **480**, 4060 (2018).
- 10. Вигано, Meperetru (D. Vigano and S. Mereghetti), astro-ph/0912.5329 (2009).
- 11. Вузли (S.E. Woosley), Astrophys. J. 405, 273 (1993).
- Герельс и др. (N. Gehrels, J.P. Norris, V. Mangano, S.D. Barthelmy, D.N. Burrows, J. Granot, Y. Kaneko, C. Kouveliotou, C.B. Markwardt, et al.), Nature 444, 1044 (2006).
- 13. Гиблин и др. (T.W. Giblin, J. van Paradijs, C. Kouveliotou, V. Connaughton, R.A.M.J. Wijers, M.S. Briggs, R.D. Preece, and G.J. Fishman), AIP Conf. Proceed. **526**, 394 (2000).
- 14. Гомпертс и др. (В.Р. Gompertz, Р.Т. O'Brien, G.A. Wynn, and A. Rowlinson), MNRAS **431**, 1745 (2013).
- 15. Готлиб и др. (O. Gottlieb, E. Nakar, T. Piran, and K. Hotokezaka), MNRAS **479**, 588 (2018).
- Джендр и др. (B. Gendre, G. Stratta, J.L. Atteia, S. Basa, M. Boër, D.M. Coward, S. Cutini, V. DÉlia, and E.J. Howell), arXiv:1308.1001 (2013).
- 17. Канеко и др. (Y. Kaneko, Z.F. Bostanci, E. Göğüs, and L. Lin), MNRAS **452**, 824 (2015).
- фон Киенлин и др. (A. von Kienlin, V. Beckmann, A. Rau, N. Arend, K. Bennett, B. McBreen, P. Connell, S. Deluit, L. Hanlon, et al.), Astron. Astrophys. 411, L299 (2003).
- 19. Клебесадел и др. (R.W. Klebesadel, I.B. Strong, and R.A. Olson), Astrophys. J. **182**, L85 (1973).
- 20. Коннатон (V. Connaughton), Astrophys. J. **567**, 1028 (2002).
- 21. Кошут и др. (Т.М. Koshut, W.S. Paciesas, C. Kouveliotou, J. van Paradijs, G.N. Pendleton, G.J. Fishman, and C.A. Meegan), Astrophys. J. **463**, 570 (1996).
- 22. Кувелиоту и др. (С. Kouveliotou, С.А. Meegan, G.J. Fishman, N.P. Bhat, M.S. Briggs, T.M. Koshut, W.S. Paciesas, and G.N. Pendleton), Astrophys. J. 413, L101 (1993).
- 23. Лаззати и др. (D. Lazzati, E. Ramirez-Ruiz, and G. Ghisellini), Astron. Astrophys. **379**, L39 (2001).
- 24. Лиддл (A.R. Liddle), MNRAS **377**, L74 (2007).

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

- 25. Мазец и др. (E.P. Mazets, S.V. Golenetskii, V.N. Il'inskii, V.N. Panov, R.L. Aptekar, Yu.A. Guryan, M.P. Proskura, I.A. Sokolov, Z.Ya. Sokolova, et al.), Astrophys. Space Sci. **80**, 119 (1981).
- 26. Мазец и др. (E.P. Mazets, R.L. Aptekar, D.D. Frederiks, S.V. Golenetskii, V.N. Il'inskii, V.D. Palshin, T.L. Cline, and P.S. Butterworth), arXiv:astro-ph/0209219 (2002).
- 27. Межарос, Рис (Р. Meszaros and M.J. Rees), MNRAS 257, 29P (1992).
- 28. Мецгер и др. (B.D. Metzger, E. Quataert, and T.A. Thompson), MNRAS **385**, 1455 (2008).
- Минаев П.Ю., Позаненко А.С., Лозников В., Письма в Астрон. журн. 26, (2010). [Р. Міпаеч, A. Pozanenko, and V. Loznikov, Astron. Lett. 36, 707 (2010a)].
- 30. Минаев и др. (Р. Minaev, А. Pozanenko, and V. Loznikov), Astrophys. Bull. **65**, 343 (20106).
- Минаев П.Ю., Гребенев С.А., Позаненко А.С. и др., Письма в Астрон. журн. 38, 687 (2012). [Р.Yu. Minaev, S.A. Grebenev, A.S. Pozanenko, S.V. Molkov, D.D. Frederiks, and S.V. Golenetskii, Astron. Lett. 38, 613 (2012)].
- Минаев П.Ю., Позаненко А.С., Мольков С.В., Гребенев С.А., Письма в Астрон. журн. 40, 271 (2014). [P.Yu. Minaev, A.S. Pozanenko, S.V. Molkov, S.A. Grebenev, Astron. Lett. 40, 235 (2014)].
- Минаев П.Ю., Позаненко А.С., Письма в Астрон. журн. 43, 3 (2017). [Р. Minaev ans A. Pozanenko, Astron. Lett. 43, 1 (2017).]
- 34. Минаев, Позаненко (Р. Minaev and A. Pozanenko), MNRAS **492**, 1919 (2020).
- 35. Норрис и др. (J.P. Norris, N. Gehrels, and J.D. Scargle), Astrophys. J. **735**, 23 (2011).
- 36. Орли (K. Hurley), http://www.ssl.berkeley.edu/ ipn3/masterli.txt (2008).
- 37. Пачинский (B. Paczyński), Astrophys. J. **308**, L43 (1986).
- Позаненко и др. (A.S. Pozanenko, M.V. Barkov, P.Y. Minaev, A.A. Volnova, E.D. Mazaeva, A.S. Moskvitin, M.A. Krugov, V.A. Samodurov, V.M. Loznikov, and M. Lyutikov), Astrophys. J. 852, L30 (2018).

- Позаненко А.С., Минаев П.Ю., Гребенев С.А., Человеков И.В., Письма в Астрон. журн. 45, 768 (2019). [A.S. Pozanenko, P.Yu. Minaev, S.A. Grebenev, and I.V. Chelovekov, Astron. Lett. 45, 710 (2019)].
- 40. Райд и др. (F. Ryde1, L. Borgonovo, S. Larsson, N. Lund, A. von Kienlin, and G. Licht), Astron. Astrophys. 411, L331 (2003).
- 41. Рау и др. (А. Rau, A.V. Kienlin, K. Hurley, and G.G. Lichti), Astron. Astrophys. **438**, 1175 (2005).
- 42. Рипа и др. (J. Ripa, A. Meszaros, C. Wigger, D. Huja, R. Hudec, and W. Hajdas), Astron. Astrophys. **312**, 399 (2009).
- 43. Рончи и др. (M. Ronchi, F. Fumagalli, M.E. Ravasio, G. Oganesyan, M. Toffano, O.S. Salafia, L. Nava, S. Ascenzi, G. Ghirlanda, and G. Ghisellini), Astron. Astrophys. **636**, A55 (2019).
- 44. Свинкин и др. (D.S. Svinkin, D.D. Frederiks, R.L. Aptekar, S.V. Golenetskii, V.D. Palśhin, Ph.P. Oleynik, A.E. Tsvetkova, M.V. Ulanov, T.L. Cline, and K. Hurley), Astrophys. Space Sci. **224**, 10 (2016).
- 45. Ткаченко и др. (A.Yu. Tkachenko, O.V. Terekhov, R.A. Sunyaev, R.A. Burenin, C. Barat, J.P. Dezalay, and G. Vedrenne), Astron. Astrophys. **358**, L41 (2000).
- Фредерикс и др. (D.D. Frederiks, R.L. Aptekar, S.V. Golenetskii, V.N. Il'inskii, E.P. Mazets, V.D. Palśhin, and T.L. Cline), Third Rome Workshop on Gamma-Ray Bursts in the Afterglow Era, ASP Conf. Ser. 312, 197 (2004).
- 47. Цветкова и др. (A. Tsvetkova, D. Frederiks, S. Golenetskii, A. Lysenko, P. Oleynik, V. Palśhin, D. Svinkin, M. Ulanov, T. Cline, et al.), Astrophys. J. **850**, 161 (2017).
- 48. Эббот и др. (B.P. Abbott, R. Abbott, T.D. Abbott, F. Acernese, K. Ackley, C. Adams, T. Adams, P. Addesso, R. X. Adhikari, et al.), Astrophys. J. **848**, L12 (2017).
- 49. Swift GRB table https://swift.gsfc.nasa.gov/archive/ grb\_table (2008).
- 50. HETE table https://space.mit.edu/HETE/Bursts/ Data/ (2006).

# К ПРОБЛЕМЕ КЛАССИФИКАЦИИ ШАРОВЫХ СКОПЛЕНИЙ. РАСЧЕТ СТЕПЕНИ КОНЦЕНТРАЦИИ ЗВЕЗД ДЛЯ 26 СКОПЛЕНИЙ

© 2021 г. С. Н. Нуритдинов<sup>1\*</sup>, И. У. Таджибаев<sup>1,2</sup>, А. С. Расторгуев<sup>3</sup>

<sup>1</sup>Национальный университет Узбекистана им. Мирзо Улугбека, Ташкент, Узбекистан <sup>2</sup>Чирчикский государственный педагогический институт Ташкентской области, Чирчик, Узбекистан <sup>3</sup>Московский государственный университет им. М.В. Ломоносова, физический факультет,

*Москва, Россия* Поступила в редакцию 01.11.2020 г. После доработки 26.12.2020 г.; принята к публикации 29.12.2020 г.

В связи с отсутствием удовлетворительного решения проблемы классификации шаровых скоплений нами выполнен поиск физического параметра, допускающего классификацию шаровых скоплений и нахождение эмпирических зависимостей с наблюдаемыми физическими характеристиками. С этой целью рассмотрена модель видимой плотности в шаровых скоплениях с тремя свободными параметрами. Используя широко известный симплексный метод минимизации квадрата разности наблюдаемой и теоретической плотностей, найдены соответствующие значения свободных параметров для 26 шаровых скоплений. В качестве наблюдательного материала нами взяты в основном профили плотности, построенные в работе Миокчи и др. (2013) на основе комбинации космических и наземных данных. Один из свободных параметров нашей модели характеризует степень концентрации звезд к центру шаровых скоплений. Найден ряд эмпирических зависимостей этого параметра от основных физических характеристик шаровых скоплений. Полученные эмпирические формулы могут быть использованы в определении этих характеристик для других шаровых скоплений через степень концентрации и наоборот.

*Ключевые слова*: шаровые скопления, классификация, степень концентрации, профиль видимой плотности.

DOI: 10.31857/S0320010821030050

### ВВЕДЕНИЕ

Первая статья по данной теме, причем почти с таким же названием — "Классификация шаровых скоплений", была опубликована Шепли и Сойер (1927). Прошло более 90 лет, но до сих пор в астрофизике отсутствует удовлетворительное решение этой проблемы, хотя за это время был выполнен ряд интересных исследований разными авторами (см., например, Хартвик, 1968; Кукаркин, 1971; Миронов и др., 1976; Страйжис, 1982; Эйгенсон, Яцык, 1989, 1995; Пейков, Русев, 1988, 1990, 1999; Шарина и др., 2006; Таджибаев, Нуритдинов, 2019; и ссылки в них), а также составлен весьма полезный каталог Харриса (2010). Следует подчеркнуть, что необходимость исследования шаровых скоплений (ШС) связана с потребностями не только астрофизики, но и космологии ранней Вселенной (см., например, Пиблс, Дикке, 1968; Зельдович, Новиков, 1975; Чернин, 2008; и ссылки там).

В следующем разделе нашей статьи мы более подробно обсуждаем сегодняшнее состояние данной научной проблемы, основную ее сложность и соответствующие главные результаты некоторых авторов. Здесь важно отметить, что классификация ШС должна быть прежде всего легко применимой на практике и отражать хотя бы одно или два явно наблюдаемых свойств, например, степень концентрации звезд к центру скопления, их форму, размеры, особенности структуры и др., и в то же время эта классификация обязана коррелировать с основными физическими характеристиками этих скоплений, полученными из наблюдений. Если никак невозможно разработать такую классификацию, которая удовлетворяет этим требованиям, то это означает необходимость включения в проблему дополнительного вспомогательного параметра. До нас некоторые авторы предлагали ввести вспомогательный второй параметр. Например, в работе Кинга (1962) был введен параметр концентрации "с", причем некоторые каталоги ШС до сих пор включают в себя значения этого параметра. Одна-

<sup>\*</sup>Электронный адрес: nur200848@mail.ru

ко сейчас мы знаем, что параметр "с" абсолютно никак не коррелирует ни с одной из физических характеристик ШС. Поэтому мы решили выполнить поиск такого второго параметра другими различными путями. Ниже мы вводим один из таких параметров методом моделирования наблюдаемой видимой плотности в ШС на основе комбинации (Миокчи и др., 2013) космических и наземных данных наблюдений и находим эмпирические зависимости этого параметра от основных физических характеристик скоплений.

### СОСТОЯНИЕ ПРОБЛЕМЫ КЛАССИФИКАЦИИ ШС В НАСТОЯЩИЙ МОМЕНТ

Непосредственно о проблеме классификации ШС опубликовано достаточно много статьей, причем еще ряд статьей посвящены не только определению конкретных их физических характеристик, но также затрагивают эту проблему. Здесь невозможно упомянуть все эти публикации, и поэтому мы приводим только самые важные, на наш взгляд, результаты.

Как мы уже отметили выше, впервые вопросы классификации ШС рассмотрены в работе Шепли и Сойер (1927). Авторы предложили классификацию ШС по степени концентрации звезд к центру скопления. Для этой цели они составили в какой-то мере однородную серию фотографических снимков из 95 ШС и весь этот материал смогли разделить на 12 классов по степени видимой концентрации звезд к центру скопления. Так, к классу І ими были включены ШС, имеющие наибольшую концентрацию к центру, а класс XII содержит скопления с наименьшей концентрацией. Сейчас нам нетрудно убедиться в том, что данная классификация, состоящая из 12 групп видимых концентраций, носит явно субъективный характер. К тому же эти авторы не приводят какой-либо вспомогательный параметр, значение которого характеризовало бы наблюдаемую авторами степень концентрации.

Различные попытки улучшить классификацию Шепли—Сойер (например, путем уменьшения количества классов концентрации до семи, Моубрей, 1946) не дали ничего принципиально нового. К началу 70-х годов прошлого века стало вполне ясно, что указанные выше классы концентрации не коррелируют ни с какими физическими параметрами и характеристиками ШС, кроме их абсолютной звездной величиной.

Более объективно подошел к этой проблеме Хартвик (1968), который попытался создать двумерную классификацию, используя наклон ветви гигантов и величину индекса содержания гелия, который якобы является ответственным за форму горизонтальной ветви скопления. По нашим данным, к сожалению, зависимость формы горизонтальной ветви от индекса содержания гелия имеет слабую корреляцию. Таким образом, задуманная Хартвиком (1968) двумерная классификация не достигает своей цели.

Мы обязаны отметить исследование Кукаркина (1971), который ввел вспомогательный параметр IR, названный им "индексом богатства" ШС. Автор нашел четкие зависимости IR от абсолютных величин  $M_B$ ,  $M_V$  и массы скоплений. К сожалению, параметр IR не имеет корреляции с другими физическими параметрами ШС. Следовательно, введение индекса богатства также не решает проблему, и к тому же до сих пор никто из исследователей ШСЗ не использовал этот вспомогательный параметр.

С точки зрения проблемы классификации ШС представляют интерес также результаты Миронова (1973) и Миронова и Самуся (1974). Эти авторы обнаружили две группы голубизны горизонтальной ветви ШС, определяя значения их морфологических параметров. Обнаруженные ими свойства скоплений двух групп укладываются в гипотетическую схему эволюции, согласно которой скопления одной группы появились одновременно с Галактикой, а скопления другой группы — позже, причем между образованием таких двух поколений ШС прошло время, достаточное для того, чтобы первые массивные звезды Галактики обогатили межзвездную среду тяжелыми элементами и гелием.

К проблеме классификации ШС можно подойти также строго математически, применяя кластерный анализ. Так, Эйгенсон и Яцык (1989, 1995) предложили несколько вариантов классификации ШС в пространстве различных известных физических характеристик ШС. При этом число физических параметров изменялось от 4 до 14, а число скоплений — от 52 до 97. В частности, этими авторами рассмотрены распределения 100 ШС нашей Галактики и 167 скоплений МЗ1 в трехмерном пространстве с осями координат  $M_V$ ,  $(B - V)_0$  и  $(U-B)_0$ . Однако все это находится весьма далеко от практических применений, и корреляции этих кластеров с другими наблюдаемыми физическими параметрами в виде эмпирических соотношений не обсуждались.

Таким образом, на сегодняшний день проблема классификации ШС является нерешенной. Создается впечатление, что специалисты успели отнести этот вопрос к категории трудно разрешимых проблем, и в этой области астрофизики уже давно царит явно пассивное отношение к данной проблеме.



Рис. 1. Зависимость параметра Кинга от класса Шепли-Сойер.

# СТЕПЕНЬ КОНЦЕНТРАЦИИ ЗВЕЗД К ЦЕНТРУ ШС

Среди основных свойств ШС, которые должны быть использованы в решении проблемы их классификации, на первое место претендует всетаки именно свойство концентрации звезд к центру скопления. В этом заключении нетрудно убедиться, если сравнить, например, следующие ШС: NGC 362, NGC 4147, NGC 5024, NGC 5824, NGC 5897, NGC 6229. Так что Шепли и Сойер совершенно правильно выбрали это свойство ШС для разработки своей классификации. Однако выполненное ими разделение на 12 классов не является полностью однозначным и, к сожалению, носит несколько субъективный характер. Это следует, например, из сравнения распределения классов концентрации Шепли-Сойера с соответствующими значениями параметра концентрации Кинга (1962)

$$c = \lg \left( r_t / r_c \right), \quad r_t = R \left( \frac{M}{2M_g} \right)^{1/3}, \qquad (1)$$

где  $r_t$  — приливный радиус скопления,  $r_c$  — радиус его ядра, R — расстояние от центра Галактики до ШС, M и  $M_g$  — массы скопления и Галактики соответственно. Как видно, определение точного значения параметра "с" из наблюдений не является простой задачей, так как результаты зависят от точности четырех величин. Несмотря на это, такая работа по определению значений параметра Кинга проделана рядом авторов, в частности, значения величины "с" уточнены и приведены в каталоге Харриса (2010).

Из рис. 1 следует, что значения параметра "с" являются совершенно неоднозначными, так как эти значения свободно "гуляют" в интервале (0.65, 2.50) для каждого класса и вдоль последовательности классов Шепли—Сойер, т.е. почти не зависят

от их классификации, причем коэффициент корреляции равен 0.49. Если усреднить значения "с" внутри каждого класса, то корреляцию можно поднять до 0.69. Кроме того, мы выполнили расчет статистической зависимости "с" от металличности, абсолютной величины  $M_V$  эллиптичности ШС и галактоцентрического расстояния. Расчеты показывают, что ни одна из этих физических характеристик ШС не имеет корреляции с параметром "с". Наибольшее значение этой корреляции равно 0.34 (в случае  $M_V$ ), а все остальные значения коэффициента корреляции меньше чем 0.12.

Выполненные расчеты указывают на то, что вместо параметра "с" следует искать другую вспомогательную величину, которая также характеризует степень концентрации звезд к центру ШС. С этой целью мы выполнили взаимные сравнения видимых поверхностных плотностей распределения звезд в ШС, приведенных Миокчи и др. (2013) с учетом модели Кинга (1962), где  $\sigma \sim \left(1 + \frac{r^2}{r_z^2}\right)^{-1}$ .

В результате нами найдено, что основная часть кривой, кроме периферийной области, может быть описана следующей функцией:

$$\sigma\left(r,\gamma,r^*,\sigma_0\right) = \sigma_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r^*}\right)^2\right]^{-\gamma}.$$
 (2)

Здесь  $\gamma$ ,  $r^*$  и  $\sigma_0$  являются свободными параметрами, причем  $\gamma$  характеризует степень концентрации звезд к центру ШС,  $r^*$  — величина, которая связана с радиусом ядра скопления  $r_c$ , и  $\sigma_0$  — видимая плотность в центре.

Отметим, что точность нахождения значений свободных параметров модели (2), особенно, степени концентрации ( $\gamma$ ) звезд к центру, для конкретных ШС в сильной мере зависит от точности определения наблюдаемой плотности в них. Последнюю можно определить, как хорошо известно, путем подсчета количества звезд в кольцах вокруг

центра скопления. Очевидно, чем больше количество колец, тем увереннее и точнее мы находим поведение наблюдаемой плотности по расстоянию от центра до периферии скопления. Однако из-за сравнительно высокой плотности в центральной области ШС трудно определить соответствующие значения вилимой плотности наземными метолами. Вот почему в работе Миокчи и др. (2013) для значений видимой плотности в кольцах в центральной области ШС использованы результаты ПЗСнаблюдений с космического телескопа Хаббла. а для остальной части этих скоплений ими взяты данные наблюдений, полученные наземными телескопами. Таким образом, этим авторам удалось выполнить важную работу путем комбинирования космических и наземных данных наблюдений для 26 ШС. Далее на основе их результатов мы вычислили значения свободных параметров модели (2).

### РАСЧЕТ ПАРАМЕТРОВ МОДЕЛИ ДЛЯ 26 ШС

С целью определения значений указанных трех свободных параметров в (2) для конкретных ШС требуется минимизировать функцию

$$F(\gamma, r^*, \sigma_0) = \sum_k \left[ \sigma(r_k, \gamma, r^*, \sigma_0) - \sigma_{obs}^{(k)} \right]^2, \quad (3)$$

которая описывает поведение суммы квадратов разности между теоретическими ( $\sigma$ ) и наблюдаемыми значениями ( $\sigma_{obs}^{(k)}$ ) плотности в кольцах вокруг центра скопления. Минимизацию функции в (3) достаточно выполнить симплектическим методом, который уже давно хорошо апробирован во многих задачах астрофизики (см., например, Ашуров, Нуритдинов, 2001).

Результаты минимизации функции в (3) по трем параметрам для каждого ШС, выполненной на основе комбинированных данных наблюдений Миокчи и др. (2013), приведены нами в табл. 1.

Как видно, значения степени концентрации  $\gamma$  лежат в интервале (065; 215). Гистограмма для параметра  $\gamma$  показывает, что 26 ШС можно разделить по степени концентрации на 4 класса (табл. 2).

Таким образом, данная классификация ШС более проще, чем 12 классов по Шепли и Сойер (1927). В дальнейшем можно будет уточнить значения этих интервалов по  $\gamma$ .

Однако с точки зрения классификации ШС более важно наличие корреляции степени концентрации  $\gamma$  с отдельными физическими характеристиками этих скоплений. Мы выполнили также поиск эмпирических зависимостей параметра  $\gamma$  с основными физическими характеристиками ШС, а именно с массой, индексом богатства Кукаркина, галактическим расстоянием, абсолютной величиной

**Таблица 1.** Результаты расчета свободных параметров модели (2)

N⁰	Название ШС	$\gamma$	$r^*$	$\sigma_0$
1	NGC 5904	0.67	14.86	3.85
2	NGC 6626	0.69	7.02	2.11
3	NGC 104	0.72	18.57	7.41
4	NGC 5824	0.73	2.65	7.36
5	NGC 6121	0.79	48.29	0.22
6	NGC 5272	0.80	17.18	2.94
7	NGC 6809	0.84	70.94	0.17
8	NGC 6266	0.86	12.49	10.06
9	NGC 1904	0.89	7.51	5.14
10	NGC 7089	0.89	12.95	2.82
11	NGC 1851	0.97	4.95	5.13
12	Palomar 14	0.99	40.68	0.23
13	NGC 5024	1.00	22.43	2.84
14	NGC 6229	1.02	8.41	5.02
15	NGC 6341	1.02	15.28	2.15
16	NGC 6205	1.03	48.44	3.51
17	NGC 6254	1.03	48.44	3.51
18	NGC 2419	1.17	20.27	3.46
19	NGC 6864	1.17	5.85	15.86
20	Terzan 5	1.31	10.74	6.76
21	NGC 288	1.33	102.38	0.13
22	NGC 5466	1.44	105.9	0.10
23	Eridanus	1.52	20.70	0.81
24	AM 1	1.73	16.33	0.34
25	Palomar 4	2.10	39.58	0.03
26	Palomar 3	2.13	50.17	0.04

**Таблица 2.** Предварительная классификация ШС по параметру  $\gamma$ 

Классы	Название	Интервал по $\gamma$
а	Наиболее плотные	$\gamma \leqslant 0.90$
b	Умеренно плотные	(0.90; 1.15]
с	Умеренно разреженные	(1.15; 1.40]
d	Разреженные	$\gamma > 1.40$



**Рис. 2.** Зависимость между  $\gamma$  и массой ШС.



**Рис. 3.** Зависимость между  $\gamma$  и галактоцентрическим расстоянием  $R_G$ .

и параметром Кинга, причем значения последних трех величин брались нами из каталога Харриса (2010). Значения массы ШС мы взяли из работы Борковой и Марсакова (2000), а значения же индекса богатства — из работы Кукаркина (1971).

Зависимость между  $\gamma$  и массой ШС. Анализ показывает наличие эмпирической зависимости

$$\gamma = -0.46 \,(\pm 0.10) \, \lg \frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_{\odot}} + 3.65 (\pm 0.56), \quad (4)$$

или наоборот

$$\lg \frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_{\odot}} = -0.998 \,(\pm 0.219) \,\gamma + 6.573 (\pm 0.258). \tag{5}$$

Следовательно, чем больше масса ШС, тем меньше  $\gamma$ , т.е. тем плотнее ШС (рис. 2). При этом коэффициент корреляции сс =-0.68.

Зависимость между  $\gamma$  и галактоцентрическим расстоянием  $R_G$ . Нами обнаружены хорошая корреляция (сс = 0.76) и следующая статистическая формула:

$$\gamma = 0.087 \,(\pm 0.007) \, R_G + 0.008 (\pm 0.001), \qquad (6)$$

и наоборот

$$R_G = 73.80(\pm 13.02)\gamma - 50.48(\pm 15.29).$$
(7)

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

Как видно, с удалением от центра Галактики в среднем происходит постепенный рост  $\gamma$  (рис. 3), т.е. уменьшение концентрации ШС.

Зависимость между  $\gamma$  и абсолютной величиной  $M_V$ . Коэффициент корреляции между этими величинами равен 0.76. Соответствующая эмпирическая формула имеет вид

$$\gamma = 0.19 \,(\pm 0.03) \, M_V + 2.50 (\pm 0.25), \qquad (8)$$

и наоборот

$$M_V = 3.16(\pm 0.55)\gamma - 11.07(\pm 0.64).$$
(9)

Следовательно, чем больше концентрация к центру скопления, тем ШС является более ярким (рис. 4). Это явление, по-видимому, связано с тем, что с ростом степени концентрации, согласно нашим расчетам, характерный размер системы в среднем явно уменьшается.

Зависимость степени концентрации  $\gamma$  от параметра Кинга "с". Коэффициент корреляции между этими величинами, к сожалению, является сравнительно низким (-0.63). Несмотря на это (рис. 5), можно привести соответствующую статистическую зависимость:

$$\gamma = -0.69 \,(\pm 0.17) \,c + 2.13 (\pm 0.26). \tag{10}$$



Рис. 4. Зависимость между  $\gamma$  и абсолютной величиной  $M_V$ .



**Рис. 5.** Зависимость между  $\gamma$  и параметром Кинга.



**Рис. 6.** Зависимость между  $\gamma$  и "индексом богатства" IR.

Если известно значение  $\gamma$  для ШС, то параметр Кинга можно вычислить по формуле

$$c = -0.58 (\pm 0.14) \gamma + 2.12 (\pm 0.17).$$
(11)

Например, согласно данным табл. 1, для наиболее плотного ШС (NGC 5904) значение c = 1.73, а для наиболее разреженного ШС (Palomar 3) эта величина c = 0.88.

Зависимость параметра  $\gamma$  от "индекса богатства" Кукаркина. Здесь коэффициент корреляции достаточно хороший и равен —0.73 (рис. 6). Расчеты показывают, что

$$\gamma = -1.38 \,(\pm 0.28) \, IR + 1.86 (\pm 0.17). \tag{12}$$

Обратная зависимость имеет вид

$$IR = -0.39 (\pm 0.08) \gamma + 0.99 (\pm 0.09).$$
(13)

Следует отметить наличие весьма слабой зависимости  $\gamma$  от возраста ШС. При этом коэффициент корреляции равен -0.43. Расчеты показывают, что с ростом возраста скопление становится плотнее.

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Прежде всего хотелось бы отметить, что с помощью вышеуказанного метода мы планировали обработку также данных наблюдений поверхностной плотности, приведенные в работе Кинга и др. (1968). К сожалению, в этом случае не имеет смысла вычислять значения  $\gamma$  по двум причинам. Во-первых, у Кинга и др. (1968) отсутствуют наблюдения для центральных областей ШС, а вовторых, данные в их работе покрывают в основном периферийную часть ШС, что сильно влияет на значения степени концентрации  $\gamma$  и  $r^*$ . В этом также легко убедиться, сравнивая кривые видимой плотности Кинга и др. (1968) и Миокчи и др. (2013) для конкретных ШС.

Интересно, что корреляция между степенью концентрации  $\gamma$  и металличностью ШС отсутствует вообще, так как в этом случае коэффициент корреляции равен почти нулю, а точнее -0.06. Очевидно, этот факт не связан с данными наблюдений и в реальности, вероятно, связан с природой ШС.

Итак, в данной работе путем теоретического моделирования видимой поверхностной плотности ШС в виде (2) с тремя свободными параметрами и минимизации суммы квадратов разности этой теоретической функции и наблюдаемой функции плотности, для 26 ШС вычислены значения параметра  $\gamma$ . Полученные значения  $\gamma$  находятся в интервале (067; 213). Нами найдены эмпирические зависимости  $\gamma$  от основных известных характеристик ШС (массы скоплений; галактоцентрического расстояния; абсолютной величины; параметра Кинга; индекса богатства). Обнаружен факт полного отсутствия зависимости  $\gamma$  от металличности. Заметим также, что значения эффективного радиуса  $r^*$  имеют сильную корреляцию (091) со значениями радиуса ядра скопления, найденными Миокчи и др. (2013), что физически очевидно.

Наконец, отметим, что мы выполнили также тщательный литературный поиск наблюдаемой видимой поверхностной плотности, содержащей хотя бы несколько данных для центральной области ШС. К сожалению, такие данные нами не были найдены. В ходе этой работы мы нашли большую и интересную работу де Бойер и др. (2019). В этой работе приведены радиальные профили видимой плотности и некоторые физические свойства для 81 ШС в рамках программы Gaia DR2. В работе этих авторов, к сожалению, отсутствуют данные для центральных областей изученных ШС. Ими же приведены сравнения для некоторых ШС с наблюдательными данными Миокчи и др. (2013). Это различие явно показано на рис. 5 работы де Бойер и др. (2019). Этот факт и имеющиеся некоторые другие особенности требуют теперь небольшой поправки в нашей модели (2), если мы хотим вычислить степень концентрации для 81 ШС этих авторов. Соответствующие результаты мы планируем опубликовать отдельно в следующей работе.

Авторы благодарят Ж. Перез (Jerome Perez) и А.В. Моисеева за полезные обсуждения результатов работы. Мы также выражаем благодарность рецензенту статьи за полезные замечания.

Работа выполнена в рамках гранта ОТ-Ф2-13 Министерства инновационного развития Республики Узбекистан. А.С. Расторгуев выражает благодарность гранту РФФИ 19-02-00611 за частичную поддержку работы.

### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Ашуров, Нуритдинов (А.Е. Ashurov and S.N. Nuritdinov), Astron. Soc. Pacific Conf. Series 228, 371 (2001).
- Боркова Т.В., Марсаков В.А., Астрон. журн. 77, 750 (2000) [Т.V. Borkova, V.A. Marsakov, Astron. Rep. 44, 665 (2000)].
- де Бойер и др. (T.J.L. de Boer, M. Gieles, E. Balbinot, V. Henault-Brunet, A. Solima, L.L. Watkins, and I. Claydon), MNRAS 485, 4906 (2019).
- 4. Зельдович Я.Б., Новиков И.Д., Строение и эволюция Вселенной (М.: Наука, 1975), с. 736.
- 5. Кинг (I.R. King), Astron. J. **67**, 471 (1962).
- 6. Кинг и др. (I.R. King, E.J. Hedemann, S.M. Hodge, and R.E. White), Astron. J. **73**, 456 (1968).
- 7. Кукаркин В.Г., Астрон. журн. **48**, 113 (1971) [B.V. Kukarkin, Sov Astron. **15**, 89 (1971)].
- Миокчи и др. (Р. Miocchi, B. Lanzoni, F.R. Ferraro, E. Dalessandro, E. Vesperini, M. Pasquato, G. Beccari, C. Pallanca, and N. Sanna), Astrophys. J. 774, 151 (2013); http://www.cosmic-lab.eu/catalog/index.php
- 9. Миронов А.В. Астрон. журн. **50**, 27 (1973) [A.V. Mironov, Sov. Astron. **17**, 16 (1973)].
- Миронов А.В., Самусь Н.Н., Переменные звезды 19, 337 (1974).
- Миронов А.В., Расторгуев А.С., Самусь Н.Н., Астрон. журн. 53, 1164 (1976) [А.V. Мігопоч, А.S. Rastorguev, N.N. Samus, Sov. Astron. 20, 656 (1976)].
- 12. Моубрей (А.G. Mowbray), Astrophys. J. **104**, 47 (1946).
- Пейков З.И., Русев Р.М., Астрон. журн. 65, 317 (1988) [Z.I. Peykov, R.M. Rusev, Sov. Astron. 32, 161 (1988)].
- Пейков З.И., Русев Р.М., Астрон. журн. 67, 694 (1990) [Z.I. Peykov, R.M. Rusev, Sov. Astron. 34, 349 (1990)].

- Пейков З.И., Русев Р.М., Астрон. журн. 76, 514 (1999) [Z.I. Peykov, R.M. Rusev, Astron. Rep. 43, 445 (1999)].
- 16. Пиблс, Дикке (P.J.E. Peebles and R.H. Dicke), Astrophys. J. 154, 891 (1968).
- 17. Страйжис (V. Straizys), Astrophys. Space Sci. 81, 179 (1982).
- 18. Таджибаев, Нуритдинов (I.U. Tadjibaev and S.N. Nuritdinov), Ukr. J. Phys. **64**, 271 (2019).
- 19. Харрис (W.E. Harris), arXiv1012.3224H (2010).
- 20. Хартвик (F.D. Hartwick), Astrophys. J. 154, 475 (1968).

- 21. Чернин А.Д. Успехи физ. наук 178, 267 (2008).
- 22. Шарина (M.E. Sharina, V.L. Afanasiev, and T.H. Pusia), MNRAS **372**, 1259 (2006).
- 23. Шепли, Сойер (H. Shapley and H.B. Sawyer), Harvard Observ. Bull. **849**, 11 (1927).
- 24. Эйгенсон А.М., Яцык О.С., Астрон. журн. **66**, 548 (1989) [А.М. Eigenson, O.S. Yatsyk, Sov Astron **33**, 280 (1989)]
- 25. Эйгенсон А.М., Яцык О.С., Астрон. журн. **72**, 641 (1995) [А.М. Eigenson, O.S. Yatsyk, Astron Rep **39**, 569 (1995)].

## The Dichotomy of the Mass-radius Relation and the Number of Globular Clusters<sup>1</sup>

© 2021 г. А. Н. Abdullah<sup>1</sup>, Р. Kroupa<sup>2,3,4</sup>

<sup>1</sup>Department of Astronomy, College of Science, University of Baghdad, Baghdad, 10071 Iraq <sup>2</sup>Argelander Institut für Astronomie der Universität Bonn, Auf dem Hügel 71, Bonn, D-53121 Germany <sup>3</sup>Helmholtz-Institut für Strahlen- und Kernphysik (HISKP), Universität Bonn, Nussallee 14-16, Bonn, D-53115 Germany <sup>4</sup>Charles University in Prague, Faculty of Mathematics and Physics, Astronomical Institute,

Charles University in Prague, Faculty of Mathematics and Physics, Astronomical Institute V Holešovičkách 2, Praha, CZ-18000 Czech Republic

Поступила в редакцию 24.10.2020 г. После доработки 30.12.2020 г.; принята к публикации 02.02.2021 г.

Globular clusters (GCs) are among the oldest stellar systems in the early universe. We present galaxies formed with two different stellar populations, which depend on the relation between mass and radius. The primordial values of the number of globular clusters can be distinctly separated into two groups of densities, and thus are dependent on galaxy mass. Evidence that dE and E galaxies may have different origins has been found, the former having formed a smaller number of GCs per galaxy, which is consistent with downsizing.

Keywords: globular cluster : number of globular clusters - galaxies: evolution.

DOI: 10.31857/S0320010821030025

<sup>1</sup>Полная версия статьи будет опубликована в английской версии журнала (Astronomy Letters, Vol. 47, No. 3, 2021). \*E-mail: vipahmed.hasan@gmail.com

# АКТИВНОСТЬ ЗВЕЗДЫ С ЭКЗОПЛАНЕТОЙ АВ Ріс ИЗ МОЛОДОЙ АССОЦИАЦИИ Тис-Ног

© 2021 г. И.С.Саванов\*

Институт астрономии РАН, Москва, Россия Поступила в редакцию 21.01.2021 г. После доработки 01.02.2021 г.; принята к публикации 02.02.2021 г.

На основе высокоточного материала из архива космической миссии TESS проведено исследование фотометрической переменности карлика спектрального класса К1 AB Pic (HD 44627) — члена Tuc-Hor ассоциации и обладающего удаленной планетой-гигантом массой 13.5 масс Юпитера. За интервал наблюдений с миссией TESS на звезде было зарегистрировано 48 вспышек с энергией  $6.1 \times 10^{32} - 3.4 \times 10^{35}$  эрг. Выполнены оценки периода вращения звезды  $P = 3.860 \pm 0.020$  сут и амплитуды переменности блеска, а также по стандартной методике получены оценки величин параметра запятненности А. Площадь пятен на поверхности AB Pic существенно превосходит площадь пятен на Солнце и изменяется в пределах от 54 000 до 95 000 м.д.п. Высказано предположение, что в течение интервала наблюдений площадь пятен на поверхности звезды обладала циклическими изменениями длительностью 233 сут, аналогом которых может быть так называемая периодичность Ригера на Солнце. Оценки более длительных циклов активности AB Pic были проведены по данным из архива наблюдений обзора All Sky Automated Survey и указали на возможные циклы активности в 258 сут, 1120 сут (3.1 года) и 2640 сут (7.2 года). Выполнены оценки диапазона возможных изменений величины массы CME для этой звезды.

Ключевые слова: звезды, экзопланеты, активность.

#### DOI: 10.31857/S0320010821030074

### ВВЕДЕНИЕ

Наблюдения с космическим телескопом Кеплер привели к открытию у звезд солнечного типа супервспышек с энергией 10<sup>33</sup>-10<sup>36</sup> эрг. Эти исследования были продолжены Ту и др. (2020) и Дойл и др. (2020) по первым доступным данным архива миссии TESS. Ту и др. (2020) представили результаты анализа 400 звезд солнечного типа и нашли у них 1216 супервспышек. Среди них три объекта принадлежат к числу потенциально обладающих планетными системами, кроме того, еще одна звезда DS Тис и ее планетная система были детально исследованы (см. Ньютон и др., 2019; Саванов, Дмитриенко, 2020). Сопоставление списка изученных Дойл и др. (2020) звезд с данными архивов экзопланет позволило им заключить, что один из объектов списка, AB Pic (HD 44627), обладает удаленной планетой-гигантом с массой 13.5 масс Юпитера и с полуосью орбиты в 275 а.е. (Чавин и др., 2005). Звезда принадлежит к карликам спектрального класса К1, ее блеск в фильтрах B и V составляет  $10^{m}.01$  и  $9^{m}.205$  соответственно. Как и DS Tuc, AB Ріс является членом Tuc-Hor ассоциации, возраст которой оценивается равным  $45 \pm 4$  млн лет. Согласно архиву данных exolop (exolop.ipac.caltech.edu), эффективная температура звезды равна 5027 K, а logg = 4.25. За интервал наблюдений с миссией TESS Дойл и др. (2020) обнаружили на звезде 48 вспышек с энергией  $6.1 \times 10^{32} - 3.4 \times 10^{35}$  эрг. Влияние вспышек даже столь высокой энергии, вероятно, не оказывает воздействие на атмосферу планеты вследствие ее удаленности, но в случае наличия магнитного поля у планеты может проявляться в полярных сияниях и прочих особенностях космической погоды в планетной системе.

Цель нашей работы состоит в изучении активности звезды с планетной системой AB Pic, карлика спектрального класса K1, члена молодой Tuc-Hor ассоциации по результатам наблюдений космической миссии TESS.

# АНАЛИЗ ФОТОМЕТРИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ АВ РІС

Для AB Pic в архиве TESS имеются данные двенадцати сетов наблюдений. Эти наблюдения были полученны с временным разрешением в 2 мин,

<sup>\*\*</sup>Электронный адрес: igs231@mail.ru



**Рис. 1.** Слева — кривая блеска для AB Pic, в центре — спектр мощности переменности блеска, справа — фазовая диаграмма переменности блеска (горизонтальные линии характеризуют величину амплитуды переменности блеска). Данные приведены для наблюдений в секторах 1 и 4.

более высоким, чем для данных космического телескопа Кеплер в моде LC. Их обработка была аналогична проводимой нами ранее для данных других объектов из архива космического телескопа Кеплер (см., например, Саванов и др., 2016) и из архива наблюдений миссии TESS (Саванов, 2019). На рис. 1 представлены кривые блеска AB Pic, соответствующие им спектры мощности и фазовые диаграммы для наблюдений в секторах 1 и 4. Хорошо заметна периодическая модуляция блеска, обладающая заметной переменностью амплитуды.

На построенном нами по всему набору данных (172 399 измерений) спектре мощности имеется пик, соответствующий величине периода вращения звезды  $P = 3.860 \pm 0.020$  сут. Амплитуда переменности блеска лежит в пределах 3-7% от уровня среднего блеска звезды. По стандартной методике нами были оценены величины параметра запятненности, изменения которых достигают 2-7% от площади поверхности звезды. Принимая оценку радиуса звезды R = 1.019 радиусов Солнца (данные архива exofop), можно получить величину площади поверхности звезды А в абсолютной мере. В этом случае принято выражать площадь пятна в долях видимой полусферы Солнца (миллионных долях, м.д.п.). На Солнце средние по размерам пятна имеют площадь 10-200 м.д.п. (детали см. в Наговицын, Певцов, 2016). Площадь большой группы пятен может составлять 1-2 тыс. м.д.п. Плошаль пятен на поверхности АВ Ріс существенно превосходит площадь пятен на Солнце, она составляет от 54 000 до 95 000 м.д.п. Можно предположить, что в течение интервала наблюдений площадь пятен на поверхности звезды обладала циклическими изменениями (рис. 2). Характерное время такого цикла

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

составило 233 сут, амплитудный спектр мощности, построенный по 75 оценкам параметра А, приведен на нижней диаграмме рис. 2.

Цикл такой продолжительности может рассматриваться как аналог так называемой солнечной периодичности Ригера продолжительностью 154 сут (155-160 сут, Гургенашвили и др., 2017, и см. также раздел ниже). Примеры наличия данной периодичности у звезд немногочисленны (см., например, Масси и др., 2005). Изменения параметра А обладают теми же характерными свойствами, что встречаются в случае Солнца: в ходе цикла более резкий подъем и более замедленный спад. Второй минимум цикла пропущен, наблюдается только его начало. Однако не исключено, что в нашем ограниченном интервале наблюдений доступна лишь часть изменения параметра А в течение циклов активности в 3.1 года или 7.2 года (см. ниже), характеризующая, например, максимум пятенной активности с раздвоением пика. Этот вариант, который в некотором смысле подобен обсуждаемому в Гургенашвили и др. (2017) для Солнца, представляется нам более предпочтительным.

### ЦИКЛЫ АКТИВНОСТИ

Оценка возможного цикла активности AB Ріс была проведена по данным из архива наблюдениий обзора All Sky Automated Survey www.astrouw.edu. pl.asas. Всего было рассмотрено 739 оценок блеска звезды в фильтре V (рис. 3). На основе построенного спектра мощности можно сделать заключение о наличии возможных циклов активности в 1120 сут (3.1 года) и 2640 сут (7.2 года) (рис. 3, нижняя диаграмма). На рис. 3 (нижняя диаграмма) отмечен



**Рис. 2.** Вверху — изменения параметра запятненности А. В центре — амплитудный спектр мощности, вертикальная линия соответствует величине 233 сут (см. текст). Внизу — фазовая диаграмма.

еще один пик (~258 сут), который сопоставим с периодом изменения запятненности звезды и делает нашу оценку цикличности изменений параметра А более достоверной. По своей продолжительности найденные нами циклы активности AB Pic сопоставимы с 4.4-летним циклом активности звезды DS Tuc, а также с установленным в Санч-Форсада и др. (2019) 1.6-летним циклом для молодого солнечного аналога *и* Hor (возраст 600 млн лет).

В Саванов и Дмитриенко (2019) мы привели результаты анализа активности одиночной звезды спектрального класса G2V V889 Her (HD 171488, HIP 91043), которая является молодым солнечным аналогом и характеризуется как переменная типа BY Draconis. На построенном спектре мощности переменности блеска этой звезды хорошо выделяются пики, соответствующие циклам в 7.15 лет, 12.5 лет и около 35 лет. К сожалению, используемые нами данные для AB Pic и DS Tuc из архива наблюдениий обзора All Sky Automated Survey вследствие своей недостаточной продолжительности не позволяют установить наличие циклов с длительностью более 6–8 лет.

### СВОЙСТВА СМЕ ПО СПЕКТРАЛЬНЫМ НАБЛЮДЕНИЯМ

В ходе анализа данных из архива миссии TESS Дойл и др. (2020) обнаружили на AB Pic 48 вспышек с энергией E(fl) 6.1 × 10<sup>32</sup>-3.4 × 10<sup>35</sup> эрг. Величина максимальной энергии вспышек AB Pic сопоставима с максимальными для звезд с аналогичными эффективными температурами, а диапазон



**Рис. 3.** Вверху — кривая блеска AB Ріс по данным из архива наблюдений All Sky Automated Survey. Внизу — спектр мощности для диапазонов периодов 1–6000 сут. Вертикальными линиями отмечены циклы продолжительностью 258, 1120 и 2640 сут.

изменений E(fl) перекрывает характерные изменения E(fl) этих звезд (Гюнтер и др., 2020). Вследствие удаленности планеты от звезды вспышки даже столь высокой энергии, вероятно, не оказывают существенного воздействия на атмосферу планеты, но не исключено, что оно может проявляться в полярных сияниях и прочих изменениях космической погоды в планетной системе. Следуя идее солнечно-звездной аналогии, на других звездах (и на AB Pic) также можно ожидать существование корональных выбросов массы (CME), связанных со вспышечной активностью. Для оценки свойств СМЕ может быть использована эмпирическая зависимость между энергией вспышки и массой СМЕ (Аарнио и др., 2012; Гюнтер и др., 2020). Зависимость может быть применима к объектам с энергией вспышек до 10<sup>38</sup> эрг, что соответствует массе

СМЕ до 10<sup>22</sup> г. Поскольку зависимость из Аарнио и др. (2012) была установлена по измерениям энергии вспышек в рентгеновском диапазоне спектра, мы, аналогично Гюнтер и др. (2020), будем использовать измененное соотношение, в котором рассматривается болометрическая энергия вспышки. Применение зависимости к данным для AB Pic по наблюдениям миссии TESS привело к выводу о том, что для этой звезды диапазон возможных изменений величины массы СМЕ составляет от 6.7 ×  $\times 10^{19}$  г до  $3.6 \times 10^{21}$  г (для наиболее массивного СМЕ). Отметим, что эта величина существенно выше, чем наблюдается у Солнца. Найденные нами оценки делают звезду хорошим кандидатом для проведения в будущем совместных фотометрических и спектральных наблюдений с целью получения одновременных оценок переменности блеска, энергии вспышек и скорости движения СМЕ (по анализу профилей спектральных линий) (см. результаты аналогичных исследований для ультрабыстровращающегося М4 карлика V374 Ред. Вида и др., 2016).

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

На основе высокоточного материала из архива космической миссии TESS проведено исследование фотометрической переменности карлика спектрального класса К1 АВ Ріс (HD 44627) — члена Tuc-Hor ассоциации, возраст которого оценивается как  $45 \pm 4$  млн лет и который обладает удаленной планетой гигантом массой 13.5 масс Юпитера. В течение интервала наблюдений миссии TESS на звезде было зарегистрировано 48 вспышек с энергией  $6.1 imes 10^{32} - 3.4 imes 10^{35}$  эрг. По всем доступным наблюдениям мы выполнили оценку периода вращения звезды  $P = 3.860 \pm 0.020$  сут и амплитуды переменности блеска, а также по стандартной методике оценили величины параметра запятненности А, выраженные в абсолютной мере. Площадь пятен на поверхности АВ Ріс существенно превосходит площадь пятен на Солнце и изменяется в пределах от 54000 до 95000 м.д.п. У звезды обнаружены и высокая вспышечная активность, и высокая пятенная активность. Высказано предположение, что в течение интервала наблюдений площадь пятен на поверхности звезды обладала циклическими изменениями длительностью 233 сут, аналогом которых может быть на Солнце так называемая периодичность Ригера. Оценки более длительных циклов активности АВ Ріс были проведены по данным из архива наблюдениий обзора All Sky Automated Survey. Сделаны заключения о наличии возможных циклов активности в 258 сут, 1120 сут (3.1 года) и 2640 сут (7.2 года). Показано, что для этой звезды диапазон возможных изменений величины массы CME составляет от  $6.7 \times 10^{19}$  г до  $3.6 \times 10^{21}$  г.

Автор признателен 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. Аарнио и др. (A.N. Aarnio, S.P. Matt, and K.G. Stassun), Astrophys. J. **760**, 9 (2012).
- 2. Вида и др. (K. Vida, L. Kriskovics, K. Oláh, M. Leitzinger, P. Odert, Zs. Kovári, H. Korhonen, R. Greimel, et al.), Astron. Astrophys. **590**, A11 (2016).
- 3. Гургенашвили и др. (E. Gurgenashvili, T.V. Zaqarashvili, V. Kukhianidze, R. Oliver, J.L. Ballester, M. Dikpati, and S.W. McIntosh), Astrophys. J. **845**, 137 (2017).
- 4. Гюнтер и др. (M.N. Günther, Z. Zhan, S. Seager, P.B. Rimmer, S. Ranjan, K.G. Stassun, R.J. Oelkers, T. Daylan, et al.), Astron. J. **159**, 60 (2020).
- 5. Дойл и др. (L. Doyle, G. Ramsay, and J.G. Doyle), MNRAS **494**, 3596 (2020).
- 6. Масси и др. (M. Massi, J. Neidhöfer, Y. Carpentier, and E. Ros), Astron. Astrophys. **435**, L1 (2005).
- 7. Наговицин, Певцов (Y.A. Nagovitsyn and A.A. Pevtsov), Astrophys. J. **833**, 94 (2016).
- Ньютон и др. (E.R. Newton, A.W. Mann, B.M. Tofflemire, L. Pearce, A.C. Rizzuto, A. Vanderburg, R.A. Martinez, J.J. Wang, et al.), Astrophys. J. Lett. 880, L17 (2019).
- 9. Саванов (I.S. Savanov), Astrophys. 62, 513 (2019).
- 10. Саванов и др. (I.S. Savanov, N.G. Gladilina, and E.S. Dmitrienko), Astron. Rep. **60**, 1006 (2016).
- 11. Саванов, Дмитриенко (I.S. Savanov and E.S. Dmitrienko), INASAN Sci. Rep. **3**, 173 (2019).
- Саванов И.С., Дмитриенко Е.С., Письма в Астрон. журн. 46, 184 (2020) [I.S. Savanov and E.S. Dmitrienko, Astron.Lett. 46, 177 (2020)].
- 13. Санч-Форсад и др. (J. Sanz-Forcada, B. Stelzer, M. Coffaro, S. Raetz, and J.D. Alvarado-Gómez), Astron. Astrophys. **631**, A45 (2019).
- 14. Ту и др. (Z.-L. Tu, M. Yang, Z.J. Zhang, and F.Y. Wang), Astrophys. J. **890**, 46 (2020).
- 15. Чавин и др. (G. Chauvin, A.M. Lagrange, B. Zuckerman, C. Dumas, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit, P. Lowrance, and M.S. Bessell), Astron. Astrophys. **438**, L29 (2005).

# ИЗУЧЕНИЕ ТЕСНЫХ СБЛИЖЕНИЙ ЗВЕЗД С СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМОЙ ПО ДАННЫМ КАТАЛОГА GAIA EDR3

© 2021 г. В. В. Бобылев<sup>1\*</sup>, А. Т. Байкова<sup>1</sup>

<sup>1</sup>Главная астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург, Россия Поступила в редакцию 11.12.2020 г. После доработки 12.12.2020 г.; принята к публикации 29.12.2021 г.

Изучены звезды-кандидаты на тесные (менее 1 пк) сближения с Солнечной системой. Для всех рассматриваемых звезд кинематические характеристики взяты из каталога Gaia EDR3. Параметры сближения этих звезд с Солнечной системой вычислены с использованием трех методов: (1) линейно-го, (2) с помощью интегрирования орбит в осесимметричном потенциале и (3) в потенциале с учетом спиральной волны плотности. Показано, что все три метода дают близкие результаты. Выделены пять звезд, которые являются хорошими кандидатами на достижение границ облака Оорта и прохождение через него. Для звезды GJ 710 на основе второго метода в хорошем согласии с другими двумя методами получены следующие оценки параметров сближения:  $t_{min} = 1.320 \pm 0.028$  млн лет и  $d_{min} = 0.020 \pm 0.007$  пк. Интересно также отметить звезду Gaia EDR3 510911618569239040 с параметрами  $t_{min} = -2.863 \pm 0.046$  млн лет и  $d_{min} = 0.057 \pm 0.079$  пк.

*Ключевые слова:* сближение звезд с Солнечной системой, кинематика, Солнечная система, облако Оорта.

DOI: 10.31857/S0320010821020030

### ВВЕДЕНИЕ

Тесные (менее 1-2 пк) сближения звезд поля с Солнечной системой могут приводить к возмущению облака Оорта (Оорт, 1950). Такое возмущение может спровоцировать возникновение так называемого кометного ливня от внешних границ облака Оорта во внутреннюю область Солнечной системы, в сторону Земли в частности. Как показывает моделирование (Дыбжиньский, 2002; 2005; Мартинес-Барбоса и др., 2017), помимо звездных пролетов кометное облако Оорта подвержено возмущениям от гигантских молекулярных облаков, а также испытывает воздействие галактического прилива. Согласно Оорту (1950), предполагаемая внешняя граница облака Оорта составляет примерно  $10^5$  а.е. (0.48 пк).

Новый всплеск интереса к эволюционным свойствам облака Оорта связан с обнаружением в Солнечной системе двух межзвездных странников, а именно, объектов 11/'Oumuamua (Баци и др., 2017) и 2I/Borisov (Борисов, 2019). Согласно оценкам Портегиса Цварта (2020), около 6% ближайших звезд могут иметь планеты и астероиды в своих аналогах облака Оорта. Такие тела могут

\*Электронный адрес: vbobylev@gaoran.ru

освобождаться от родительской звезды и вылетать в межзвездное пространство. Двигаясь по галактической орбите, близкой к орбите родительской звезды, эти тела образуют плотные потоки изгоев межзвездных астероидов и планет. Солнечная система иногда проходит через такие потоки, что может привести к случайным близким столкновениям с объектами из этих потоков.

Практический поиск тесных сближений звезд с Солнечной системой выполнялся в пионерских работах Ревиной (1988), Мэтьюса (1994), Мюлляри, Орлова (1996). Благодаря этим авторам, был выявлен ряд интересных кандидатов, например, Проксима Центавра, система  $\alpha$  Центавра или звезда GJ 905.

По данным каталога HIPPARCOS (1997) такую задачу решали Гарсиа-Санчес и др. (1999, 2001), Бобылев (2010а,б), Андерсон, Фрэнсис (2012), Дыбжиньский, Берский (2015), Байлер-Джонс (2015), Фенг, Байлер-Джонс (2015). Поиск тесных сближений по данным каталога Gaia TGAS (Тусho-Gaia Astrometric Solution, Линдегрен и др., 2016) привел к обнаружению нескольких кандидатов на очень тесный пролет (Берский, Дыбжиньский, 2016; Бобылев, Байкова, 2017; Фуенте Маркос, Фуенте Маркос, 2018), а именно, на попадание внутрь облака Оорта (до расстояний менее 0.5 пк). Одним из рекордсменов является звезда GJ 710 (Гарсиа-Санчес и др., 2001; Бобылев, 2010а; Берский, Дыбжиньский, 2016; Байлер-Джонс, 2018).

Анализ данных каталога Gaia DR2 (Браун и др., 2018; Линдегрен и др., 2018) показал (см. Байлер-Джонс и др., 2018; Дарма и др., 2019; Торрес и др., 2019; Высочаньская и др., 2020; Бобылев, Байкова, 2020), что сближения с Солнечной системой до расстояний менее 5 пк на временном интервале ±5 млн лет могут иметь около 3000 кандидатов, менее 1 пк — около 30 звезд и 5–6 звезд могут иметь сближения до расстояний менее 0.25 пк.

В последней версии каталога Gaia EDR3 (Gaia Early Data Release 3, Браун и др., 2020; Линдегрен и др., 2020) уточнены примерно на 30% значения тригонометрических параллаксов и собственных движений для примерно 1.5 млрд звезд. Лучевые же скорости просто скопированы из каталога Gaia DR2. Поэтому данные каталога Gaia EDR3 в задаче поиска тесных сближений могут эффективно служить для уточнения параметров сближения уже выявленных кандидатов.

Целью настоящей работы является применение различных методов анализа движения звездкандидатов для уточнения параметров их тесных сближений с Солнечной системой с использованием новейших измерений параллаксов и собственных движений звезд из каталога Gaia EDR3. Для построения звездных орбит применяются линейный метод и два варианта потенциала Галактики осесимметричный и неосесимметричный, включающий учет спиральной волны плотности.

### МЕТОДЫ ПОСТРОЕНИЯ ОРБИТ

В прямоугольной системе координат с центром в Солнце ось X направлена в сторону галактического центра, ось Y — в сторону галактического вращения и ось Z — в сторону северного полюса Галактики. Тогда  $X = r \cos l \cos b$ ,  $Y = r \sin l \cos b$  и  $Z = r \sin b$ , где  $r = 1/\pi$  — гелиоцентрическое расстояние звезды в кпк, которое мы вычисляем через параллакс звезды  $\pi$  в мсд. Ометим, что в настоящей работе используются звезды с относительными ошибками параллаксов менее 10%, поэтому нет необходимости в учете эффекта Лутца—Келкера (Лутц, Келкер, 1973).

Из наблюдений известны лучевая скорость  $V_r$ и две проекции тангенциальной скорости  $V_l =$ =  $4.74r\mu_l \cos b$  и  $V_b = 4.74r\mu_b$ , направленные вдоль галактических долготы l и широты b соответственно, выраженные в км/с. Здесь коэффициент 4.74 является отношением числа километров в астрономической единице к числу секунд в тропическом году. Компоненты собственного движения  $\mu_l \cos b$  и  $\mu_b$  выражены в мсд/год.

Через компоненты  $V_r, V_l, V_b$  вычисляются скорости U, V, W, где скорость U направлена от Солнца к центру Галактики, V — в направлении вращения Галактики и W — на северный галактический полюс:

$$U = V_r \cos l \cos b - V_l \sin l - V_b \cos l \sin b, \quad (1)$$
$$V = V_r \sin l \cos b + V_l \cos l - V_b \sin l \sin b,$$
$$W = V_r \sin b + V_b \cos b.$$

### Линейный метод

Согласно работе Мэтьюса (1994), минимальное расстояние между траекторией звезды и Солнца  $d_{\min}$  на момент сближения  $t_{\min}$  можно найти из следующих соотношений:

$$d_{\min} = r/\sqrt{1 + (V_r/V_t)^2},$$

$$t_{\min} = rV_r/(V_t^2 + V_r^2),$$
(2)

где  $V_t = \sqrt{V_l^2 + V_b^2}$  — скорость звезды, перпендикулярная лучу зрения.

#### Модель гравитационного потенциала

Осесимметричный потенциал Галактики представляется в виде суммы трех составляющих центрального сферического балджа  $\Phi_b(r(R, Z))$ , диска  $\Phi_d(r(R, Z))$  и массивного сферического гало темной материи  $\Phi_h(r(R, Z))$ :

$$\Phi(R, Z) = \Phi_b(r(R, Z)) + (3) + \Phi_d(r(R, Z)) + \Phi_h(r(R, Z)).$$

Здесь используется цилиндрическая система координат ( $R, \psi, Z$ ) с началом координат в центре Галактики. В прямоугольной системе координат (X, Y, Z) расстояние до звезды (сферический радиус) будет  $r^2 = X^2 + Y^2 + Z^2 = R^2 + Z^2$ . Гравитационный потенциал выражается в единицах 100 км<sup>2</sup>/с<sup>2</sup>, расстояния — в кпк, массы — в единицах галактической массы  $M_{\rm gal} = 2.325 \times 10^7 \ M_{\odot}$ , соответствующей гравитационной постоянной G = 1.

Потенциалы балджа  $\Phi_b(r(R,Z))$  и диска  $\Phi_d(r(R,Z))$  представляются в форме, предложенной Миямото, Нагаи (1975):

$$\Phi_b(r) = -\frac{M_b}{(r^2 + b_b^2)^{1/2}},\tag{4}$$

$$\Phi_d(R,Z) = -\frac{M_d}{\left[R^2 + \left(a_d + \sqrt{Z^2 + b_d^2}\right)^2\right]^{1/2}}, \quad (5)$$

где  $M_b$ ,  $M_d$  — массы компонент,  $b_b$ ,  $a_d$ ,  $b_d$  — масштабные параметры компонент в кпк. Компонента гало представляется согласно Наварро и др. (1997):

$$\Phi_h(r) = -\frac{M_h}{r} \ln\left(1 + \frac{r}{a_h}\right).$$
 (6)

Значения параметров модели галактического потенциала (4)–(6) даны в табл. 1. В работе Байковой, Бобылева (2016) модель (4)–(6) обозначена как модель III.

Уравнения движения пробной частицы в галактическом потенциале выглядят следующим образом:

$$\dot{X} = p_X, \quad \dot{Y} = p_Y, \quad \dot{Z} = p_Z, \tag{7}$$
$$\dot{p}_X = -\partial \Phi / \partial X,$$
$$\dot{p}_Y = -\partial \Phi / \partial Y,$$
$$\dot{p}_Z = -\partial \Phi / \partial Z,$$

где  $p_X$ ,  $p_Y$ ,  $p_Z$  — канонические моменты, точка означает производную по времени. Для интегрирования уравнений (7) использован алгоритм Рунге— Кутты четвертого порядка.

В прямоугольной галактической системе координат начальные значения положений и скоростей пробной частицы определяются по формулам

$$X = R_0 - X_0, \quad Y = Y_0, \quad Z = Z_0 + h_{\odot}, \quad (8)$$
$$U = -(U_0 + U_{\odot}),$$
$$V = V_0 + V_{\odot} + V_{\text{circ}},$$
$$W = W_0 + W_{\odot},$$

где  $(X_0, Y_0, Z_0, U_0, V_0, W_0)$  — начальные положения и пространственные скорости пробной частицы

**Таблица 1.** Значения параметров модели галактического потенциала, согласно работе Байковой, Бобылева (2016),  $M_{\rm gal} = 2.325 \times 10^7 \, M_{\odot}$ 

Параметры	Модель III
$M_b\left(M_{ m gal} ight)$	$443\pm27$
$M_{d}\left(M_{\mathrm{gal}} ight)$	$2798\pm84$
$M_{h}\left(M_{\mathrm{gal}} ight)$	$12474\pm3289$
<i>b<sub>b</sub></i> (кпк)	$0.2672 \pm 0.0090$
$a_d$ (кпк)	$4.40\pm0.73$
<i>b<sub>d</sub></i> (кпк)	$0.3084 \pm 0.0050$
$a_h$ (кпк)	$7.7 \pm 2.1$

в гелиоцентрической системе координат, а круговая скорость вращения солнечной окрестности в нашем потенциале составляет  $V_{\rm circ} = 244$  км/с. Значение пекулярной скорости Солнца  $(U, V, W)_{\odot} =$ = (11.0, 12.0, 7.2) км/с взято из работы Шонриха и др. (2010). Возвышение Солнца над галактической плоскостью  $h_{\odot} = 16$  пк взято из работы Бобылева, Байковой (2016).

Так же как и раньше, для каждой звезды вычисляется параметр сближения между орбитами звезды и Солнца  $d(t) = \sqrt{\Delta X^2(t) + \Delta Y^2(t) + \Delta Z^2(t)}$ . Затем определяем параметры  $d_{\min}$  на момент сближения  $t_{\min}$ .

Ошибки определения  $d_{\min}$  и  $t_{\min}$  оцениваем с использованием метода Монте-Карло. Здесь предполагается, что ошибки параметров звезд распределены по нормальному закону с дисперсией  $\sigma$ . Ошибки добавляются в экваториальные координаты, компоненты собственного движения, параллакс и лучевую скорость звезды.

### Учет спиральной волны плотности

В случае учета спиральной волны плотности (Линь, Шу, 1964; Линь и др., 1969) в правую часть выражения (3) добавляется член (Фернандес и др., 2008)

$$\Phi_{sp}(R,\theta,t) = A\cos[m(\Omega_p t - \theta) + \chi(R)].$$
(9)

Здесь

$$A = \frac{(R_0 \Omega_0)^2 f_{r0} \mathrm{tg}i}{m},$$
  
$$\chi(R) = -\frac{m}{\mathrm{tg}i} \ln\left(\frac{R}{R_0}\right) + \chi_{\odot},$$

где A — амплитуда потенциала спиральной волны,  $f_{r0}$  — отношение между радиальной составляющей возмущения от спиральных рукавов и общим притяжением Галактики,  $\Omega_p$  — угловая скорость твердотельного вращения спирального узора, m — количество спиральных рукавов, i — угол закрутки рукавов для закручивающегося узора i < 0,  $\chi$  — фаза радиальной волны (фазе  $\chi = 0^\circ$  соответствует центр рукава),  $\chi_{\odot}$  — радиальная фаза Солнца в спиральной волне.

В настоящей работе приняты следующие значения параметров спиральной волны:

$$m = 4,$$
 (10)  
 $i = -13^{\circ},$   
 $f_{r0} = 0.05,$   
 $\chi_{\odot} = -140^{\circ},$   
 $\Omega_p = 20$  км/с/кпк

Таблица 2. Исходные данные о звездах

Gaia EDR3	$\pi$ , мсд	$\mu_{lpha}\cos\delta$ , мсд/год	$\mu_{\delta}$ , мсд/год	$V_r$ , км/с
4270814637616488064	$52.40 \pm 0.02$	$-0.41\pm0.02$	$-0.11\pm0.02$	$-14.47\pm0.02$
510911618569239040	$13.21\pm0.03$	$0.14\pm0.02$	$0.01\pm0.03$	$26.45\pm0.35$
5571232118090082816	$10.23\pm0.01$	$0.09\pm0.01$	$0.46\pm0.01$	$82.18\pm0.47$
729885367894193280	$20.70\pm0.84$	$0.64\pm0.96$	$-2.35\pm1.31$	$-90 \pm 54$
1952802469918554368	$141.90\pm0.02$	$161.45\pm0.02$	$-119.74 \pm 0.02$	$-98.52\pm7.54$
6396469681261213568	$9.80\pm0.02$	$0.49\pm0.01$	$0.19\pm0.02$	$52.30\pm0.24$
3118526069444386944	$7.61\pm0.055$	$0.252\pm0.05$	$0.045\pm0.05$	$40.41\pm0.94$
1281410781322153216	$20.80\pm0.04$	$1.29\pm0.03$	$1.00\pm0.03$	$31.84 \pm 4.73$
1949388868571283200	$4.15\pm0.02$	$-0.47\pm0.02$	$-0.63\pm0.02$	$347.3\pm6.5$
5261593808165974784	$15.36\pm0.01$	$-0.09\pm0.01$	$-2.21\pm0.02$	$71.05\pm0.88$
2595284016771502080	$138.23\pm0.05$	$308.71\pm0.05$	$-718.39 \pm 0.04$	$308 \pm 116$
1251059445736205824	$24.37\pm0.21$	$-0.23\pm0.20$	$-3.24\pm0.16$	$40 \pm 10$
1227133699053734528	$107.73\pm0.22$	$86.67\pm0.29$	$127.95\pm0.20$	$-87 \pm 33$
1791617849154434688	$11.38\pm0.02$	$-0.39\pm0.01$	$-1.17\pm0.01$	$56.29 \pm 0.48$
2926732831673735168	$8.85\pm0.01$	$-0.74\pm0.01$	$0.53\pm0.01$	$66.49 \pm 0.25$
3260079227925564160	$32.11\pm0.03$	$-3.62\pm0.03$	$-4.96\pm0.02$	$-33.38\pm0.42$
3972130276695660288	$59.92\pm0.03$	$-20.81\pm0.03$	$6.63\pm0.02$	$31.80\pm0.73$
1926461164913660160	$316.48\pm0.04$	$112.53\pm0.04$	$-1591.65 \pm 0.03$	$-78.00\pm0.40$
2552928187080872832	$231.78\pm0.02$	$1231.40 \pm 0.02$	$-2711.88 \pm 0.02$	$263.0\pm4.9$
1129149723913123456	$190.33\pm0.02$	$748.42\pm0.02$	$480.80\pm0.03$	$-111.65 \pm 0.02$
2924378502398307840	$6.10\pm0.01$	$0.75\pm0.01$	$0.14\pm0.01$	$86.98 \pm 1.00$
6608946489396474752	$7.93\pm0.01$	$-0.65\pm0.01$	$-0.31\pm0.01$	$44.23\pm0.57$

в качестве начального приближения. Такой набор значений параметров был принят в работе Бобылева, Байковой (2014), где можно найти обзор литературных источников по данной теме. Отметим, что модель потенциала может быть еще более сложной и содержать вклад центрального бара (см., например, Гарсиа-Санчес и др., 2001). Но мы решили не учитывать влияние бара в настоящей работе, так как характеристики центрального бара в Галактике (по некоторым данным двух баров) известны с еще большей неопределенностью по сравнению с характеристиками спиральной волны.

## ДАННЫЕ

Рабочая выборка формировалась следующим образом. Вначале был составлен предварительный

Таблица 3. Дополнительные данные о звездах

Gaia EDR3	Другое обозначение	StePPeD	Macca, $M_{\odot}$
4270814637616488064	GJ 710	P0107	0.650
510911618569239040	TYC 4034-1077-1	P0230	1.100
5571232118090082816		P0506	0.766
729885367894193280	2MASS J10492824+2537231	P0414	0.080
1952802469918554368		P0416	0.200
6396469681261213568	TYC 9327-264-1	P0382	0.891
3118526069444386944		P0533	0.865
1281410781322153216	WD 1446+28	P0417	0.852
1949388868571283200		P0524	0.695
5261593808165974784		P0522	0.547
2595284016771502080	GJ 4274	P0412	0.139
1251059445736205824	2MASS J13510178+2200085	P0423	0.100
1227133699053734528	2MASS J14162408+1348263	P0457	0.080
1791617849154434688	TYC 1662-1962-1	P0189	0.710
2926732831673735168	TYC 5960-2077-1	P0287	1.023
3260079227925564160		P0526	0.450
3972130276695660288	GJ 3649	P0178	0.549
1926461164913660160	GJ 905	P0413	0.151
2552928187080872832	WD 0046+05	P0005	0.500
1129149723913123456	HIP 57544	P0078	0.294
2924378502398307840	UCAC2 21925028	P0400	0.709
6608946489396474752		P0514	0.746

список звезд-кандидатов на тесные сближения с Солнечной системой (с параметром сближения менее 1 пк). Основным источником для этой цели нам послужила база данных StePPeD (the Stellar Potential Perturbers Database <sup>1</sup>), описанная Высочаньской и др. (2020). Для составления этой базы данных были использованы данные из каталога Gaia DR2. Несколько звезд было добавлено из работы Бобылева, Байковой (2020). В этот предварительный список вошло около 50 звезд.

Затем было проведено отождествление звезд предварительного списка с каталогом Gaia EDR3. К сожалению, для нескольких звезд, представ-

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> https://pad2.astro.amu.edu.pl/stars

ляющих большой интерес для задачи поиска сближений, не оказалось измерений параллаксов в новой версии каталога Gaia. Например, такие измерения отсутствуют для звезды ALS 9243, которая 2.5 млн лет назад могла сблизиться с орбитой Солнца до расстояния 0.25 пк, согласно оценке Высочаньской и др. (2020). Отсутствуют они и для рекодсмена по сближениям из базы StePPeD—звезды Gaia DR2 4535062706661799168. Для некоторых звезд (Gaia DR2 969867803725057920 или Gaia DR2 365942724131566208) использование новых значений их параллаксов приводят к таким  $d_{\min}$ , которые вычеркивают эти звезды из списка кандидатов на тесные сближения.

Такие данные об отобранных звездах, как обозначение в каталоге Gaia EDR3, параллакс  $\pi$ , компоненты собственного движения  $\mu_{\alpha} \cos \delta$  и  $\mu_{\delta}$ , а также гелиоцентрическая лучевая скорость  $V_r$ , представлены в табл. 2. В табл. 3 для этих звезд дано альтернативное обозначение (если есть), обозначение в базе данных StePPeD и оценка массы, скопированная из базы данных StePPeD.

Практически для всех указанных звезд значения их гелиоцентрических лучевых скоростей  $V_r$  совпадают с теми, что указаны в базе данных StePPeD. Но есть исключения. Это белые карлики WD 1446+28 и WD 0046+05.

Для белого карлика WD 1446+28 в базе данных StePPeD дано значение  $V_r = 36.0 \pm 119.9$  км/с с, которое измерено с очень большой ошибкой. В настоящей работе для этой звезды мы взяли значение гелиоцентрической скорости  $V_r = 31.84 \pm 4.73$  км/с из работы Ангуиано и др. (2017), где измерения выполнены уже существенно точнее. А главное, выполнен учет гравитационного красного смещения, что для белых карликов является актуальным, так как, в среднем, значение такой поправки составляет около 50 км/с (Гринстейн, Тримбл, 1967).

Белый карлик WD 0046+05 известна еще как звезда Ван Маанена 2. Имеется обширная библиография, где описаны спектроскопические наблюдения этой звезды (Гринстейн, Тримбл, 1967; Гринстейн, 1972; Гейтвуд, Рассел, 1974). Согласно этим авторам, значение гелиоцентрической скорости белого карлика WD 0046+05 близко к  $V_r \sim 1 \pm 15$  км/с, вычисленное с учетом поправки за гравитационное красное смещение.

### РЕЗУЛЬТАТЫ И ОБСУЖДЕНИЕ

В табл. 4 приведены параметры сближения звезд с Солнечной системой, полученные тремя методами — линейным (2), интегрированием орбит в осесимметричном потенциале (3) и интегрированием орбит в потенциале с учетом спиральной волны (9). В последнем столбце даны ошибки определения параметров, которые можно отнести ко всем трем методам. Эти ошибки оценены с применением метода Монте-Карло.

Как видно из табл. 4, параметры сближения, полученные вторым и третьим методом, практически не различаются. Моменты сближения  $t_{min}$ , найденные всеми тремя методами, находятся между собой в очень хорошем согласии: расхождение обычно не превышает 1—2 единицы второго знака после запятой. А вот разница в определении расстояния  $d_{min}$ , найденном первым и двумя другими методами, может достигать 0.6 пк (например, для звезды Gaia EDR3 6608946489396474752). Хотя обычно эта разница является существенно меньше.

Значительное количество звезд из табл. 4 были проанализированы в работе Бобылева, Байковой (2020) с использованием данных из каталога Gaia DR2 (отметим, что конкретные цифровые номера всех наших звезд в версиях DR2 и EDR3 совпадают). Можем заключить, что случайные ошибки определения параметров сближения  $\sigma_t$ и  $\sigma_d$ , найденные в настоящей работе, уменьшились примерно на 30% по сравнению с результатами анализа данных каталога Gaia DR2. При этом имеются две звезды с огромными случайными ошибками измерения лучевых скоростей (см. табл. 2), которые определяют и огромные (превышающие 1 пк по расстоянию) ошибки  $\sigma_t$  и  $\sigma_d$ . Это звезды Gaia EDR3 729885367894193280 и Gaia EDR3 1227133699053734528.

Как показали наши вычисления, со значением гелиоцентрической скорости белого карлика WD 0046+05  $V_r \sim 1 \pm 15$  км/с исключаются тесные сближения этой звезды с Солнечной системой.

Большой интерес представляет звезда GJ 710 (первая строка в табл. 2–4), известная в качестве одного из рекордсменов по очень тесным сближениям. Например, в работе Бобылева, Байковой (2020) с данными из каталога Gaia DR2 для нее были получены следующие параметры сближения:  $t_{\rm min} = 1.316 \pm 0.040$  млн лет,  $d_{\rm min} = 0.055 \pm \pm 0.009$  пк с использованием линейного метода (метод 1) и  $t_{\rm min} = 1.320 \pm 0.040$  млн лет,  $d_{\rm min} = 0.016 \pm 0.009$  пк при интегрировании орбит в осесимметричном потенциале (метод 2). Видим, что использование данных из каталога Gaia EDR3 здесь привело только к уменьшению случайных ошибок  $\sigma_t$  и  $\sigma_d$ .

Есть и примеры значительного изменения параметров сближения  $t_{\min}$  и  $d_{\min}$ , найденных с использованием данных из каталога Gaia EDR3. Например, для звезды Gaia EDR3 3118526069444386944 с данными из каталога Gaia DR2 в работе Высочаньской и др. (2020) были получены следующие параметры сближения:  $t_{\min} = -3.235$  млн лет и

## ИЗУЧЕНИЕ ТЕСНЫХ СБЛИЖЕНИЙ ЗВЕЗД

### Таблица 4. Параметры сближения звезд с Солнечной системой

Gaia EDP3	$t_{ m min}$ , млн	$d_{\min}$ , пк	$t_{ m min}$ , млн	$d_{\min}$ , пк	$t_{ m min}$ , млн	$d_{\min}$ , пк	T. MILL	
Gala EDRo	(1)		(2)		(3)		<i>о</i> <sub>t</sub> , млн	$O_d$ , IIK
4270814637616488064	1.320	0.051	1.320	0.020	1.320	0.020	.028	.007
510911618569239040	-2.861	0.149	-2.863	0.057	-2.863	0.066	.046	.079
5571232118090082816	-1.189	0.259	-1.189	0.196	-1.189	0.190	.021	.021
729885367894193280	0.537	0.300	0.538	0.300	0.538	0.300	1.31	1.92
1952802469918554368	0.071	0.479	0.072	0.462	0.072	0.462	.006	.039
6396469681261213568	-1.950	0.495	-1.946	0.867	-1.946	0.880	.011	.024
3118526069444386944	-3.253	0.521	-3.259	0.509	-3.262	0.525	.079	.097
1281410781322153216	-1.510	0.563	-1.507	0.499	-1.507	0.498	.747	.625
1949388868571283200	-0.693	0.622	-0.694	0.660	-0.694	0.657	.015	.134
5261593808165974784	-0.917	0.626	-0.917	0.650	-0.917	0.650	.012	.014
2595284016771502080	-0.023	0.627	-0.024	0.604	-0.024	0.604	.016	.505
1251059445736205824	-1.025	0.647	-1.024	0.603	-1.024	0.603	.417	.248
1227133699053734528	0.106	0.723	0.107	0.708	0.107	0.708	.10	1.03
1791617849154434688	-1.560	0.802	-1.561	0.850	-1.561	0.843	.014	.040
2926732831673735168	-1.699	0.827	-1.700	0.794	-1.700	0.788	.007	.022
3260079227925564160	0.932	0.845	0.933	0.784	0.934	0.783	.013	.011
3972130276695660288	-0.523	0.906	-0.523	0.892	-0.523	0.892	.013	.024
1926461164913660160	0.037	0.926	0.037	0.909	0.037	0.909	.001	.004
2552928187080872832	-0.016	0.973	-0.016	1.017	-0.016	1.017	.001	.019
1129149723913123456	0.045	1.023	0.046	1.004	0.046	1.004	.000	.002
6726602067616477056	-2.140	1.030	-2.143	0.965	-2.144	0.963	.004	.021
2924378502398307840	-1.885	1.114	-1.885	0.921	-1.885	0.921	.022	.059
6608946489396474752	-2.849	1.228	-2.820	0.571	-2.821	0.552	.039	.034

Примечание. (1) — линейный метод, (2) — осесимметричный потенциал, (3) — потенциал с учетом спиральной волны плотности.

ПИСЬМА В АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ЖУРНАЛ том 47 № 3 2021

 $d_{\min} = 0.979$  пк методом (2). Как видно из табл. 4, аналогичным методом мы нашли  $t_{\min} = -3.259 \pm 0.079$  млн лет и  $d_{\min} = 0.509 \pm 0.097$  пк. Здесь использование новейших измерений привело к существенному уменьшению параметра  $d_{\min}$ . Звезда стала интереснее для нашей задачи, так как могла пройти по краю облака Оорта.

Сказанное можно отнести и к звезде Gaia EDR3 510911618569239040, для которой параметр сближения  $d_{\min}$  существенно уменьшился. Теперь она занимает вторую строку в наших таблицах. Высочаньской и др. (2020) для этой звезды были получены следующие параметры сближения:  $t_{\min} = -2.789$  млн лет и  $d_{\min} = 0.412$  пк методом 2.

В итоге можно выделить пять следующих звезд: Gaia EDR3 4270814637616488064 (GJ 710), Gaia EDR3 510911618569239040, Gaia EDR3 5571232118090082816, Gaia EDR3 195280246991-8554368, и Gaia EDR3 3118526069444386944. Применение любого из трех методов показывает, что они являются хорошими кандидатами на проникновение внутрь облака Оорта. В этот список мы не включили две звезды с большими ошибками  $\sigma_t$  и  $\sigma_d$ . Не вошла в этот список и звезда Gaia EDR3 6396469681261213568, для которой имеются заметные расхождения в оценке параметра  $d_{\min}$  при использовании различных методов.

### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Рассмотрена выборка из 23 кандидатов на тесные (менее 1 пк) сближения с Солнечной системой. Значения тригонометрических параллаксов и собственных движений этих звезд взяты из последней версии каталога Gaia EDR3. Параметры сближения звезд вычислены с использованием линейного метода (1), интегрированием орбит в осесимметричном потенциале (2) и интегрированием орбит в потенциале с учетом спиральной волны плотности (3). Сделан вывод о том, что результаты, полученные вторым и третьим методом, практически не различаются. Параметры сближения, полученные первым методом, находятся в хорошем согласии с результатами, полученными двумя другими методами, хотя разница в определении расстояния  $d_{\min}$ , найденным первым и двумя другими методами, может достигать в отдельных случаях нескольких десятых долей парсека.

Выделены пять звезд, которые являются хорошими кандидатами на достижение границ облака Оорта и прохождение через него. Наиболее тесное сближение может иметь звезда GJ 710. Для нее, например, на основе второго метода в хорошем согласии с другими двумя методами получены следующие оценки параметров сближения:  $t_{\rm min} =$ = 1.320 ± 0.028 млн лет и  $d_{\rm min} = 0.020 \pm 0.007$  пк. Интересно также отметить звезду Gaia EDR3 510911618569239040 со следующими параметрами:  $t_{\rm min} = -2.863 \pm 0.046$  млн лет и  $d_{\rm min} = 0.057 \pm \pm 0.079$  пк.

### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Ангуиано и др. (B. Anguiano, A. Rebassa-Mansergas, E. Garcia-Berro, S. Torres, K.C. Freeman, and T. Zwitter), MNRAS 469, 2102 (2017).
- Андерсон Э., Фрэнсис Ч., Письма в Астрон. журн. 38, 374 (2012) [E. Anderson and Ch. Francis, Astron. Lett. 38, 331 (2012)].
- 3. Байлер-Джонс (С.А.L. Bailer-Jones), Astron. Astrophys. **575**, 35 (2015).
- 4. Байлер-Джонс (C.A.L. Bailer-Jones), Astron. Astrophys. **609**, 8 (2018).
- 5. Байлер-Джонс и др. (C.A.L. Bailer-Jones, J. Rybizki, R. Andrae, and M. Fouesneau), Astron. Astrophys. **616**, 37 (2018).
- 6. Баци и др. (P. Bacci, M. Maestripieri, L. Tesi, G. Fagioli, R.A. Mastaler, G. Hug, M. Schwartz, R.R. Holvorcem, et al.), *Minor Planet Electronic Circulars*, 2017–U181 (2017).
- Берский, Дыбжиньский (F. Berski and P.A. Dybczyński), Astron. Astrophys. 595, L10 (2016).
- Бобылев В.В., Письма в Астрон. журн. 36, 230 (2010a) [V.V. Bobylev, Astron. Lett. 36, 220 (2010a)].
- Бобылев В.В., Письма в Астрон. журн. 36, 862 (2010б) [V.V. Bobylev, Astron. Lett. 36, 816 (2010b)].
- Бобылев В.В., Байкова А.Т., Письма в Астрон. журн. 40, 396 (2014) [V.V. Bobylev and А.Т. Bajkova, Astron. Lett. 40, 352 (2014)].
- Бобылев В.В., Байкова А.Т., Письма в Астрон. журн. 42, 3 (2016) [V.V. Bobylev, et al., Astron. Lett. 42, 1 (2016)].
- Байкова А.Т., Бобылев В.В., Письма в Астрон. журн. 42, 625 (2016) [А.Т. Вајкоva et al., Astron. Lett. 42, 567 (2016)].
- Бобылев В.В., Байкова А.Т., Письма в Астрон. журн. 43, 616 (2017) [V.V. Bobylev and А.Т. Bajkova, Astron. Lett. 43, 559 (2017)].
- Бобылев В.В., Байкова А.Т., Письма в Астрон. журн. 46, 274 (2020) [V.V. Bobylev and А.Т. Bajkova, Astron. Lett. 46, 245 (2020)].
- 15. Борисов (G. Borisov), Minor Planet Electronic Circular No. 2019-R106, 11 (2019).
- 16. Браун и др. (Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, de Bruijne, C. Babusiaux, C.A.L. Bailer-Jones, M. Biermann, D.W. Evans, et al.), Astron. Astrophys. **616**, 1 (2018).
- 17. Браун и др. (Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J.H.J. de Bruijne, C. Babusiaux, M. Biermann, O.L. Creevey, D.W. Evans, et al.), arXiv: 2012.01533 (2020).
- 18. Высочаньска и др. (R. Wysoczańska, P.A. Dybczyński, and M. Polińska), Astron. Astrophys. **640**, 129 (2020).

- 19. Гарсиа-Санчес и др. (J. Garcia-Sánchez, R.A. Preston, D.L. Jones, P.R. Weissman, J.-F. Lestrade, D.W. Latham, and R.P. Stefanik), Astron. J. **117**, 1042 (1999).
- 20. Гарсиа-Санчес и др. (J. Garcia-Sánchez, P.R. Weissman, R.A. Preston, D.L. Jones, J.-F. Lestrade, D.W. Latham, R.P. Stefanik, and J.M. Paredes), Astron. Astrophys. **379**, 634 (2001).
- 21. Гейтвуд, Рассел (G. Gatewood and J. Russell), Astron. J. **79**, 815 (1974).
- 22. Гринстейн, Тримбл (J.L. Greenstein and V.L. Trimble), Astrophys. J. **149**, 283 (1967).
- 23. Гринстейн (J.L. Greenstein), Astrophys. J. **173**, 377 (1972).
- 24. Дарма и др. (R. Darma, W. Hidayat, and M.I. Arifyanto), J. Phys.: Conf. Ser. **1245**, 012028 (2019).
- 25. Дыбжиньский (P.A. Dybczyński), Astron. Astrophys. **396**, 283 (2002).
- Дыбжиньский (P.A. Dybczyński), Astron. Astrophys. 441, 783 (2005).
- 27. Дыбжиньский, Берский (P.A. Dybczyński and F. Berski), MNRAS **449**, 2459 (2015).
- 28. Линдегрен и др. (Gaia Collaboration, L. Lindegren, U. Lammers, U. Bastian, J. Hernandez, S. Klioner, D. Hobbs, A. Bombrun, D. Michalik, et al.), Astron. Astrophys. **595**, A4 (2016).
- Линдегрен и др. (Gaia Collaboration, L. Lindegren, J. Hernández, A. Bombrun, S. Klioner, U. Bastian, M. Ramos-Lerate, A. de Torres, H. Steidelmüller, et al.), Astron. Astrophys. 616, 2 (2018).
- Линдегрен и др. (Gaia Collaboration, L. Lindegren, S.A. Klioner, J. Hernández, A. Bombrun, M. Ramos-Lerate, H. Steidelmüller, U. Bastian, M. Biermann, et al.), arXiv: 2012.03380 (2020).
- 31. Линь, Шу (С.С. Lin and F.H. Shu), Astrophys. J. **140**, 646 (1964).
- 32. Линь и др. (С.С. Lin, С. Yuan and F.H. Shu), Astrophys. J. **155**, 721 (1969).

- 33. Лутц, Келкер (Т.Е. Lutz and D.H. Kelker), Publ. Astron. Soc. Pacific **85**, 573 (1973).
- Мартинес-Барбоса и др. (С.А. Martinez-Barbosa, L. Jýlková, S. Portegies Zwart, and A.G.A. Brown), MNRAS 464, 2290 (2017).
- 35. Миямото, Нагаи (M. Miyamoto and R. Nagai), PASP **27**, 533 (1975).
- 36. Мэтьюс (R.A.J. Matthews), Royal Astron. Soc. Quart. J. **35**, 1 (1994).
- 37. Мюлляри, Орлов (A.A. Mülläri and V.V. Orlov), *Earth, Moon, and Planets* (Kluwer, Netherlands, **72**, p. 19, 1996).
- 38. Наварро и др. (J.F. Navarro, C.S. Frenk, and S.D.M. White), Astrophys. J. **490**, 493 (1997).
- 39. Оорт (J.H. Oort), Bull. Astron. Inst. Netherland 11 (408), 91 (1950).
- 40. Портегис Цварт (S. Portegies Zwart), arXiv: 2011.08257 (2020).
- 41. Ревина (I.A. Revina), Analysis of motion of celestial bodies and estimation of accuracy of their observations (Latvian University, Riga, p. 121, 1988).
- 42. Торрес и др. (S. Torres, M.X. Cai, A.G.A. Brown, and S. Portegies Zwart), Astron. Astrophys. **629**, 139 (2019).
- 43. Фенг, Байлер-Джонс (F. Feng and C.A.L. Bailer-Jones), MNRAS **454**, 3267 (2015).
- 44. Фернандес и др. (D. Fernandez, F. Figueras, and J. Torra), Astron. Astrophys. **480**, 735 (2008).
- 45. Фуенте Маркос, Фуенте Маркос (R. de la Fuente Marcos and C. de la Fuente Marcos), Res. Not. Am. Astron. Soc. **2**, 30 (2018).
- 46. Шонрих и др. (R. Schönrich, J. Binney, and W. Dehnen), MNRAS **403**, 1829 (2010).
- 47. The HIPPARCOS and Tycho Catalogues, ESA SP-1200 (1997).

# АНАЛИЗ ОПТИМАЛЬНЫХ ТРАЕКТОРИЙ ПЕРЕЛЕТА К ТРАНСНЕПТУНОВОМУ ОБЪЕКТУ (90377) СЕДНА

© 2021 г. В. А. Зубко<sup>1,2\*</sup>, А. А. Суханов<sup>1</sup>, К. С. Федяев<sup>3</sup>, В. В. Корянов<sup>2</sup>, А. А. Беляев<sup>1,2</sup>

<sup>1</sup>Институт космических исследований РАН, Москва, Россия

<sup>2</sup> Московский государственный технический университет им. Н.Э. Баумана (национальный исследовательский университет), Москва, Россия

<sup>3</sup>Военный университет Министерства обороны Российской Федерации, Москва, Россия Поступила в редакцию 23.12.2020 г.

После доработки 15.01.2021 г.; принята к публикации 02.02.2021 г.

Приведены результаты анализа оптимального перелета к транснептуновому объекту (90377) Седна при старте в 2029 г. Седна является дальним космическим объектом с перигелием и афелием порядка 74 и 1000 а.е. соответственно, что говорит о возможной принадлежности этого небесного тела к облаку Оорта. Орбитальный период Седны составляет более 11 тыс. лет. В рамках исследования рассмотрены прямой перелет к Седне, а также перелет с гравитационными маневрами у Венеры, Земли и Юпитера при ограничении на длительность перелета и суммарную  $\Delta V$ . В качестве основного сценария перелета к Седне при старте в 2029 г. выбран перелет по схеме Земля–Венера–Земля–Земля–Юпитер, что при ограничениях времени перелета 30 лет обеспечивает затраты  $\Delta V$  не более 4.64 км/с. Также исследована возможность расширения сценария перелета к Седне за счет включения пролета одного или нескольких астероидов на близком расстоянии. В качестве примера подробно рассмотрен сценарий с пролетом астероидов главного пояса (20) Массалия и (5080) Оя.

*Ключевые слова*: Седна, транснептуновый объект, Облако Оорта, астероиды, гравитационный маневр, задача Ламберта.

DOI: 10.31857/S0320010821030104

### ВВЕДЕНИЕ

Многолетние наблюдения за долгопериодическими кометами, появляющимися вблизи Солнца, показали, что их количество не может быть объяснено случайным пролетом межзвездных тел. Иными словами, в Солнечной системе должен сушествовать источник появления комет. В 1950 г. Ян Хендрик Оорт предложил концепцию, согласно которой за орбитой Плутона, на расстоянии около 100 000 а.е., существует некоторая область космического пространства (впоследствии названная Облаком Оорта, Оорт, 1950), в которой находятся небольшие тела, состоящие изо льда и камня. Орбиты таких тел являются устойчивыми изза значительного удаления от Солнца и планет, однако, вследствие гравитационных возмущений от близлежащих звезд или в результате взаимных столкновений этих объектов, их орбиты могут изменяться. Таким образом, из Облака Оорта тела могут попадать во внутреннюю часть Солнечной системы, при этом нагреваясь при приближении

Первым обнаруженным транснептуновым объектом стал астероид (15760) Альбион, открытый в 1992 г. Этот объект имеет период около 289 лет и обращается вокруг Солнца по почти круговой орбите с афелием более 46 а.е. Обнаружение Альбиона подтвердило гипотезу о существовании области, состоящей из остаточного материала формирования Солнечной системы и названной позднее поясом Койпера. Дальнейшие наблюдения и поиск более крупных и дальних объектов привели к открытию, сделанному американцами Майклом Брауном, Дэвидом Рабиновицем и Чедвиком Трухильо. В 2003 г. эта группа астрономов в резуль-

к Солнцу и представая в виде долгопериодических комет. Помимо такого рода комет, Облако Оорта может содержать и более плотные тела, не обнаруживающие при сближении с Солнцем кометных свойств, а ведущие себя как обычные астероиды. В то же время количество открытых на данный момент небесных тел, гипотетически принадлежащих Облаку Оорта, слишком мало для того, чтобы однозначно свидетельствовать о его существовании.

<sup>\*</sup>Электронный адрес: v.zubko@iki.rssi.ru

тате многолетних наблюдений обнаружила объект 2003VB<sub>12</sub> диаметром порядка 1000 км (Браун и др., 2004; Пал и др., 2012; Кук и др., 2005; Трухильо и др., 2005) с сильно вытянутой орбитой, перигелием  $\sim$ 76 а.е. и афелием  $\sim$ 1006 а.е (Браун и др., 2004). Орбитальный период объекта оценивался в 11400 земных лет (Браун и др., 2004). Таким образом, на момент открытия это был самый далекий объект Солнечной системы, который получил название (90377) Седна в честь богини инуитов и эскимосов. В их представлении Седна, будучи богиней царства мертвых, правит пустыней вечного холода -Адливуном. Открытие Седны возродило интерес к вопросу существования Облака Оорта (Браун и др., 2004) и породило новые открытия, одним из которых стал объект 2017 MB7; его орбитальный период составляет более 168 тыс. земных лет, а афелий оценивается более чем в 6000 а.е.<sup>1,2</sup>

Седна — типичный представитель обособленной группы транснептуновых объектов, т.е. небесных тел, орбита которых располагается в поясе Койпера и в рассеянном диске (Браун и др., 2004). Некоторые оценки поверхностного состава Седны показывают, что она может быть покрыта слоем углеводородного осадка (толина), который образуется в результате облучения метана (Кук и др., 2005; Трухильо и др., 2005). Такой поверхностный состав характерен для объектов из пояса Койпера, например: Плутона, Хаумеа, Макемаке, Эриды или спутника Нептуна Тритона (Кук и др., 2005; Трухильо и др., 2005). Поскольку Седна, вероятно, сходна по составу поверхности с классическими объектами пояса Койпера, но сильно отличается от них своей орбитой, существуют различные версии происхождения этого небесного тела. Одной из основных версий, высказанной еще первооткрывателями, является изменение орбиты Седны за счет динамических эффектов во время формирования Солнечной системы в плотном звездном скоплении (Браун и др., 2004; Меган и др., 2009). Однако существуют и другие версии механизмов появления Седны — например, ее образование в результате прохождения на расстоянии 52 тыс. а.е. от Солнца звезды Шульца (Брассер и др., 2006; Каиб, Куин, 2008) около 70 тыс. лет назад (Мамайек и др., 2015) или захват Седны из межзвездного пространства (Морбиделли, Левисон, 2004; Кенион, Бромли, 2004).

Согласно базам данных орбитальных элементов астероидов<sup>1,2</sup>, на данный момент Седна находится на расстоянии порядка 80 а.е. от Солнца. Ожидается, что она пройдет перигелий своей орбиты в 2075–2076 гг. и затем начнет удаляться от Солнца (Браун и др., 2004). Так как Седна вернется в свой перигелий лишь через 11 с лишним тысяч лет, сейчас открывается уникальная возможность ее исследования с близкого расстояния с помощью посланного к ней космического аппарата (KA).

В предлагаемой работе приводятся результаты анализа возможной миссии к Седне с датой старта в 2029 г., поскольку этот год оставляет достаточный срок для разработки и осуществления такой миссии и в то же время не является отдаленным будущим. Рассматривается как прямой перелет, так и перелет с использованием гравитационных маневров у планет земной группы и у Юпитера с учетом наложенных авторами ограничений на время перелета к Седне и на суммарную величину характеристической скорости, определяющей расход массы топлива на выполнение космической операции ( $\Delta V$ ), которые равны 30 годам и 8 км/с соответственно. Для анализа авторы использовали схему перелета Земля-Венера-Земля-Земля-Юпитер, которая позволяет существенно снизить суммарную  $\Delta V$  для перелета к Седне по сравнению с другими схемами полета<sup>3</sup>.

Анализ возможных траекторий перелета к Седне производился и ранее; в частности, результаты такого анализа приводятся в работе (МакГреннаган и др., 2011). В этой работе рассматривается схема полета, аналогичная схеме полета аппаратов "Pioneer 10 и 11", "Voyager 1 и 2", "Ulysses", "New Horizons", с единственным гравитационным маневром у Юпитера (т.е. полет по схеме Земля-Юпитер-Седна). В работе показано, что для дат старта с Земли в 2021-2023, 2033-2035 и 2045-2047 гг. и продолжительности полета 24.5 года величина необходимой  $\Delta V$  оказывается не ниже 7.5 км/с. Результаты, представленные в настоящей работе, еще раз подтверждают, что включение в схему полета хорошо известной у баллистиков цепочки гравитационных маневров Венера-Земля-Земля позволяет существенно снизить потребную величину  $\Delta V$ .

Дополнением к сценарию полета к Седне может быть включение в него пролетов на близком расстоянии одного или нескольких астероидов с целью их изучения с пролетной траектории. Такие встречи с астероидами производились в рамках осуществленных ранее миссий ("Gallileo", "Cassini-Huygens", "Rozetta", "New Horizons" и некоторых

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Орбитальные элементы получены с использованием базы орбитальных данных Jet Propulsion Laboratory's Horizons on-line ephemeris service, http://ssd.jpl.nasa.gov/ (Дата обращения 10.09.2020).

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Согласно данным базы орбитальных данных Lowell Asteroid Orbital Elements Database https://asteroid.lowell.edu/main/astorb (Дата обращения 10.09.2020).

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>Подобная схема перелета использовалась также при полете аппарата Galileo к Юпитеру.



Рис. 1. Зависимость величины суммарной  $\Delta V$  от времени перелета к Седне.

других) (Боровин и др., 2018) и позволили получить ценную информацию об астероидах с незначительным увеличением суммарной  $\Delta V$ , необходимой для сближения с астероидом, а то и вовсе без дополнительных топливных затрат.

В настоящей работе определена оптимальная траектория перелета к Седне для старта в 2029 г. с ограничением на время перелета в 30 лет. Представлены таблицы, позволяющие оценить, какие астероиды могут быть исследованы с близкого расстояния при полете к Седне в 2029 г. в течение 30 лет при принятых авторами ограничениях на величину  $\Delta V$ . Наиболее ценным астероидом, близкий пролет которого возможен при небольшом увеличении суммарной  $\Delta V$ , является крупный астероидом Массалия, может быть осуществлено сближение с астероидом (5080) Оя практически без дополнительной  $\Delta V$ .

### АНАЛИЗ ВОЗМОЖНОСТИ ПРЯМОГО ПЕРЕЛЕТА

На первом этапе исследования была изучена возможность осуществления прямого перелета к Седне. Для этого была построена зависимость суммарной величины  $\Delta V$  от времени перелета при старте в 2029 г. (рис. 1).

Анализ полученных данных показывает, что при ограничении на суммарную величину  $\Delta V$ , равном 8 км/с, прямой перелет фактически не может быть осуществим ни при какой продолжительности полета. Минимальные значения величины разгонного импульса у Земли соответствуют перелету продолжительностью от 120 до 140 лет, что, разумеется, не имеет практического смысла.

### ПОСТРОЕНИЕ ПЕРЕЛЕТА С ИСПОЛЬЗОВАНИЕМ ГРАВИТАЦИОННЫХ МАНЕВРОВ

Возможность осуществления перелета к Седне открывается с применением гравитационных маневров. Построение траектории КА в этом случае может быть осуществлено с помощью метода склеенных конических сечений (Бэйт и др., 1971; Прадо, 2007; Батиста и др., 2019). Основная идея этого метода заключается в разбиении траектории на межпланетные (гелиоцентрические) участки и участки полета в сферах действия планет. Построение траекторий для каждого из участков происходит в рамках задачи двух тел, т.е. в предположении об отстутствии любых возмущений. Межпланетные участки траектории могут быть получены с помощью решения задачи Ламберта (Бэттин, 1999). В настоящей работе авторы применяют метод решения задачи Ламберта, описанный в работе (Суханов, 1988).

Применение метода склеенных конических сечений на начальных этапах проектирования межпланетной миссии существенно упрощает оптимизацию траекторий. Точность метода оказывается достаточной для того, чтобы использовать результаты в качестве предварительных оценок и начальных данных для последующих этапов проектирования миссии (Брукс, 1971; Прадо, 2005).

Характеристическая скорость, требуемая для прямого перелета к Юпитеру в оптимальную дату старта, составляет порядка 6.3 км/с. Эту требуемую скорость можно существенно уменьшить, используя гравитационные поля Венеры и Земли на начальном участке полета. Существуют разные варианты последовательности гравитационных маневров у Венеры и Земли; авторами выбрана схема перелета, обеспечивающая наименьшую величину  $\Delta V$ , необходимую для полета к Юпитеру (Боровин и др., 2018), а именно схема Земля–Венера–Земля–Земля (рис. 2).



Рис. 2. Иллюстрация перелета Земля-Венера-Земля-Земля.

Перелет Земля-Венера-Земля имеет продолжительность в пределах 1.1–1.5 года и существенно увеличивает гелиоцентрическую скорость КА, однако ее все же недостаточно для достижения Юпитера без значительного активного маневра (т.е. маневра с использованием двигательной установки КА). Поэтому в результате такого перелета КА переводится на эллиптическую гелиоцентрическую орбиту с периодом 2 или 3 года с возвращением к Земле. При повторном пролете Земли ее гравитационного поля оказывается достаточно для приращения скорости, необходимого для дальнейшего пассивного полета к Юпитеру.

Нами рассматривается оптимальный перелет к Седне при старте с Земли в 2029 г. Применяется схема с описанным выше перелетом Земля— Венера—Земля—Земля и пролетом Юпитера<sup>4</sup>; при такой схеме для достижения Юпитера достаточно лишь величины  $\Delta V$ , необходимой для перелета к Венере. Гравитационные маневры у Сатурна и Нептуна в 2029 г. не приводят к снижению требуемой  $\Delta V$  на перелет к Седне, что обусловлено их орбитальным положением в этом году. Уран же в принципе не подходит для использования, поскольку находится в это время далеко в стороне от траектории перелета к Седне. Сатурн и Нептун могут быть использованы для пролета, но при старте в более поздние сроки.

Анализ указанной схемы перелета показывает, что требуемая суммарная  $\Delta V$  при любой длительности перелета удовлетворяет наложенному выше ограничению по величине 8 км/с (рис. 3).

Пользуясь опытом уже осуществленных миссий "Pioneer-10 и 11", "Voyager-1 и 2" и "New Horizons"<sup>5</sup>, авторами было принято решение ограничиться поиском оптимальных траекторий, длительность которых не превышает 30 лет. При таком ограничении времени полета и старте в 2029 г. наименьшее значение  $\Delta V$  для рассматриваемой схемы перелета достигается при старте 30.10.2029 (рис. 4). Суммарные затраты на такой перелет составляют 4.61 км/с.

Рисунок 4 позволяет также определить необходимый запас характеристической скорости в зависимости от заданного окна дат старта или, наоборот, величину окна дат старта при имеющемся запасе характеристической скорости. Например,

 $<sup>^4</sup>$ Схема перелета Земля—Венера—Земля—Земля—Юпитер использовалась при полете аппарата Galileo к Юпитеру. Также похожую схему перелета используют проект "Juice" и перспективный российский проект "Лаплас-П" для снижения  $\Delta V$  полета к Юпитеру.

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup>NASA Solar system missions web-page. URL: https://solarsystem.nasa.gov/missions (Дата обращения 10.09.2020.)



**Рис. 3.** Зависимость суммарной  $\Delta V$  от времени перелета по схеме Земля-Венера-Земля-Венера-Венля-Юпитер.



Рис. 4. Зависимость требуемой характеристической скорости от даты старта для схемы Земля-Венера-Земля-Земля-Юпитер-Седна.

если окно дат старта принято равным 15 дням (от 24.10 до 8.11), то необходимо иметь запас характеристической скорости, равный 4.64 км/с (максимальные значения кривой на рис. 4). Если же этот запас составляет 4.63 км/с, то окно дат старта сужается до 12 дней (от 25.10 до 6.11, см. рис. 4).

Траектория перелета при старте 30.10.2029 продолжительностью 30 лет показана на рис. 5, параметры этой траектории приведены в табл. 1.

Особенностью данной схемы перелета является наличие единственного активного маневра, который производится при втором пролете Земли; величина маневра составляет 0.9 км/с (см. табл. 1).

Для рассматриваемой схемы высота перицентра пролетной траектории у Юпитера составляет около

11 радиусов планеты. При такой высоте пролета радиационное воздействие на аппарат будет невелико.

# ИССЛЕДОВАНИЕ АСТЕРОИДОВ С ПРОЛЕТНЫХ ТРАЕКТОРИЙ

При перелете к Седне возможно изучение астероидов главного пояса с пролетной траектории на двух участках: Земля—Земля и Земля—Юпитер. В первом случае афелий траектории КА располагается за орбитой Марса и захватывает нижнюю часть главного пояса астероидов, а во втором случае траектория КА пересекает весь главный пояс.

Как показывают предварительные оценки, результаты которых приведены в табл. 2 и 3, при
Небесные тела	Даты старта с Земли и пролета небесных тел	Относительные скорости отлета от Земли и пролета небесных тел, км/с	$\Delta V$ старта и при пролете планет, км/с	Высота исходной около- земной орбиты и пролета над планетами, тыс. км
Земля	30.10.2029	3.27	3.71	0.2
Венера	28.03.2030	5.46	0	6.9
Земля	12.02.2031	9.56	0	5.4
Земля	19.05.2033	9.60	0.9	0.3
Юпитер	09.09.2034	12.40	0	786.1
Седна	29.10.2059	13.70	_	0

Таблица 1. Параметры траектории КА для даты старта 30.10.2029

**Таблица 2.** Потенциально доступные для изучения с пролетной траектории астероиды при перелете Земля-Земля в 2031–2033 г.

Дата пролета	Название астероида	Диаметр астероида*, км	Минимальное расстояние пролета, тыс. км	$\Delta V$ , м/с
26.12.2031	2001 RE1	2.1	607	192
24.02.2032	1999 JB38	4.4	801	180
08.03.2032	2015 RN76	1.1	1183	186
12.03.2032	2009 QS62	1.3	550	105

\* Диаметры этих астероидов неизвестны, но известны их абсолютные звездные величины (см. сноску<sup>6</sup>); диаметры оценивались по этим величинам и некоему среднему значению альбедо, принятому равным 0.1.

**Таблица 3.** Потенциально доступные для изучения с пролетной траектории астероиды при перелете Земля-Юпитер в 2033–2034 г.

Дата пролета	Название астероида	Диаметр астероида*, км	Минимальное расстояние пролета, тыс. км	$\Delta V$ , м/с
06.11.2033	2017 PM7	1.6	1058	171
09.11.2033	2006 SN115	1.6	838	130
29.11.2033	2005 MR34	2.9	707	114
01.12.2033	2002 GL185	1.5	1102	175
13.01.2034	2008 TA59	1.8	1197	178

<sup>\*</sup> Диаметры этих астероидов неизвестны, но известны их абсолютные звездные величины (см. сноску<sup>6</sup>); диаметры оценивались по этим величинам и некоему среднему значению альбедо, принятому равным 0.1.

ограничении на дополнительные затраты характеристической скорости, необходимые для сближения с астероидом до сколь угодно малого расстояния, возможность сближения с астероидами на участке Земля-Юпитер существенно выше, нежели на участке Земля-Земля. Однако скорость пролета астероида на участке Земля-Земля существенно меньше, поскольку в этом случае пролет будет происходить практически в окрестности афелия траектории КА.<sup>6</sup>

В табл. 2 и 3 также указаны минимальные рас-

<sup>&</sup>lt;sup>6</sup>Согласно данным базы орбитальных данных Lowell Asteroid Orbital Elements Database https://asteroid.lowell.edu/main/astorb. (Дата обращения 10.09.2020).



Рис. 5. Траектория перелета к Седне в 2029 г.: от Земли до перелета к Юпитеру (а) и от Юпитера до Седны (б).



Рис. 6. Траектория перелета к Седне в 2029 г. с пролетом астероидов (5080) Оя и (20) Массалия: от Земли до перелета к Юпитеру (а) и от Юпитера до Седны (б).

Небесные тела	Даты старта с Земли и пролета небесных тел	Относительные скорости отлета от Земли и пролета небесных тел, м/с	$\Delta V$ старта и при пролете планет, км/с	Высота исходной около- земной орбиты и пролета над планетами, тыс. км
Земля	29.10.2029	3.44	3.75	0.2
Венера	26.03.2030	5.70	0	4.0
Земля	14.02.2031	9.71	0	4.9
(5080) Оя*	8.12.2031	8.97	0.04	0
(20) Массалия*	8.04.2032	5.66	0.17	0
Земля	27.05.2033	10.53	0.89	1.1
Юпитер	10.09.2034	12.42	0	780.9
Седна	29.10.2059	13.70	_	0

Таблица 4. Параметры траектории КА с пролетом астероидов Оя и Массалия для оптимальной даты старта 29.10.2029

\* Дополнительная  $\Delta V$ , требуемая для пролета астероидов, рассчитывается таким образом, чтобы обеспечить сближение с астероидами на любое, сколь угодно малое расстояние.

стояния пролета от астероидов, какими они были бы без дополнительных  $\Delta V$ , и приблизительные оценки значений  $\Delta V$ , необходимых для сближения до сколь угодно малого расстояния с астероидами (эти значения ограничены величиной 200 м/с).

Отметим, что величины дополнительной  $\Delta V$ , приведенные в табл. 2 и 3, являются весьма приблизительными оценками. При последующей оптимизации траектории с включенным в нее пролетом астероида эта траектория как бы адаптируется к такому пролету, и реальные величины дополнительной  $\Delta V$ , необходимой для сближения с астероидом, как правило, оказываются меньше приведенных в табл. 2 и 3, иногда существенно меньше.

Указанное свойство наглядно видно на примере астероида (20) Массалия. Грубая приблизительная оценка дополнительной  $\Delta V$ , необходимой для сближения с этим астероидом (аналогичная приведенным в табл. 2 и 3 оценкам), составляет 1.2 км/с. Однако на оптимальной траектории с включенным в нее пролетом Массалии эта величина составляет 279 м/с, а суммарная  $\Delta V$ , необходимая для достижения Седны за 30 лет, оказывается всего на 223 м/с больше, чем при перелете без сближения с Массалией.

Наряду с астероидом Массалия, на участке Земля—Земля может быть осуществлен пролет на близком расстоянии астероида (5080) Оя; оптимальная траектория с пролетом обоих астероидов изображена на рис. 6, параметры этой траектории приведены в табл. 4. Из табл. 4 видно, что пролет астероида Массалия происходит с небольшой относительной скоростью 5.7 км/с, поскольку этот пролет происходит в окрестности афелия участка Земля—Земля траектории КА. Скорость пролета астероида Оя выше.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ И ВЫВОДЫ

В результате проведенного исследования показана нереализуемость прямого перелета к Седне при ограничении на суммарную  $\Delta V$  величиной 8 км/с. Получена оптимальная траектория перелета к Седне в 2029 г. при накладываемом ограничении на длительность перелета 30 лет (рис. 5, табл. 1). Показана возможность изучения астероидов с пролетной траектории при перелете к Седне (табл. 2, 3) при относительно небольших дополнительных затратах характеристической скорости на сближение с астероидами; в частности, оказывается возможным изучение с пролетной траектории астероидов главного пояса (20) Массалия и (5080) Оя при увеличении суммарной  $\Delta V$  не более чем на 223 м/с.

Использование только лишь гравитационных маневров Венера-Земля-Земля-Юпитер при запуске КА в 2029 г. обусловлено невозможностью использовать гравитационные поля Сатурна, Урана и Нептуна из-за их неблагоприятного орбитального положения.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Батиста и др. (N.R. Batista, A.A. Sukhanov, and A.F.B.A. Prado), Adv. Space Res. **64**, 42 (2019).

- 2. Бэйт и др. (R.R. Bate, D.D. Mueller, and J.E. White), *Fundamentals of Astrodynamics* (Dover, New York, 1971), p. 455.
- Боровин Г.К., Голубев Ю.Ф., Грушевский А.В. и др., Баллистико-навигационное обеспечение полетов автоматических космических аппаратов к телам Солнечной системы (ред. А.Г. Тучина, Химки: АО "НПО Лавочкина", 2018), с. 336.
- 4. Браун и др. (М.Е. Brown, С. Trujillo, and D. Rabinowitz), Astrophys. J. **617**, 645 (2004).
- 5. Брассер и др. (R. Brasser, M.J. Duncan, and H.F. Levison), Icarus 184, 59 (2006).
- 6. Брукс, Хэмсфир (D. Brooks and W. Hampshire), IAU Coll. **12**, 527 (1971).
- 7. Бэттин (R.H. Battin,), An Introduction to the Mathematics and Methods of Astrodynamics. AIAA, New York (1999).
- 8. Каиб, Куинн (N.A. Kaib and T. Quinn), Icarus **197**, 221 (2008).
- 9. Кенион, Бромли (S.J. Kenyon and B.C. Bromley), Nature **432**, 598 (2004).
- Кук (M. Ćuk), Dynamics of Populations of Planetary Systems, IAU Coll. No. 197 (Z. Knežević, A. Milani, Belgrade: Proceed. Internat. Astron. Union, 2005), p. 341.

- 11. МакГреннаган и др. (R. McGranaghan, B. Sagan, G. Dove, A. Tullos, J.E. Lyne, and J.P. Emery), J. British Interplanet. Soc. **64**, 296 (2011).
- 12. Мамайек и др. (E.E. Mamajek, S.A. Barenfeld, and V.D. Ivanov), Astrophys. J. **800**, 1 (2015).
- 13. Меган и др. (E.S. Megan, M.E. Brown, and D.L. Rabinowitz), Astrophys. Lett. **694**, 1 (2009).
- 14. Морбиделли, Левисон (A. Morbidelli and H.F. Levison), Astron. J. **128**, 25 (2004).
- 15. Оорт (J.H. Oort), Bull. Astron. Inst. Neth. 11, 91 (1950).
- 16. Пал и др. (A. Pál, C. Kiss, T.G. Müller, P. Santos-Sanz, E. Vilenius, N. Szalai, M. Mommert, E. Lellouch, et al.), Astron. Astrophys. **541**, L6 (2012).
- 17. Прадо (A.F.B.A. Prado), Nonlinear Dynamics and System Theory **5**, 265 (2005).
- 18. Прадо (A.F.B.A. Prado), Adv. Space Res. **40**, 113 (2007).
- 19. Суханов (А.А. Sukhanov), Cosmic Res. 26, 415 (1988).
- 20. Трухильо и др. (С.А. Trujillo, М.Е. Brown, D.L. Rabinowitz, et al.), Astrophys. J. **627**, 1057 (2005).