

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ УЧРЕЖДЕНИЕ  
НАУКИ ИНСТИТУТ АСТРОНОМИИ РОССИЙСКОЙ АКАДЕМИИ НАУК

На правах рукописи

Чулков Дмитрий Александрович

**ИССЛЕДОВАНИЕ ПОПУЛЯЦИИ  
ВИЗУАЛЬНЫХ ДВОЙНЫХ ЗВЁЗД**

Специальность 1.3.1 —  
«Физика космоса, астрономия»

Диссертация на соискание учёной степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:  
доктор физико-математических наук,  
доцент  
Малков Олег Юрьевич

Москва — 2023

## Оглавление

<b>Введение</b> . . . . .	<b>3</b>
<b>Глава 1. Популяционный синтез визуальных двойных звёзд</b> . . . . .	<b>12</b>
1.1 Общие принципы создания наблюдательной выборки . . . . .	12
1.2 Учёт кратных звёзд и другие нюансы создания выборки . . . . .	16
1.3 Расстояния и общие свойства наблюдательного ансамбля . . . . .	19
1.4 Общие принципы модели популяционного синтеза . . . . .	20
1.5 Начальная функция масс, сценарии образования пар . . . . .	22
1.6 Возраст и металличность, расчёт светимости . . . . .	27
1.7 Пространственное распределение и межзвёздное поглощение . . . . .	30
1.8 Расстояния между компонентами двойных звёзд . . . . .	31
1.9 Модель популяционного синтеза для одиночных звёзд . . . . .	33
1.10 Обсуждение варьирования параметров модели . . . . .	36
1.11 Модель популяционного синтеза для двойных звёзд . . . . .	40
1.12 Выводы . . . . .	50
<b>Глава 2. Визуальные двойные звёзды с известными орбитами</b> . . . . .	<b>53</b>
2.1 Двойные ORB6 в Gaia EDR3 . . . . .	53
2.2 Оптические пары . . . . .	59
2.3 Двойные с большой разностью измеренных параллаксов . . . . .	63
2.4 Недооценка погрешностей . . . . .	65
2.5 Третий свет . . . . .	68
2.6 Параллаксы помимо Gaia EDR3 . . . . .	75
2.7 Динамическая масса . . . . .	76
2.8 Соотношение масса — светимость . . . . .	77
2.9 Фотометрическая масса . . . . .	81
2.10 Массы двойных звёзд . . . . .	84
2.11 Выводы . . . . .	88
<b>Заключение</b> . . . . .	<b>96</b>
<b>Список литературы</b> . . . . .	<b>97</b>

## Введение

### Актуальность и степень разработанности темы исследования

Масса — ключевой параметр, преимущественно определяющий последующую эволюцию и наблюдаемые характеристики звезды. Начальная функция масс (НФМ) обусловлена комплексным процессом звездообразования, и её определение является важным для многих областей астрономии. НФМ нельзя установить напрямую, требуется применение косвенных методов [1]. Универсальность НФМ и её зависимость от локальных условий среды остаётся открытым вопросом [2–4]. Кратность звёздного населения тесно связана с НФМ [5]. С одной стороны, двойные звёзды могут рассматриваться как помеха, мешающая точному определению НФМ. В то же время двойные системы несут в себе дополнительную информацию о звездообразовании и последующей эволюции по сравнению с одиночными звёздами. Создание теоретической модели, способной в полной мере воспроизвести наблюдаемые свойства звёздного населения, в том числе касающиеся двойных и кратных звёзд, — амбициозная задача, которую ещё предстоит решить [6; 7].

Вопрос о разнообразии свойств кратного звёздного населения также остаётся открытым [8; 9]. Звёзды поля представляют собой совокупность объектов различного возраста, сформировавшихся при разных условиях. Имеются указания на то, что двойные звёзды в близлежащих областях звездообразования и рассеянных звёздных скоплениях по своим характеристикам существенно отличаются от звёзд поля [10; 11]. Результаты численного моделирования показывают, что динамическое взаимодействие в скоплениях и ассоциациях оказывает существенное влияние на двойные с характерным размером орбиты  $a > 10^2$  астрономических единиц (а.е.) [12; 13]. Вместе с тем в широком диапазоне параметров первоначальные характеристики звёздного населения, заложенные на этапе формирования, сохраняются [14]. Особенно примечательно отношение масс компонентов  $q = M_2/M_1$ , так как, вероятно, форма распределения  $f(q)$  слабо подвержена динамической эволюции и напрямую отражает результат процесса звездообразования [15]. Распределение  $f(q)$  может рассматриваться как индикатор взаимного влияния компонентов двойной звезды. Ожидается, что независимое фор-

мирование компонентов приводит к крутому убывающему распределению  $f(q)$  с большим числом высококонтрастных пар ( $q \rightarrow 0$ ). В то же время взаимодействие звёзд, перенос массы или конкурирующая аккреция в диске вокруг двойной звезды должна уравнивать массы компонентов ( $q \rightarrow 1$ ) [16]. Данный фактор дополнительно должен приводить к зависимости  $f(q)$  от размера орбиты, так как взаимодействие компонентов ожидается более интенсивным в тесных парах.

Нынешняя орбита двойной звезды может не отражать условий, имевших место на этапе её формирования. Гравитационный коллапс протозвёздного облака с последующей турбулентной фрагментацией и быстрой миграцией образовавшихся сгустков ближе к центру, по-видимому, отвечает за формирование систем с характерным размером орбиты в диапазоне  $10^2$  —  $10^4$  а.е [17], который является весьма типичным для исследуемых визуальных двойных. Образование компонентов благодаря процессам гравитационной неустойчивости в околозвёздном диске отвечает за формирование более тесных систем [18]. Важную роль в образовании наиболее широких двойных, обладающих низкой энергией связи, по-видимому, играет распад звёздных скоплений [19; 20]. Другим возможным механизмом формирования широких пар является динамическая эволюция в тройной системе, приводящая к выталкиванию компонента на далёкую эллиптическую орбиту [21], а также взаимодействие соседних протозвёздных облаков [22].

Двойные звёзды составляют исключительно обширный класс объектов, наблюдательно проявляющий себя в разных диапазонах электромагнитного спектра и за его пределами [23]. Разделённые двойные системы преимущественно наблюдаются в оптическом диапазоне как спектроскопические, затменные, визуальные двойные или как пары с общим собственным движением. Создание обширной выборки, сохраняющей основные статистические свойства звёздного населения, — нетривиальная задача [24]. Необходима грамотная интерпретация данных и тщательный учёт эффектов селекции [25]. Исследуемые в литературе наблюдательные ансамбли зачастую сравнительно малы, что приводит к большим неопределённостям и противоречивым выводам, полученным на основе их изучения.

По наблюдениям кратной звезды Кастор ( $\alpha$  Близнецов), проведённым в 1759 — 1803 годах, удалось установить, что изменение взаимного положения звёзд не может быть объяснено простым сочетанием собственных движений [26]. Напротив, Кастор вместе со своим спутником движутся вокруг общего центра тяжести. Сегодня такие объекты классифицируются как визуальные двойные звёз-

ды. Для непосредственного определения орбиты необходим достаточно длинный ряд наблюдений с измерением трёх параметров: времени наблюдения, позиционного угла и углового расстояния между компонентами. Впервые задача была аналитически решена почти два столетия тому назад [27]. Определяемые элементы орбиты включают в себя период  $P$  и большую полуось  $a''$ , измеряемую в угловой мере. Параллакс  $\varpi$  требуется для перехода к линейной шкале:  $a \sim a''/\varpi$ . Далее с помощью третьего закона Кеплера  $M_d \sim \frac{a^3}{P^2} \sim \frac{a''^3}{\varpi^3 P^2}$  возможно вычислить общую массу звёздной системы. Ввиду орбитальных периодов, как правило, измеряемых десятилетиями и столетиями, и недостатка надёжно определённых параллаксов, применение данного метода для измерения звёздных масс оставалось весьма ограниченным. При том что ещё в первой половине XIX века было известно свыше 2,5 тысяч визуальных двойных [28], к 1918 году оценки орбитальных элементов имелись лишь для 112 объектов, а массы были вычислены лишь для 14 из них [29]. Космическая миссия *Hipparcos* [30] позволила определить надёжные параллаксы для сотен визуальных двойных с известными орбитами, тем не менее, вплоть до настоящего времени основным источником точных звёздных масс оставались системы, одновременно наблюдаемые как затменные и спектроскопические двойные [31–33]. В 70-х и 80-х годах прошлого века в Астросовете были проведены обширные исследования семейства двойных звёзд Галактики, получены статистические распределения, в том для числе визуальных систем [34–36].

Космический проект *Gaia* [37] существенно расширил объём доступной информации. В рамках третьего выпуска данных DR3 [38] доступны свыше 169 тысяч астрометрических решений для неодионых светил [39]. Вместе с тем они по прежнему составляют лишь небольшую долю от общего числа двойных. Отметим, что орбитальные периоды 99% систем, обладающих специализированным решением для двойных звёзд в *Gaia* DR3, лежат в диапазоне 0,28 — 1500 суток [40], благодаря этому обстоятельству новые данные практически не пересекаются в пространстве параметров с объектами, ставшими предметом настоящего исследования. Заметим, что *Gaia* DR3 фактически является дополнением к ранее вышедшему каталогу *Gaia* EDR3 [41], астрометрическое содержание основной таблицы, включая параллаксы, является идентичным. Таким образом, хотя исследование, касающееся визуальных двойных с известными орбитами, построено на данных *Gaia* EDR3, оно остаётся полностью актуальным и после выхода DR3.

## Цели и задачи диссертационной работы

Целью диссертационной работы является изучение визуальных двойных звёзд и их важного подтипа — визуальных двойных звёзд с известными орбитами.

Первоначальные задачи можно кратко сформулировать следующим образом:

- Исследование методом популяционного синтеза визуальных двойных звёзд с целью установить ограничения на фундаментальные параметры звёздного населения, прежде всего на начальную функцию масс.
- Снабжение тригонометрическими параллаксами известных визуальных двойных звёзд с известными орбитами и последующая оценка их масс.

Уже в процессе работы были сформированы дополнительные задачи, имеющие самостоятельную ценность:

- Апробация заявленных погрешностей параллаксов *Gaia* EDR3.
- Получение соотношения масса — светимость звёзд главной последовательности для фотометрической системы *Gaia*.

## Методология и методы исследования

Для решения поставленных в работе задач были использованы общенаучные методы (анализ, дедукция, индукция). Результаты анализировались с помощью авторского программного обеспечения.

## Научная новизна

Указанные результаты получены и опубликованы автором впервые.

- Получение ограничений на начальную функцию масс, распределение отношения масс компонентов и размера орбиты при анализе всенебесной выборки двойных звёзд поля с учётом пространственного распределения с помощью специально созданной модели популяционного синтеза.

- Исчерпывающее снабжение параллаксами и расчёт масс визуальных двойных звёзд с известными орбитами.
- Независимая апробация заявленных погрешностей параллаксов *Gaia* EDR3 с помощью визуальных двойных звёзд с известными орбитами.
- Вывод соотношения масса — светимость в фотометрической полосе *Gaia* для звёзд главной последовательности.

### Научная и практическая значимость

Определение начальной функции масс и статистических закономерностей параметров двойных звёзд необходимо для широкого круга астрономических исследований, включающего в себя изучения процессов звездообразования, астрофизику высоких энергий, внегалактическую астрономию и космологию. Полученные результаты могут применяться исследователями в указанных областях.

Данные астрометрической космической миссии *Gaia* широко востребованы в современной астрономии. Автором получен ряд результатов, полезных для интерпретации данных: оценка недоучёта заявленных погрешностей параллаксов, методика поиска далёких третьих компонентов для дополнительного обогащения параллаксами и определение соотношения масса — светимость в фотометрической полосе *Gaia*. Оценки масс исследованных двойных звёзд опубликованы в международной базе данных VizieR и доступны для дальнейшего анализа.

### Положения, выносимые на защиту

1. Случайное объединение звёзд в пары не является алгоритмом образования визуальных двойных систем поля. Начальная функция масс более массивного компонента системы описывается степенным распределением  $f(M_1) \sim M_1^{-\alpha}$  с  $\alpha = 2,8 \pm 0,2$  для звёзд  $1m_{\odot} < M_1 < 5m_{\odot}$ . Распределение отношения масс компонентов  $f(q = M_2/M_1)$  не подчиняется монотонной степенной функции и содержит избыток числа систем с компонентами близкой массы ( $q > 0,95$ ).

2. Установлены параллаксы 3350 систем из каталога орбит визуальных двойных звёзд с привлечением данных *Gaia* EDR3 и других каталогов. Разработанная методика поиска далёких компонентов, использующая априорную информацию о собственном движении звёзд и расстоянии, позволяет определить параллакс для 548 систем, причём в 196 случаях решение *Gaia* EDR3 для непосредственных компонентов двойной системы не содержит параллакс.
3. Для 17 гравитационно-связанных двойных звёзд различие номинальных параллаксов компонентов в *Gaia* EDR3 превышает 8 стандартных ошибок. Коэффициент поправки, характеризующий недоучёт заявленной погрешности параллакса, зависит от нормированной единицы взвешенной ошибки (RUWE). 16 систем, известных в литературе как визуальные двойные звёзды с известными орбитами, являются оптическими двойными и не связаны гравитационно.
4. Для 326 систем из каталога визуальных двойных звёзд с известными орбитами оценки массы, полученные с помощью третьего закона Кеплера и синтетического соотношения масса — светимость в фотометрической полосе *G Gaia* EDR3 для объектов главной последовательности, согласуются в пределах 20%.

### Список публикаций по теме диссертации

Основные результаты по теме диссертации изложены в 4 рецензируемых научных изданиях, индексируемых в базе данных Web of Science, рекомендованных для защиты в диссертационном совете МГУ по специальности:

- (i) Chulkov Dmitry, Malkov Oleg. Visual binary stars with known orbits in *Gaia* EDR3. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, V. 517, Is. 2, p.2925-2941, 2022. Импакт-фактор WoS (2022): 4,8.
- (ii) Chulkov Dmitry. Pairing function of visual binary stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, V. 501, Is. 1, p.769-783, 2021. Импакт-фактор WoS (2022): 4,8.
- (iii) Docobo Jose, Tamazian Vakhtang, Malkov Oleg, Campo Pedro, Chulkov Dmitry. Improved orbits and parallaxes for eight visual binaries with unrealistic previous masses using the Hipparcos parallax. *Monthly Notices*

of the Royal Astronomical Society, V.459, Is.2, p. 1580-1585, 2016. Импакт-фактор WoS (2022): 4,8.

- (iv) Malkov Oleg, Tamazian Vakhtang, Docobo Jose, Chulkov Dmitry. Dynamical masses of a selected sample of orbital binaries. *Astronomy & Astrophysics*, V. 546, id. A69, pp. 5, 2012. Импакт-фактор WoS (2022): 6,5.

### **Иная публикация**

- (v) Чулков Д. А. Визуальные двойные звезды с известными орбитами в Gaia DR3. Физика космоса: труды 50-й Международной студенческой научной конференции. Издательство Уральского университета, 2023, с. 586. ISBN 978-5-7996-3700-2.

### **Личный вклад автора**

Работа ii и v опубликована соискателем самостоятельно без соавторов. В статьях i, iii и iv автор участвовал в подготовке публикации, анализе и обсуждении полученных результатов совместно с соавторами. При этом в работе i вклад соискателя определяющий и составляет не менее 85%. В работах iii и iv автор анализировал выборку визуальных двойных с известными орбитами и параллаксами Hipparcos, личный вклад соискателя не менее 20%.

### **Степень достоверности результатов**

Достоверность результатов обосновывается использованием современных астрометрических и астрофизических данных и хорошо разработанных методов статистического анализа. Созданная модель популяционного синтеза при приме-

нении к одиночным звёздам даёт результаты, хорошо согласующиеся с современными оценками в литературе.

### Апробация работы

1. Конференция молодых учёных ИНАСАН, устный доклад, онлайн. Pairing function of visual binary stars. 05.11.2020.
2. Ежегодный симпозиум европейского астрономического общества, постер, онлайн. Visual binaries with known orbits in Gaia eDR3. 28.06-02.07.2021.
3. Ежегодный симпозиум европейского астрономического общества, постер, онлайн. IMF of the resolved stellar binary population in the solar neighbourhood. 28.06-02.07.2021
4. Всероссийская астрономическая конференция, устный доклад, онлайн. Визуальные двойные звёзды с известными орбитами в Gaia eDR3. 23.08.2021
5. Всероссийская астрономическая конференция, устный доклад, онлайн. Определение закона распределения двойных звёзд по массам и разделению компонентов 26.08.2021.
6. Конференция современная звёздная астрономия, устный доклад, КГО ГАИШ МГУ. Визуальные двойные звёзды с известными орбитами в каталоге Gaia EDR3. 09.11.2022.
7. Конференция молодых учёных ИНАСАН, устный доклад. Visual binary stars with known orbits in Gaia EDR3. 15.11.2022
8. Семинар по обзору статей на arXiv, ГАИШ МГУ, устный доклад, онлайн. Visual binary stars with known orbits in Gaia EDR3, 28.12.2022
9. Астрофизический семинар ИНАСАН, устный доклад. Исследование популяции двойных звёзд, 12.01.2023
10. Новое в понимании эволюции двойных звезд, устный доклад на семинаре, УрФУ. Визуальные двойные звезды с известными орбитами в Gaia DR3. 04.02.2023
11. Ежегодный симпозиум европейского астрономического общества, постер, онлайн. Visual binary stars with known orbits in Gaia EDR3. 10-14.07.2023

## Структура диссертации

Диссертация состоит из введения, двух глав и заключения. Полный объём диссертации составляет 109 страниц с 26 рисунками и 16 таблицами. Список литературы содержит 148 наименований.

Во **Введении** обосновывается актуальность темы диссертационной работы. Описаны цели и задачи исследования, дается характеристика научной новизны работы, а также научной и практической значимости полученных результатов. Формулируются основные положения, выносимые на защиту. Указан личный вклад автора, приведен список опубликованных статей, а также конференций, на которых были представлены эти результаты. Изложена структура и новизна работы, а также краткое содержание диссертации.

В **Главе 1** с помощью метода популяционного синтеза исследован наблюдательный ансамбль визуальных двойных звёзд. Получены ограничения на начальную функцию масс и распределение размера орбит двойных звёзд.

В **Главе 2** проведено снабжение визуальных двойных звёзд с известными орбитами параллаксами из *Gaia* EDR3 и других каталогов. Проанализирован тип решения в зависимости от параметров двойной системы. Обнаружены 16 кандидатов в оптические пары. Выявлены физические системы с большим различием заявленных параллаксов. Количественно проанализированы опубликованные погрешности параллаксов. Создано синтетическое соотношение масса — светимость в фотометрической полосе *Gaia*. Проведена оценка масс двойных с помощью третьего закона Кеплера и соотношения масса — светимость.

*Посвящается памяти лектора Московского планетария  
Станислава Васильевича Широкова (1932 — 2010).*

## Глава 1. Популяционный синтез визуальных двойных звёзд<sup>1</sup>

Метод прямого моделирования обширных популяций объектов, известный как популяционный синтез, широко применяется в астрофизике [43–52]. В рамках настоящего исследования воспроизводятся наблюдаемые характеристики визуальных двойных звёзд с помощью сконструированной численной модели звёздного населения. В последующих разделах последовательно обсуждаются наблюдательная выборка<sup>2</sup> (раздел 1.1 — 1.3) и разработанная синтетическая модель (раздел 1.4 — 1.8). В разделе 1.9 демонстрируется воспроизведение моделью данных каталога *Tycho-2* для одиночных звёзд. Раздел 1.10 содержит обсуждение устойчивости модели к варьированию составляющих параметров. Наконец, разделы 1.11 — 1.12 включают описание основных результатов и выводы.

### 1.1 Общие принципы создания наблюдательной выборки

Визуальные двойные звёзды, как и другие астрономические объекты, подвержены эффектам селекции. В связи с этим первоочередной задачей становится создание наблюдательного ансамбля, максимально свободного от их влияния. Основным источником данных для визуальных двойных служит Вашингтонский каталог двойных звёзд (WDS, [53]). WDS — компилятивный каталог, в котором собраны результаты наблюдений, проводившихся в течение длительного времени разнообразными инструментами и методами. История наблюдений отдельных визуальных двойных измеряется столетиями [54–57], архивные измерения сохраняют свою научную ценность по настоящее время. Неоднородность данных, содержащихся в WDS, лишь подчёркивает необходимость тщательного учёта эф-

<sup>1</sup>При подготовке данной главы диссертации использована публикация [42], выполненная автором лично, в которой, согласно Положению о присуждении учёных степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: Chulkov Dmitry. Pairing function of visual binary stars. MNRAS, V. 501, Is. 1, p.769-783, 2021.

<sup>2</sup>Результаты, изложенные в главе, получены и опубликованы до выхода *Gaia* EDR3. Отдельные пометки, обсуждающие новые данные, будут указаны в сносках. Предварительно заметим, что полнота и надёжность DR3 существенно выросла по сравнению с DR2, в том числе в части фотометрических данных. Привлекательным выглядит создание наблюдательного ансамбля полностью на основе *Gaia* DR3, без привлечения WDS. Оставив вопрос о возможности создания такой выборки открытым, отметим два препятствующих обстоятельства. Для двойных с  $\rho \lesssim 1''$  всё ещё существенна неполнота. Обращаясь же к широким и более тусклым системам, мы сталкиваемся с оптическими парами, которые невозможно полностью отсеять по ряду причин (например — 2-параметрические решения *Gaia* DR3).

фектов наблюдательной селекции. Далее мы попытаемся определить пространство параметров, в котором данный каталог можно считать полным.

Основными наблюдательными параметрами визуальных двойных звёзд являются звёздная величина главного ( $\text{mag}_1$ ) и вторичного компонентов ( $\text{mag}_2$ ), а также угловое расстояние между ними ( $\rho$ ). Главным компонентом мы считаем более яркую звезду в паре ( $\text{mag}_1 \leq \text{mag}_2$ ), в подавляющем большинстве случаев этот компонент является и более массивным. Вероятность того, что двойная звезда будет замечена и попадёт в каталог WDS, прежде всего зависит от трёх вышеперечисленных параметров. Заметим, что WDS включает в себя как подлинно гравитационно-связанные системы, так и случайные оптические проекции — оптические пары. Параллаксы или оценки расстояний от Солнца в WDS не публикуются и, в общем случае, могут быть неизвестны. Ниже описан процесс создания очищенной выборки, использована версия каталога от августа 2019 года.

WDS содержит тысячи систем с разделением компонентов в доли угловой секунды, максимум распределения  $\rho$  во всём каталоге достигается в районе  $0,5''$ . Для наблюдательного ансамбля в качестве ограничения снизу консервативно выбрано значение  $\rho_{\min} = 0,8''$ , которое соответствует угловому разрешению каталога *Tycho-2* [58] и близко к разрешающей способности традиционных методов наземной астрономии без применения активной или адаптивной оптики. Более тесные системы, даже будучи разделёнными, могут иметь фотометрические данные неудовлетворительного качества, которые исказят дальнейший анализ. Заметим, что стандартная версия каталога WDS включает в себя первое и последнее известное измерение  $\rho$ , округлённое до десятой доли секунды. Для исключения влияния округления в настоящей работе используется версия каталога, содержащая последние измерения углового расстояния без округления, указанный массив данных находится в общем доступе наряду со стандартной формой каталога.

Среди двойных с большим  $\rho$  важно разделить гравитационно-связанные звёзды и случайные оптические проекции. Шанс, что конкретная пара звёзд окажется оптической, возрастает по мере роста углового расстояния и ослабления яркости<sup>3</sup> компонентов. Оптические пары могут быть отсеяны, если известны собственные движения и параллаксы компонентов по отдельности. Другой фактор, который необходимо принимать во внимание для широких двойных, связан с тем, что не слишком яркая физическая двойная может не попасть в каталог WDS, зате-

<sup>3</sup>Строго говоря, термин яркость корректно применять при описании фотометрии протяжённых объектов. Исследуемые двойные являются точечными источниками, поэтому мы употребляем термины блеск и яркость как синонимы.

рявшись среди многочисленных звёзд фона. Полноту WDS в отношении широких пар можно оценить по независимым данным. Для этой цели использованы списки широких двойных [59] и [60], созданные на основе TGAS [61] и *Gaia* DR2 [62] соответственно. Непосредственно осуществлялся поиск объектов, отсутствующих в WDS, но имеющих в двух вышеупомянутых списках. Вплоть до видимого блеска в *Gaia* DR2  $G = 9,5^{\text{mag}}$  и  $\rho_{\text{max}} = 15''$  такие системы не найдены.<sup>4</sup> Таким образом, угловое расстояние в 15 угловых секунд принято как ограничение сверху. Известно, что двойные с угловым разделением компонентов в  $1 - 2''$  представлены в *Gaia* лишь частично [63], что неизбежно ограничивает полноту производных списков двойных. Максимум распределения блеска главного и вторичного компонентов в полном каталоге WDS находится между  $11$  и  $12^{\text{mag}}$ , так что можно ожидать, что и для тесных пар WDS полон,<sup>5</sup> по крайней мере, до  $9^{\text{mag}}$ . Всенебесный каталог *Tycho-2* содержит около 120 тысяч звёзд ярче  $9^{\text{mag}}$ , что соответствует средней плотности 2,9 звёзд на квадратный градус или  $5 \cdot 10^{-5}$  звёзд в поле радиусом  $15''$ . Таким образом, загрязнение выборки со стороны оптических пар ожидается минимальным. Вместе с тем далее три системы будут исключены из наблюдательного ансамбля благодаря анализу параллаксов компонентов.

Ещё один, изначально непредвиденный фактор, усложняющий работу с данными, связан с фотометрическими системами, использованными в WDS. Вообще говоря, оценки блеска в фотометрических полосах, отличных от  $V$  системы Джонсона [64], должны быть отмечены специальным флагом и таким образом могут быть легко отделены. Однако кросс-идентификация с *Gaia* DR2 показала существенное число объектов со значительным отличием яркости в WDS и *Gaia*, которое может быть объяснено использованием в WDS красной (полоса  $R$ ) или инфракрасной фотометрии без надлежащей маркировки. Число таких подозрительных объектов резко возрастает среди звёзд слабее 9-й звёздной величины, что даёт дополнительное основание провести отсечение по  $9^{\text{mag}}$ . Указанное ограничение используется для обоих компонентов двойной. Яркие звёзды изучены лучше всего, вероятность существования неизвестных компонентов для них низка, поэтому выборка никак не ограничивается со стороны высокого блеска.

<sup>4</sup>Доля объектов с  $G - V > 0,5^{\text{mag}}$  в выборке одиночных звёзд  $7^{\text{mag}} < V < 9^{\text{mag}}$  оценивается в 0,05%. Таким образом, полнота ансамбля до  $G_{\text{max}} = 9,5^{\text{mag}}$  формально не гарантирует включения всех звёзд до  $V_{\text{max}} = 9^{\text{mag}}$ , но дополнительное ограничение существенно уменьшит размер исследуемой выборки, едва ли улучшив её чистоту.

<sup>5</sup>Дополнительно проведён поиск двойных в диапазоне  $0,8'' < \rho < 15''$  для всех источников *Gaia* DR3 с  $G < 9,5^{\text{mag}}$ . Грубое отождествление с WDS позволило обнаружить пару с  $\rho = 12,6''$ , видимым блеском  $G_1 = 8,36^{\text{mag}}$ ,  $G_2 = 8,91^{\text{mag}}$  и близкими параллаксами, при этом не найденную в WDS. Вторичный компонент имеет  $\text{mag}_2 = 9,04^{\text{mag}}$  ( $V$ ) согласно SIMBAD, что в любом случае исключало бы указанную систему из наблюдательного ансамбля.

Разность блеска компонентов ( $\Delta\text{mag} = \text{mag}_2 - \text{mag}_1$ ) оказывает большое влияние на возможность обнаружения визуальной двойной звезды. Пары с малым  $\Delta\text{mag}$  зарегистрировать проще, чем высококонтрастные системы. Примером визуальной двойной с большим отличием блеска является Сириус, ярчайшая звезда ночного неба, обладающий  $\Delta\text{mag} \sim 10$  при угловом расстоянии<sup>6</sup>  $\rho = 10,7''$ . Известны сравнительно тесные двойные с разностью блеска  $\Delta\text{mag} \sim 5 - 6$ , но в целом заметен дефицит таких систем (рисунок 1). Вероятно, тесные пары с  $0,8 \lesssim \rho'' \lesssim 2$ , даже будучи зарегистрированными, могут иметь некорректные фотометрические данные в WDS. Принимая во внимание рисунок 1, для всего диапазона  $\rho$  выбрано единое ограничение на разность блеска  $\Delta\text{mag} < 3$ . Подводя итог, каталог WDS предполагается полным внутри пространства параметров:

$$0,8'' < \rho < 15'' , \text{mag}_1 < 9 , \text{mag}_2 < 9 , \Delta\text{mag} < 3 \quad (1)$$

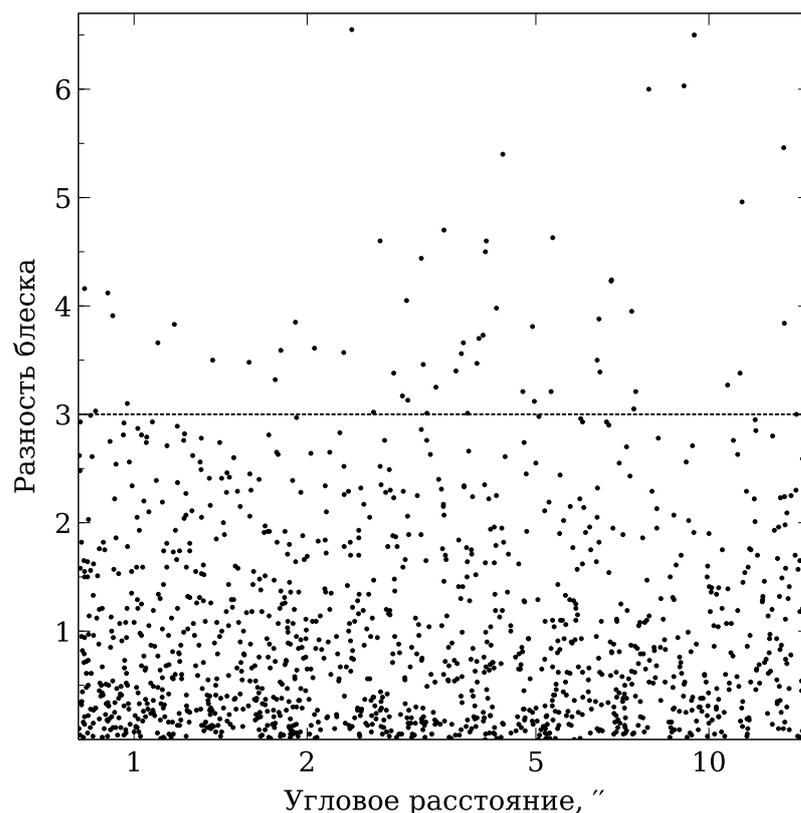


Рисунок 1 — Визуальные двойные звёзды каталога WDS с  $0,8 < \rho'' < 15$  и  $\text{mag}_{1,2} < 9$ . Прослеживается дефицит тесных высококонтрастных пар. Двойные с разностью блеска меньше порогового значения  $\Delta\text{mag} < 3$  отбираются в итоговую выборку. Сириус с  $\Delta\text{mag} \sim 10$  на графике не показан.

<sup>6</sup>Орбитальный период Сириуса оценивается в 50 лет, величина  $\rho$  указана согласно данным WDS на 2019 год.

## 1.2 Учёт кратных звёзд и другие нюансы создания выборки

Отдельный важный вопрос, который необходимо решить при создании наблюдательной выборки, связан с учётом кратных звёзд. По данным наблюдений около 20 — 30 % двойных звёзд входят в состав кратных систем [65–67], это существенная доля, которую нельзя игнорировать. В принципе, можно попытаться полностью удалить известные кратные звёзды из выборки, оставив для дальнейшего рассмотрения исключительно двойные. Данный подход приведёт к преимущественному исключению массивных звёзд, так как они чаще являются кратными. Кроме того, вполне возможно существование ещё не открытых компонентов у систем, на данный момент считающихся двойными. В связи с этим более корректным выглядит редуцирование, то есть выделение двойной системы из кратной. Это также неоднозначная задача, к реализации которой возможны несколько подходов. Ниже описан алгоритм, применённый в настоящем исследовании.

Если в WDS присутствуют две или более записи с одним обозначением, в первую очередь проверяется выполнение неравенства 1. В случае, когда условия выполняются лишь одной системой, она и попадает в финальную выборку, а остальные далее игнорируются. Чаще всего это случается, когда компонент широкой пары сам по себе является тесной двойной, как в нижеприведённом случае:  
 WDS 00174+0853 AB;  $\rho = 0,162''$ ;  $\text{mag}_1 = 8,38$ ;  $\text{mag}_2 = 7,78$ <sup>7</sup>  
 WDS 00174+0853 AB, C;  $\rho = 3,953''$ <sup>8</sup>;  $\text{mag}_1 = 7,13$ ;  $\text{mag}_2 = 7,66$

Пара AB отсеивается, так как угловое расстояние между компонентами меньше ограничения в  $0,8''$ , и в выборке остаётся двойная AB, C. Следующий пример:

WDS 18029+5626 AB,  $\rho = 35,909''$ ,  $\text{mag}_1 = 7,78$ ,  $\text{mag}_2 = 8,14$   
 WDS 18029+5626 AC,  $\rho = 33,592''$ ,  $\text{mag}_1 = 7,78$ ,  $\text{mag}_2 = 8,53$   
 WDS 18029+5626 BC,  $\rho = 6,036''$ ,  $\text{mag}_1 = 8,14$ ,  $\text{mag}_2 = 8,53$

В этом случае в WDS представлены все доступные сочетания для тройной системы. Пары AB и AC слишком широкие ( $\rho > 15''$ ), поэтому отбирается лишь BC.

Более неоднозначная ситуация возникает, когда сразу несколько пар удовлетворяют критериям неравенства 1. Поскольку повторное включение одной и той же звезды в выборку нежелательно, принято решение выбирать пару с более

<sup>7</sup>Мы придерживаемся нотации WDS, наиболее яркой звезде не всегда присваивается обозначение “А”.

<sup>8</sup>Для этой и некоторых других двойных систем последнее доступное в WDS измерение углового расстояния между компонентами незначительно изменилось по сравнению с использованным в публикации.

ярким вторичным компонентом. Так, в следующем примере обе записи удовлетворяют неравенству 1, но попадёт в выборку лишь пара AC как более яркая.

WDS 10441–5935 AB,  $\rho = 2,000''$ ,  $\text{mag}_1 = 8,59$ ,  $\text{mag}_2 = 8,64$

WDS 10441–5935 AC,  $\rho = 13,670''$ ,  $\text{mag}_1 = 7,89$ ,  $\text{mag}_2 = 8,59$

В случае иерархических кратных систем (WDS 01158–6853, 05353–0523, 05381–0011, 16120–1928, 18443+3940) пары AB и CD включены в выборку по отдельности, так как это не приводит к дублированию звёзд в финальном списке.

Безусловно, не все кратные звёзды попадают в каталог визуальных двойных WDS. Двойственность также может быть зарегистрирована в ходе спектроскопических наблюдений и при анализе кривой блеска переменных звёзд. Таким образом практически неизбежно, что часть компонентов визуальных двойных в нашей выборке сами по себе являются тесными двойными. В таких случаях, как правило, в WDS указана общая яркость тесной пары. Реже используется индивидуальный блеск более яркого субкомпонента, а в отдельных случаях, увы, заявленные яркости компонентов кратной системы взаимопротиворечивы. В этой связи принято решение работать с данными каталога WDS в изначальном виде, без корректировки указанного блеска. Напомним, что суммарная яркость двух идентичных источников на  $\sim 0,75^{\text{mag}}$  выше по сравнению с одиночным объектом.

WDS — прежде всего астрометрический каталог, фотометрические данные в нём являются лишь вспомогательными. В частности, отсутствуют ссылки на источники данных по блеску. Результаты кросс-отождествления показывают, что основная часть звёздных величин заимствована из каталога *Tycho-2* [58], специализированного фотометрического каталога, построенного по однородным данным проекта *Hipparcos* [68]. К сожалению, не все объекты нашей выборки присутствуют в *Tycho-2*, прежде всего отсутствуют тусклые вторичные компоненты тесных двойных. Другим важным источником блеска в WDS служит каталог компонентов двойных и кратных звёзд CCDM [69]. Фотометрические исследования тесных двойных — нетривиальная задача, неизбежно приводящая к разночтениям в разных источниках данных. К примеру, замечен систематический сдвиг порядка  $0,1^{\text{mag}}$  между фотометрией *Hipparcos* и данными спекл-интерферометрии [70]. Из-за отсутствия универсального источника однородных данных, принято решение в рамках исследования придерживаться фотометрических данных WDS.

Созданная выборка включает в себя звёзды ярче  $9^{\text{mag}}$ . По меркам *Gaia* такие источники являются яркими, и каталог обладает для них существенной неполно-

той [63].<sup>9</sup> Будучи неспособными полностью заменить WDS, данные *Gaia* полезны для верификации и оценки расстояний до большинства систем. WDS включает в себя неподтверждённые системы, все объекты с маркировкой “X”, используемой для вероятных артефактов, убраны из дальнейшего рассмотрения. Также удалены двойные с инфракрасной фотометрией (флаг “K”), системы со временем последнего наблюдения до 1991 года, нулевым числом измерений и отсутствующим блеском вторичного компонента. Дополнительно отсеяны следующие объекты: WDS 10396–5728 — широкая двойная звезда с компонентами одинаковой яркости согласно WDS ( $\rho = 8,6''$ ,  $\text{mag}_1 = 8,46$ ,  $\text{mag}_2 = 8,4$ ). В то же время по данным обзора 2MASS [71] вторичный компонент является существенно более тусклым источником, что хорошо согласуется с оценкой блеска *Gaia* DR2  $G = 12,2^{\text{mag}}$ . WDS 15365+1607 ( $\rho = 1''$ ,  $\text{mag}_1 = 8,5$ ,  $\text{mag}_2 = 8,9$ ) — система не отождествлена. Звёздные величины округлены до десятых, что характерно для инфракрасной фотометрии в WDS. Координаты соответствуют звезде 18 Змеи, имеющей блеск  $5,9^{\text{mag}}$ , однако подтверждения её двойственности в литературе не найдено. WDS 17404–3707 — ещё одна широкая ( $\rho = 10,3''$ ) пара с компонентами  $8,3^{\text{mag}}$  по данным WDS, однако 2MASS указывает на вторичный компонент с  $G \sim 13^{\text{mag}}$ . WDS 23293–8543 имеет вторичный компонент  $\text{mag}_2 = 10,9$  по данным CCDM и *Gaia* DR2, что противоречит  $\text{mag}_2 = 8,53$ , указанным в каталоге WDS.

Ещё несколько систем в выборке имеют блеск в CCDM или *Gaia* DR2, немного превышающий предельную величину  $9^{\text{mag}}$ . Принято решение не корректировать указанную яркость и полагаться на данные, указанные в WDS. Наконец, три системы являются оптическими парами согласно параллаксам и собственным движениям *Gaia* DR2,<sup>10</sup> в WDS они отмечены как системы с известным линейным решением. Эти объекты исключены из ансамбля рассматриваемых объектов.

<sup>9</sup> Полнота данных *Gaia* DR3 существенно улучшена по сравнению с DR2, почти все объекты в диапазоне  $3 — 9^{\text{mag}}$  включены в каталог. Вместе с тем в диапазоне  $0,8 — 1''$  для  $\sim 20\%$  объектов выборки фотометрия DR3 имеется лишь для одного компонента. Полный переход на данные *Gaia* остаётся невозможным для данного диапазона параметров.

<sup>10</sup> Подтверждается данными *Gaia* DR3.

### 1.3 Расстояния и общие свойства наблюдательного ансамбля

После выполнения описанных манипуляций в наблюдательном ансамбле остались 1227 систем. Оценки расстояний [72] на основе параллаксов *Gaia* DR2<sup>11</sup> доступны для обоих компонентов в 1032 случаях. Для 155 двойных параллакс доступен лишь для одной из звёзд. Для 40 систем без параллакса *Gaia* DR2 расстояние вычислялось с помощью данных *Hipparcos* [73]  $d = 1/\pi$ . Таким образом получены необходимые оценки до всех объектов наблюдательного ансамбля. Параллакс каждой звезды в отдельности может быть известен с большой ошибкой, поэтому при сравнении с предсказаниями модели популяционного синтеза используется медиана и значения квартилей. Разность формальных оценок расстояний до компонентов двойной можно использовать для оценки погрешности.<sup>12</sup>

Алгоритмы *Gaia* DR2<sup>13</sup> расценивают источники как одиночные объекты, тогда как изучаемый ансамбль заведомо состоит исключительно из двойных и кратных звёзд. Вместе с тем периоды изучаемых двойных велики, и эффект орбитального движения зачастую пренебрежимо мал. Полноценный анализ данных *Gaia* DR2 выходит за рамки настоящей работы, но следует признать, что часть данных о двойных в *Gaia* DR2 заведомо неточная и даже ошибочная.<sup>14</sup> В частности, для 138 двойных разность параллаксов компонентов превышает три стандартные ошибки. В единичных случаях это действительно может быть связано с тем, что система является оптической парой, но в целом плохая согласованность измеренных параллаксов скорее отражает систематические ошибки *Gaia*, нежели реальное отличие расстояний. Такая неопределённость не позволяет корректно создать выборку, ограниченную по параллаксу или расстоянию от Солнца. Самая далёкая двойная звезда выборки с хорошо согласованными параллаксами компонентов (WDS 10441–5935) удалена на  $d \sim 3500$  пк. Ещё как минимум для пяти систем расстояние до одного из компонентов оценивается в 4 — 6 кпк.

Медианное угловое расстояние  $\rho$  для объектов выборки составляет  $2,78''$ . На графиках 2 и 3 показано распределение блеска компонентов и его разности по отдельности для широких и тесных систем. На них не заметно явного разли-

<sup>11</sup>Квартили распределения параллаксов для объектов выборки, одновременно идентифицированных в *Gaia* DR2 и DR3, согласуются в рамках 1%. Индивидуальные значения параллаксов при этом могут существенно отличаться.

<sup>12</sup>Сравнение измеренных параллаксов у компонентов визуальных двойных подробно обсуждается в разделе 2.4.

<sup>13</sup>Справедливо и для основной таблицы *Gaia* DR3.

<sup>14</sup>Двойные звёзды с формально большим различием параллаксов компонентов обсуждаются в разделе 2.3.

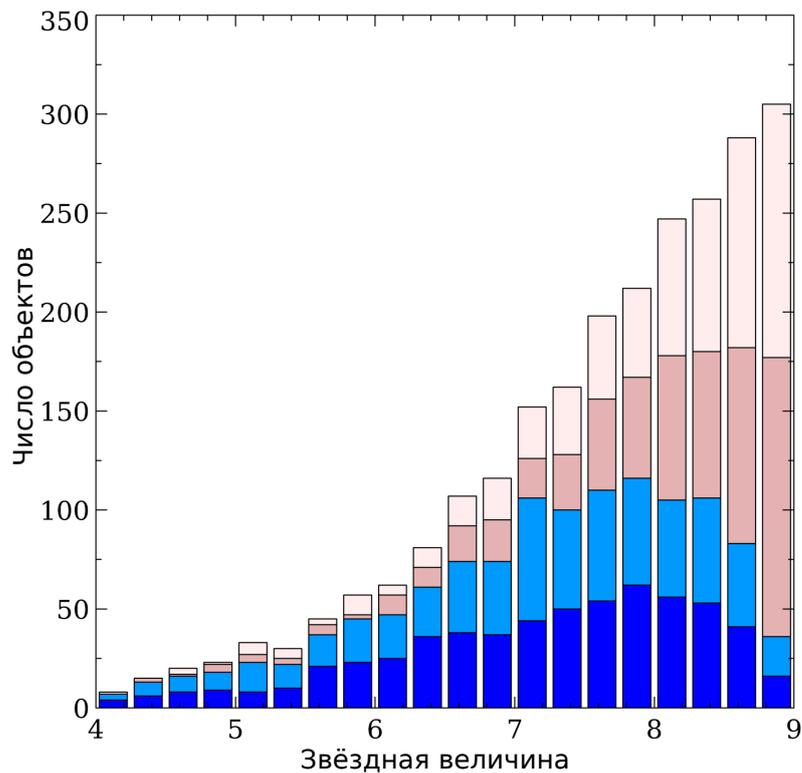


Рисунок 2 — Распределение видимой звёздной величины ( $V$ ) для 1227 систем выборки. Последовательно в направлении снизу вверх показаны: распределение главных компонентов тесных ( $0,8 < \rho'' < 2,785$ ) и широких ( $2,785 < \rho'' < 15$ ) пар, распределение вторичных компонентов тесных и широких пар.

Гистограммы для тесных и широких двойных выглядят идентично.

чия, потенциально вызванного эффектами селекции и неполнотой выборки. Статистические критерии согласия также свидетельствуют, что распределение яркости широких и тесных двойных может определяться одной и той же функцией.

#### 1.4 Общие принципы модели популяционного синтеза

Представленная в работе модель популяционного синтеза использует генерацию методом Монте-Карло астрофизических параметров исходя из априорных распределений вероятности. Наблюдаемые параметры  $\text{mag}_1$ ,  $\text{mag}_2$ ,  $\rho$  вычисляются на основе сгенерированных фундаментальных характеристик: звёздных масс, возраста, расстояний и т.д. Далее учитываются эффекты селекции, аналогичные тем, что использовались для создания наблюдательной выборки (формула 1), по-

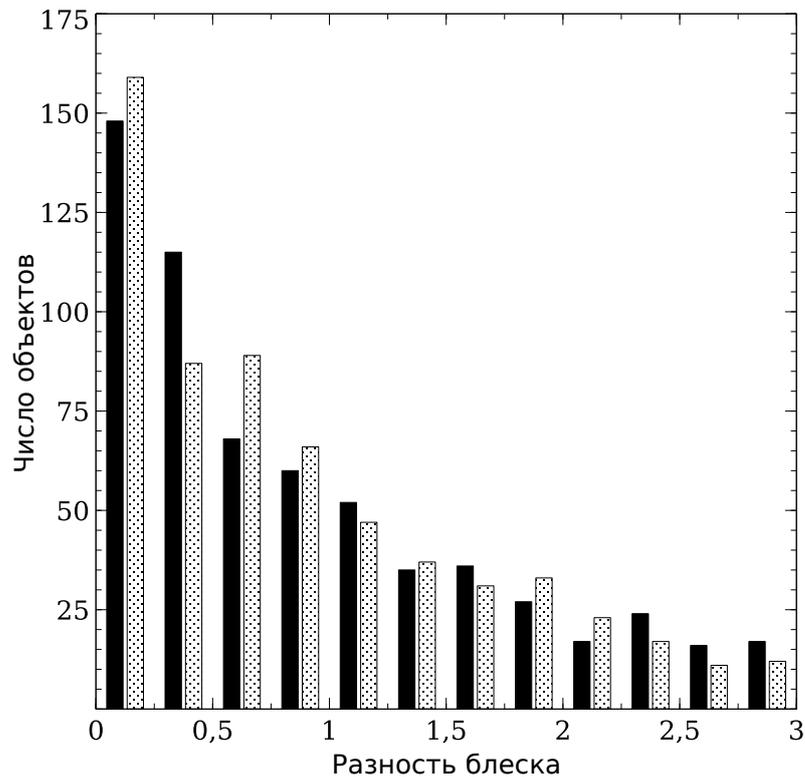


Рисунок 3 — Распределение разности блеска компонентов  $\Delta\text{mag} = \text{mag}_2 - \text{mag}_1$  для тесных (выделены тёмным,  $0,8 < \rho'' < 2,785$ ) и широких ( $2,785 < \rho'' < 15$ ) двойных. Тесные пары преобладают среди высококонтрастных систем, потенциальный эффект селекции должен приводить к обратному эффекту.

сле чего полученные результаты сравниваются с наблюдательными данными. Ниже приведены общие замечания, касающиеся разработанной модели.

Целью исследования является изучение двойных звёзд, но описанная ниже модель популяционного синтеза используется и для воспроизведения популяции одиночных звёзд, прежде всего с целью проверки корректности вычислений. Разработанная модель не учитывает кратные системы и долю двойных среди всего звёздного населения и рассматривает лишь синтетические ансамбли, состоящие полностью из одиночных или двойных звёзд. Другое важное упрощение состоит в предположении, что все светила эволюционируют как одиночные объекты. Визуальные двойные звезды действительно имеют достаточно широкие орбиты, и взаимное влияние компонентов едва ли является существенным фактором. Вместе с тем в наблюдательной выборке имеются кратные системы, среди которых возможно существование тесных неразрешённых двойных, эволюция которых может существенно отличаться от жизни одиночных звёзд. Далее предполагается, что светимость или абсолютная звёздная величина модели-

руемой звезды определяется исключительно её массой, возрастом и металличностью:  $L(\text{Mag}_{1,2}) = f(M, t, [\text{Fe}/\text{H}])$ . Общее число сгенерированных объектов подбирается таким образом, чтобы обеспечить воспроизводимость результатов. Для достижения этой цели итоговая синтетическая выборка двойных звёзд по размеру не менее чем в 20 раз превосходит наблюдательный ансамбль, состоящий из 1227 систем. Для вычисления наблюдаемых характеристик визуальной двойной звезды ( $\text{mag}_1, \text{mag}_2, \rho$ ) необходимо сгенерировать следующие параметры:

- Начальная масса компонентов  $M_1$  и  $M_2$
- Возраст  $t$
- Металличность  $[\text{Fe}/\text{H}]$
- Галактические координаты и расстояние до звезды  $d$
- Межзвёздное поглощение  $A_V$
- Проекция линейного расстояния между компонентами  $s$

### 1.5 Начальная функция масс, сценарии образования пар

Распределение масс звёзд на момент их выхода на главную последовательность определяется начальной функцией масс (НФМ). Вслед за основополагающей работой Салпитера [74] её традиционно задают степенной функцией. В настоящее время обычно применяется кусочный степенной закон [75], либо сочетание логнормального распределения со степенной функцией [76]. В литературе предложены и другие способы определить НФМ, однако практический результат малоотличим [77]. В настоящей работе мы не пытаемся сделать выбор между разными аналитическими формами и используем кусочную степенную функцию в качестве плотности распределения вероятности массы звёзд нулевого возраста:

$$\frac{dN}{dM} \sim \begin{cases} 0, & M < M_{\min}, M > M_{\max} \\ M^{-\alpha_1}, & M_{\min} \leq M < M_s \\ M^{-\alpha_2}, & M_s \leq M \leq M_{\max}. \end{cases} \quad (2)$$

Маломассивные звёзды имеют низкую светимость, в связи с чем их вклад в наблюдательный ансамбль, включающий в себя сравнительно яркие объекты, весьма ограничен. Минимальная масса в расчётах эмпирически принята

$M_{\min} = 0,3M_{\odot}$ , менее массивные звёзды фактически не могут попасть в синтетическую выборку из-за эффектов селекции, в то же время отнимая значительное расчётное время. Выбор точки перегиба  $M_s$  является свободным, по умолчанию используется часто используемое в литературе значение  $M_s = 0,5m_{\odot}$ . Наибольшая возможная масса  $M_{\max} = 68m_{\odot}$  определяется доступностью синтетических изохрон, но в любом случае вклад наиболее массивных звёзд ограничен из-за их короткого времени жизни. Использование дополнительных точек перегиба возможно, но практически нецелесообразно, так как наблюдательные данные удаётся успешно воспроизвести с помощью вышеописанной формы.  $\alpha_1 = 1,3$  применяется по умолчанию, тогда как для  $\alpha_2$  исследуется широкий спектр значений.

Формула 2 позволяет сгенерировать население, состоящее из одиночных объектов. Для создания популяции двойных звёзд потребуются дополнительные предположения. Способы скомбинировать звёздные массы в рамках двойной системы обстоятельно описаны в работе [78], здесь мы ограничимся отдельными замечаниями. Различные сценарии предполагают разные параметры в качестве фундаментальных. Основными параметрами двойной звезды являются массы компонентов  $M_1$  и  $M_2$  ( $M_1 \geq M_2$ ), суммарная масса системы  $M_T = M_1 + M_2$  и отношение масс  $q = M_2/M_1$  ( $0 < q \leq 1$ ).<sup>15</sup> Самый простой сценарий заключается в предположении, что массы компонентов выбираются независимо друг от друга из одной и той же функции НФМ. Более массивная звезда объявляется главным компонентом, другая становится вторичным:  $M_1 \geq M_2$ . Такой алгоритм известен как случайное формирование пар (RP<sup>16</sup>). При наличии в аналитической форме НФМ минимально возможной массы  $M_{\min}$ , RP приводит к резко убывающему распределению  $f(q)$  для массивных звёзд [79], однако во всей выборке в целом распределение растущее за счёт обилия маломассивных светил [80].

Другие рассматриваемые сценарии подразумевают, что массы компонентов скоррелированы и в явном виде зависят от отношения масс  $q$ . Для аналитического описания распределения по аналогии с НФМ используется кусочный степенной закон  $f(q) = dN/dq \sim q^{\beta}$ , значение  $\beta$  может варьироваться в зависимости от  $q$ . Из-за ограничений, вызванных учётом эффектов селекции (формула 1), двойные с малым  $q$ , как правило, не попадают в окончательную выборку, а значит модель не чувствительна к таким системам. В связи с этим на практике используется единый

<sup>15</sup> Данное определение применяется только на этапе моделирования. Если менее массивный компонент становится более ярким, то при сравнении с наблюдательными данными он будет считаться главным.

<sup>16</sup> RP — Random Pairing

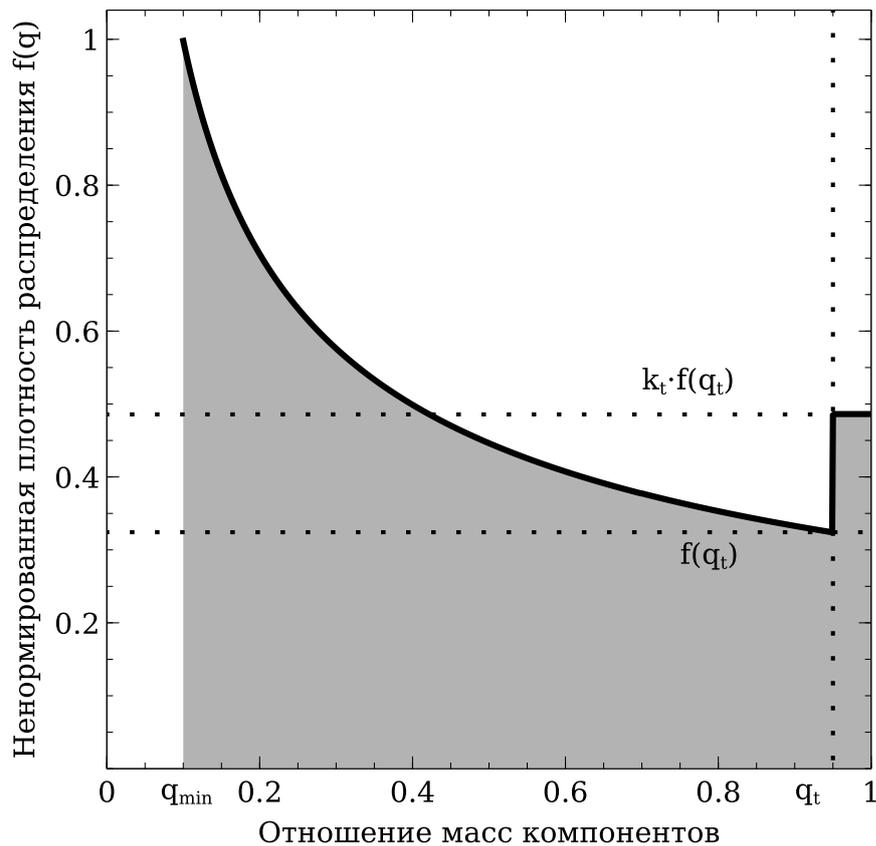


Рисунок 4 — Функция распределения отношения масс компонентов  $f(q = M_2/M_1)$  с избытком звёзд-близнецов.  $f(q) \sim q^\beta$  для  $q_{\min} \leq q < q_t$ ,  $q_t = 0,95$ . При построении использованы значения:  $\beta = -0,5$ ;  $k_t = 1,5$ .

показатель наклона<sup>17</sup>  $\beta$ , применяемый во всём диапазоне  $q$ . Важным свойством распределения  $f(q)$  является избыточное число звёзд-близнецов, то есть систем с компонентами идентичных масс ( $q \sim 1$ ). Первоначально избыток был открыт для тесных спектроскопических двойных [81], позднее были найдены свидетельства его наличия и для более широких пар [60; 82]. Природа происхождения звёзд-близнецов активно обсуждается в литературе [83–85]. Для учёта систем с  $q \sim 1$  в распределение  $f(q)$  вводится поправка, увеличивающая число двойных с близкими массами компонентов. Распределение  $q$  в диапазоне  $q_t \leq q \leq 1$  принимается равномерным (плоским), при этом плотность вероятности домножается на коэффициент  $k_t$  (рисунок 4). Аналитически избыток определяется как отношение односторонних пределов распределения  $f(q)$  в точке  $q = q_t$  и отражает прирост числа сгенерированных пар с компонентами-близнецами:  $k_t = \frac{\lim_{q \rightarrow q_t^+} f(q)}{\lim_{q \rightarrow q_t^-} f(q)}$ . Используемая функциональная форма распределения  $f(q)$  указана ниже:

<sup>17</sup>Степенная функция, используемая для параметризации  $f(m)$  и  $f(q)$ , выглядит как наклонная прямая на графике с логарифмическими осями. Вслед за литературой мы называем наклоном показатель степени линейной величины.

$$f(q) = \frac{dN}{dq} \sim \begin{cases} 0, & q < q_{\min}, q > 1 \\ q^\beta, & q_{\min} \leq q < q_t \\ 1, & q_t \leq q \leq 1, \frac{f(q_{t+})}{f(q_{t-})} = k_t \end{cases} \quad (3)$$

$q_{\min}$  установлено на значении 0,1. Как уже отмечалось, системы с малым  $q$  отсеиваются эффектами селекции. Минимальное  $q$  для звёзд-близнецов выбрано  $q_t = 0,95$  аналогично работе [16]. В указанной публикации доля близнецов  $f_t$  определяется как отношение числа избыточных звёзд с  $q > 0,95$  к общему числу двойных с  $q > 0,3$ . Данная величина вычисляется нами наряду с  $k_t$ . Безусловно, функция распределения отношения масс компонентов  $f(q)$  без избытка близнецов также возможна, в этом случае  $f(q) \sim q^\beta$  во всём диапазоне  $q_{\min} \leq q \leq 1$ .

Рассматриваются два основных алгоритма с применением функции распределения  $f(q)$ . В первом случае (PCP<sup>18</sup>) с помощью НФМ (формула 2) задаётся масса более массивного компонента, а  $f(q)$  используется на следующем этапе для расчёта массы менее массивной звезды:  $M_2 = q \cdot M_1$ . В другом сценарии (SCP<sup>19</sup>) первоначально с помощью НФМ определяется суммарная масса системы  $M_T = M_1 + M_2$ . Формула 2 при этом адаптируется, значения  $M_{\min}$ ,  $M_s$  и  $M_{\max}$  увеличиваются в два раза по сравнению с расчётом для одиночной звезды. Далее массы компонентов рассчитываются с помощью распределения  $f(q)$ :  $M_1 = \frac{M_T}{1+q}$ ,  $M_2 = M_T - M_1$ . В обоих сценариях системы с  $M_2 < M_{\min}$  удаляются из дальнейшего рассмотрения. Прежде было отмечено, что SCP с равномерным распределением  $f(q) \sim q^0$  напоминает сценарий PCP с  $f(q) \sim q^{-0,5}$  [86], сгенерированные с их помощью выборки двойных практически неотличимы. Наши расчёты подтверждают данную связь, однако размер поправки зависит от принятой НФМ. Так, SCP с  $f(q) \sim q^\beta$  почти идентичен алгоритму PCP с  $f(q) \sim q^{\beta-0,7}$  при наклоне НФМ  $\alpha_2 = 2,8$  (рисунок 5). Закономерность сохраняется и для моделей с избытком звёзд-близнецов и в целом затрудняет выбор между PCP и SCP.

Оба сценария подразумевают, что  $f(q)$  не зависит от массы звезды. Так, одна и та же функция  $f(q)$  используется для генерации  $M_2$  для главного компонента массой  $M_1 = 1m_\odot$  и  $M_1 = 5m_\odot$ . Конечно, сценарии, в которых  $f(q)$  меняется в зависимости от массы, также возможны и потенциально могут лучше отражать реальные астрофизические процессы. Формулы 2 и 3 являются генерирующими

<sup>18</sup>PCP — Primary-constrained pairing согласно [78].

<sup>19</sup>SCP — Split-core pairing согласно [78].

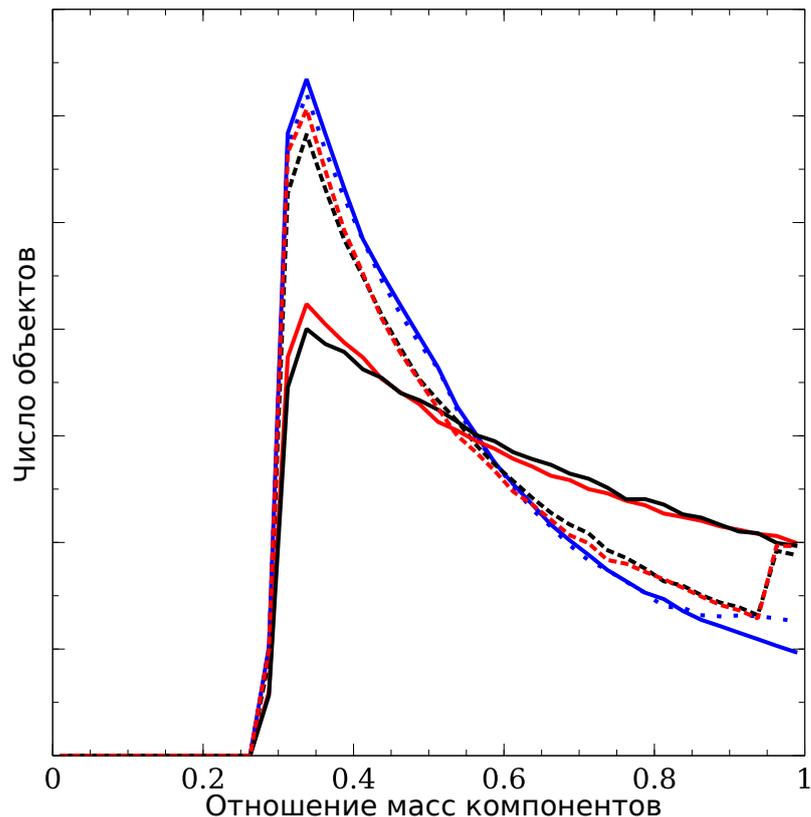


Рисунок 5 — Эффективное сгенерированное распределение  $f(q)$  для выборки главных компонентов солнечной массы  $0,95m_{\odot} < M_1 < 1,05m_{\odot}$ . Наклон НФМ принят  $\alpha_2 = 2,8$  для сценариев РСР и SCP. Красная непрерывная линия: РСР,  $\beta = -0,7$ ; чёрная непрерывная: SCP,  $\beta = 0$ ; красный пунктир: РСР,  $\beta = -1,5$ ,  $k_t = 1,5$ ; чёрный пунктир: SCP,  $\beta = -0,8$ ,  $k_t = 1,5$ ; синяя непрерывная: RP,  $\alpha_2 = 2$ ; синий пунктир: RPT,  $\alpha_2 = 2$ ,  $f_t = 0,04$ . Сгенерированные распределения для алгоритмов РСР и SCP практически совпадают при одновременном использовании в сценарии РСР наклона  $\beta$ , а в алгоритме SCP  $\beta + 0,7$ . Отдельно заметим, что RP and RPT создают круто убывающее  $f(q)$ .

функциями. Отсевание маломассивных объектов с  $M_2 < M_{\min}$  приводит к тому, что итоговое сгенерированное распределение отличается от генерирующего (рисунки 6 и 7). К примеру, пусть в рамках сценария РСР сгенерирована масса главного компонента  $M_1 = 0,5m_{\odot}$ . Если рассчитанное вслед отношение масс окажется меньше  $q = \frac{M_{\min}}{M_1} = \frac{0,3m_{\odot}}{0,5m_{\odot}} = 0,6$ , то система удаляется из дальнейшего рассмотрения. Таким образом, эффективное сгенерированное распределение для главного компонента с  $M_1 = 0,5m_{\odot}$  составляет  $f(q) = 0$  при  $q < 0,6$ . Вид сгенерированных распределений сильно зависит от используемых значений  $M_{\min}$  и  $q_{\min}$ , однако они не влияют на финальные синтетические выборки, если соответствующие параметры выбраны достаточно малыми. Отдельно отметим, что сгенери-

рованное распределение  $f(q)$  для широкого ансамбля звёзд сильно отличается от соответствующего распределения для ограниченного набора звёздных масс.

В дополнение к описанным выше алгоритмам RP, PCP и SCP вводится сценарий RPT,<sup>20</sup> подразумевающий сочетание случайного формирования пар RP с отдельной популяцией звёзд-близнецов. Согласно ему, первоначально массы отдельных объектов определяются с помощью НФМ (формула 2). Далее большинство из них комбинируются в пары согласно стандартному алгоритму RP. Однако небольшая доля первоначально сгенерированных объектов  $f_t$  создаёт самостоятельную популяцию звёзд-близнецов. Массы этих объектов делятся приблизительно поровну согласно нормальному распределению:  $f(Q) \sim N(\mu = 0,5, \sigma = 0,02)$ ,  $M_1 = Qm$ ,  $M_2 = m - M_1$ .  $M_1$  и  $M_2$  могут поменяться значениями для выполнения условия  $M_1 \geq M_2$ . Медианное  $q = M_2/M_1$  для полученной популяции звёзд-близнецов составляет приблизительно 0,95, что соответствует значению  $q_t$ , используемому в алгоритмах PCP и SCP. Стандартный сценарий случайного образования пар RP может рассматриваться как разновидность алгоритма RPT с нулевой долей звёзд-близнецов,  $f_t = 0$ . Эффективное распределение  $f(q)$ , полученное для сценариев RP и RPT, показано на рисунке 5.

## 1.6 Возраст и металличность, расчёт светимости

Для определения светимости звезды в рамках модели помимо массы необходимо задать её возраст и металличность. Подразумевается, что НФМ не зависит от времени, возраст звёзд и сгенерированные начальные массы статистически независимы. Постоянная скорость звездообразования часто используется в качестве первого приближения, однако такая модель не способна точно воспроизвести данные *Tycho-2*, сценарий с постепенным затуханием темпа формирования звёзд более удачен [87]. Для описания процесса используется экспоненциальный закон:

$$\frac{dN}{dt} \sim \exp \gamma t \quad (4)$$

---

<sup>20</sup>RPT — Random Pairing & Twins, обозначение введено автором.

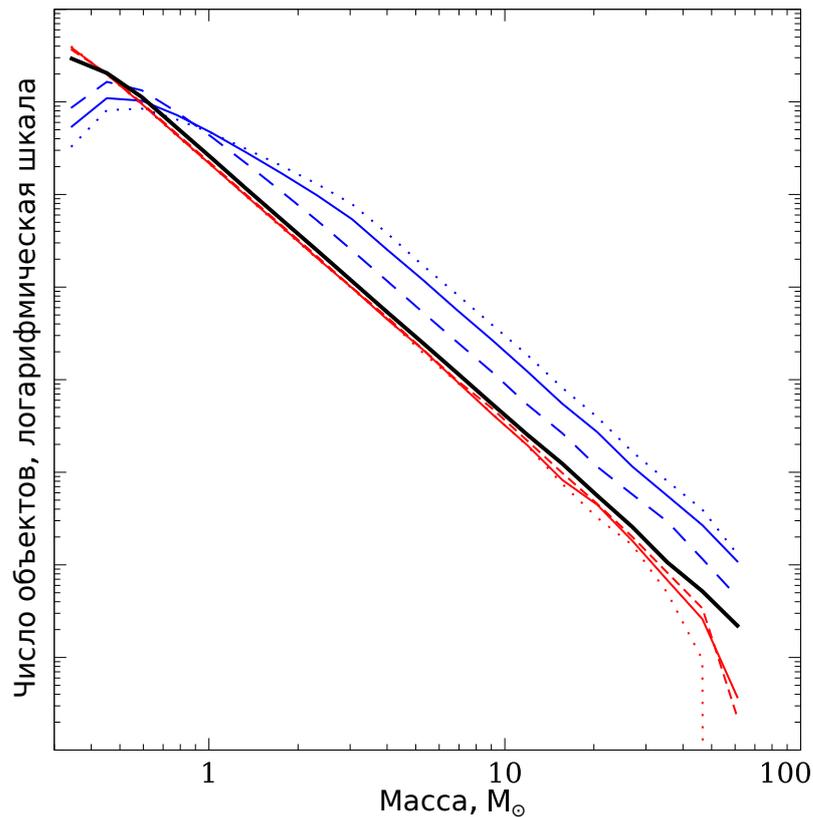


Рисунок 6 — Генерирующее и сгенерированное распределение начальной массы в сценарии РСР для разных  $f(q)$ . Чёрная непрерывная линия: генерирующая НФМ,  $\alpha_2 = 2,8$  в формуле 2. Штриховая линия:  $f(q) \sim q^0$ ; короткий пунктир:  $f(q) \sim q^{-2}$ ; цветная непрерывная линия:  $f(q) \sim q^{-1,5}$  с избытком звёзд-близнецов  $k_t = 1,5$ . Распределение масс главных компонентов  $M_1$  показано синим цветом, красный используется для масс вторичных компонентов  $M_2$ . Форма сгенерированного распределения определяется выбранными значениями  $M_{\min}$  и  $q_{\min}$ , вместе с тем свойства финальной выборки от них не зависят, если эти параметры выбраны достаточно малыми.

Принимая во внимание таблицу 7 из работы [88], характерное время затухания выбрано  $1/\gamma = 10^{10}$  лет, максимальный возраст  $t_{\max} = 1,3 \cdot 10^{10}$  лет. Таким образом, текущий темп звездообразования составляет 27 % от первоначального значения. Минимальный возраст определяется доступностью изохрон,  $t_{\min} = 4 \cdot 10^6$  лет. Варьирование истории звездообразования и начальной функции масс во многом приводит к идентичному влиянию на синтетическую выборку (раздел 1.10).

Металличность звёздного населения  $[\text{Fe}/\text{H}]$  с возрастом в среднем уменьшается, а характерная дисперсия увеличивается [89]. В рамках модели принято нормальное распределение  $[\text{Fe}/\text{H}]$  с параметрами, зависящими от возраста звезды (таблица 1). Существуют указания на корреляцию частоты встречаемости двой-

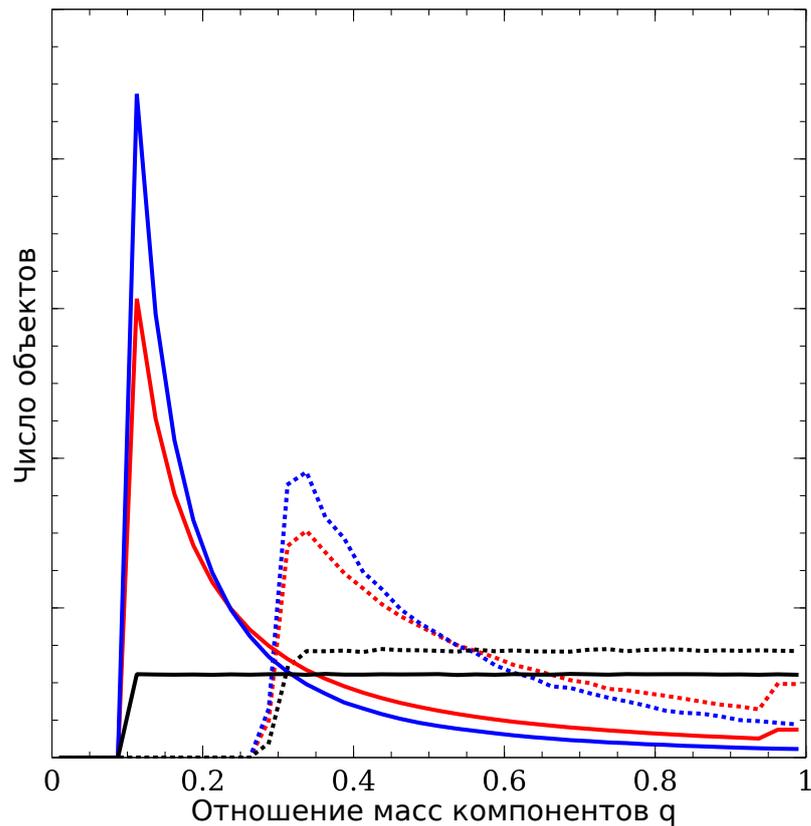


Рисунок 7 — Генерирующее и сгенерированное распределение отношения масс компонентов в сценарии РСР для разных  $f(q)$ . Непрерывная линия: генерирующее распределение; пунктирная линия: сгенерированное распределение для выборки двойных с главными компонентами солнечной массы  $0,95m_{\odot} < M_1 < 1,05m_{\odot}$ . Цветом показаны разные  $f(q)$ : чёрный  $\sim q^0$ , синий  $\sim q^{-2}$ , красный  $\sim q^{-1,5}$  с избытком звёзд-близнецов  $k_t = 1,5$ .

ных звёзд и металличности [90], однако обеднённые металлами светила редки в исследуемой выборке, что минимизирует потенциальное влияние этого фактора. Возраст и металличность принимаются одинаковыми для обоих компонентов, так как формирование двойной через захват звезды считается маловероятным [91].

После того как масса  $M$ , возраст  $t$  и металличность  $[\text{Fe}/\text{H}]$  звезды сгенерированы, светимость вычисляется с помощью сетки изохрон PARSEC 1.2S [93–98]. Для основных расчётов используется фотометрическая полоса *Tycho-2*  $V_T$ , дополнительно вычисляется блеск в фильтре  $B_T$ . Сетка изохрон рассчитана в интервале  $6,6 < \lg t$  (млрд лет)  $< 10,11$  и  $-1,6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0,6$  с шагом 0,01 и 0,1 соответственно. Для  $\lg t$  и  $[\text{Fe}/\text{H}]$  подбирается ближайшая доступная изохрона, для вычисления светимости звезды заданной массы используется линейная интерполяция. Стадии эволюции после схода с асимптотической ветви гигантов в модели популяционного синтеза не рассматриваются, вырожденные объекты отсутствуют в

Таблица 1 — Параметры нормального распределения, используемые для генерации металличности звёздного населения, при выборе параметров использован график 13с из работы [92].

$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\sigma$	Возраст, млрд лет
0	0,1	$t < 2$
-0,1	0,1	$2 < t < 4$
-0,1	0,15	$4 < t < 8,5$
-0,2	0,2	$8,5 < t < 10$
-0,5	0,3	$t > 10$

наблюдательной и синтетической выборках. Звёзды с возрастом, превышающим их эволюционный предел, удаляются из дальнейшего рассмотрения, благодаря чему реализуется переход от начальной к современной функции масс.

## 1.7 Пространственное распределение и межзвёздное поглощение

После расчёта абсолютных светимостей звёзд необходимо учесть их расстояние от наблюдателя. Наша галактика имеет сложную структуру [99] и любая модель неизбежно является упрощённым представлением реального звёздного населения. Поскольку нас интересуют сравнительно яркие, а значит близкие объекты, рассматривается простая модель, состоящая из тонкого и толстого диска. Вклад Галактического гало и балджа в выборку предполагается ничтожно малым. Различие между тонким и толстым диском определяется возрастом, звёзды с  $t > 10$  млрд лет считаются принадлежащими к толстому диску, более молодые объекты относятся к тонкому. Плотность распределения звёзд в зависимости от удаления от Галактического центра  $r$  определяется простым экспоненциальным законом:  $\frac{dN}{dr} \sim \exp \frac{-r}{L}$  со шкалой расстояния  $L = 2500$  и  $L = 3500$  пк для тонкого и толстого диска соответственно. Экспоненциальное распределение также используется для вертикальной шкалы толстого диска:  $\frac{dN}{dz} \sim \exp \frac{-z}{h}$  с характерной высотой  $h = 900$  пк,  $z$  — расстояние от плоскости Галактики. Для тонкого диска оказывается предпочтительным (раздел 1.10) логистическое<sup>21</sup> распределение:  $\frac{dN}{dz} \sim \text{sech}^2 \frac{z}{2h}$ . Вертикальная шкала тонкого диска  $h$  зависит от возраста  $t$

<sup>21</sup>В выражении используется функция гиперболический секанс.

за счёт того, что звёзды формируются вблизи Галактической плоскости, а затем постепенно мигрируют [100]. В работе применяется адаптированная модель [101] с параметрами  $h_0 = 35$  пк,  $h_1 = 78$  пк,  $v = 175 \cdot 10^{-9}$  пк/год,  $\tau = 10^9$  лет:

$$h(t) = \begin{cases} \sqrt{(h_0^2 + (tv)^2)}, & t \leq 0,5 \cdot 10^9 \text{ лет} \\ h_1 \sqrt{1 + t/\tau}, & t > 0,5 \cdot 10^9 \text{ лет} \end{cases} \quad (5)$$

В рамках модели Солнце находится точно в Галактической плоскости на расстоянии  $r = R_\odot = 8,5$  кпк от центра, распределение по азимуту вокруг Галактического центра  $dN/d\theta$  является равномерным. Дистанция до звезды от наблюдателя вычисляется в цилиндрических координатах:  $d = r^2 + R_\odot^2 - 2rR_\odot \cos \theta + z^2$ . Максимальное расстояние ограничено  $d_{\max} = 2$  кпк исходя из практических соображений для сокращения расчётного времени. Тестовые расчёты с  $d_{\max} = 5$  кпк показывают, что доля двойных на расстоянии 2 — 5 кпк в синтетической выборке составляет менее 0,5 % для всех реалистичных сценариев. При этом  $d_{\max} = 5$  кпк применяется при моделировании населения одиночных звёзд. Самые яркие объекты в используемых синтетических изохронах имеют абсолютный блеск около  $-10^{\text{mag}}$ , что потенциально позволяет им наблюдаться с больших расстояний, однако такие звёзды очень редки и их влияние на исследуемую выборку мало.

Межзвёздное поглощение  $A_V$  оценивается с помощью формул 12 — 13 из [102]. Данная модель предполагает поглощение в экваториальной плоскости и поясе Гулда и считается корректной, по крайней мере, в радиусе 2 кпк от Солнца, что достаточно для исследуемых объектов. Значение  $A_V$  принимается одинаковым для обоих компонентов. Видимая звёздная величина рассчитывается по формуле  $\text{mag}_{1,2} = \text{Mag}_{1,2} - 5 + 5 \lg d + A_V$ .  $\text{Mag}_{1,2}$  — абсолютная звёздная величина, рассчитанная с помощью изохрон (раздел 1.6). Для оценки поглощения в полосе  $B_T$  используется показатель селективного поглощения  $R_V = 3,1$  [103; 104], избыточное ослабление блеска рассчитывается как  $E(B - V) = A_V/R_V = A_V/3,1$ .

## 1.8 Расстояния между компонентами двойных звёзд

Наряду с блеском звёзд, угловое расстояние между компонентами  $\rho$  является наблюдательным параметром, распределение которого требуется воспроиз-

вести с помощью модели популяционного синтеза. С учётом малости  $\rho$  проекцию линейного расстояния в картинной плоскости можно вычислить как  $s = \rho \cdot d$ ,  $d$  — расстояние от Солнца. Ещё в первой четверти XX века было показано [105], что распределение двойных звёзд по размеру орбиты, выраженному в логарифмической форме, является равномерным вплоть до  $s_{\max} \sim 1$  пк. Иными словами,  $dN/ds \sim s^{-1}$ . Этот вывод во многом остаётся актуальным и столетие спустя. Вместе с тем имеются указания на то, что убывание численности двойных становится более резким  $dN/ds \sim s^{-\epsilon}$ ,  $\epsilon \sim 1,5$ , начиная с  $s > 2000 \sim 5000$  а.е [106;107]. Результаты численного моделирования эволюции орбит двойных систем при распаде звёздных ассоциаций и скоплений также предсказывают  $\epsilon \sim 1,5$  [108]. Отдельные авторы при описании распределения размера орбит отдают предпочтение логнормальному закону [109]. Тем не менее в данной работе мы применяем кусочный степенной закон с параметрами, заимствованными из работы [59]:

$$f(s) \sim \begin{cases} 0, & s < s_{\min}, s > s_{\max} \\ s^{-\epsilon}, & s_{\min} \leq s \leq 5000 \text{ а.е.} \\ s^{-1,6}, & 5000 \text{ а.е.} < s \leq s_{\max} \end{cases} \quad (6)$$

Значение  $s_{\min}$  выбрано 5 а.е., компоненты более тесных систем едва ли можно считать эволюционно независимыми на поздних стадиях эволюции звёзд. Результаты нашего моделирования показывают, что менее чем для 1% двойных в синтетической выборке орбиты лежат в диапазоне  $5 < s < 20$  а.е. Максимальное расстояние  $s_{\max} = d_{\max}\rho_{\max} = 30000$  а.е., если принято значение  $d_{\max} = 2$  кпк. Учитывая, что с больших дистанций наблюдаются только массивные звёзды, обладающие высокой светимостью, это значение значительно меньше радиуса Якоби [110], а значит двойные системы не должны быть разрушены приливным полем Галактики. В синтетической выборке менее 5% объектов имеют  $s > 5000$  а.е., в этом диапазоне наклон распределения зафиксирован. Для меньших орбит показатель  $\epsilon$  варьируется. Модель явно предполагает, что размер орбиты не зависит от массы и возраста двойной. Расчёты показывают, что для 99% объектов ансамбля потеря массы вследствие звёздного ветра не превышает 2%, так что данный эффект ничтожен для подавляющего большинства звёзд и не влияет на их орбиты.

## 1.9 Модель популяционного синтеза для одиночных звёзд

Корректность модели в первую очередь проверяется на одиночных звёздах, вместе с тем всеобъемлющее изучение их НФМ выходит за рамки исследования. Мы явно предполагаем, что глобальные параметры модели, такие как история темпа звездообразования или пространственное распределение, идентичны для одиночных и двойных систем и по сути используем одиночные звёзды для калибровки параметров. Данное предположение едва ли является полностью корректным, так как динамические свойства одиночных и двойных звёзд различны [111], и шкала высоты Галактического диска для двух популяций может отличаться.

Каталог *Tycho-2* содержит 120521 объект ярче 9-й звёздной величины в полосе  $V_T$  и считается практически полным в этом диапазоне блеска [58]. Мы используем данную выборку без дополнительной очистки, хотя она несомненно подвержена определённому искажению, в том числе от присутствия неразделённых и разделённых двойных. Модель популяционного синтеза, детально описанная в предыдущих разделах, помимо прочего, позволяет вычислить число светил  $N_{\text{mag}}$  вплоть до заданной звёздной величины  $\text{mag}$ . Непосредственно с наблюдательными данными сравниваются отношения звёздных подсчётов  $N_9/N_8$  и  $N_8/N_7$ . Дополнительно проверяется гипотеза, что смоделированное и наблюдаемое распределение по блеску описывается одной функцией с помощью статистических критериев согласия Колмогорова — Смирнова и Андерсона — Дарлингга. Если  $p$ -значение хотя бы одного из них оказывается меньше пороговой величины 0,05, результат сравнения считается отрицательным. В противном случае мы считаем, что модельная выборка не противоречит наблюдательным данным. Размер выборки выбирается эмпирически как баланс между воспроизводимостью результатов и продолжительностью вычислений. Для одиночных звёзд синтетическая выборка создаётся как минимум в три раза обширнее наблюдательной.

Предсказанные звёздные подсчёты зависят от выбранного наклона НФМ (формула 2). Наилучшее согласие наблюдательной и смоделированной выборки формально достигается при значении  $\alpha_2 = 2,6$  (таблица 2, рисунок 8). Более крутой наклон НФМ приводит к избыточному числу тусклых звёзд. Напротив, меньшее значение  $\alpha_2$  увеличивает долю ярких объектов. Статистические критерии согласия подтверждают результат, полученный с помощью сравнения звёздных

Таблица 2 — Сравнение наблюдательной выборки, созданной на основе каталога *Tycho-2*, с предсказаниями модели. Параметры НФМ (формула 2)  $M_s$  и  $\alpha_2$  варьируются, остальные переменные зафиксированы. Наклон НФМ для малых масс выбран  $\alpha_1 = 1,3$  при  $M < M_s$ .  $N_{\text{mag}}$  — число звёзд до указанной звёздной величины, квантили расстояний рассчитаны по данным *Gaia* DR2. Гипотеза, что распределение видимого блеска в наблюдательной и синтетической выборках описывается одной функцией не отвергается статистическими критериями согласия только при значении  $\alpha_2 = 2,6$ . Строка *Tycho-2\** соответствует расстояниям до объектов наблюдательной выборки, рассчитанным с учётом влияния неразрешённой двойственности (раздел 1.9).

НФМ ( $\sim M^{-\alpha}$ )		Звёздные подсчёты		Квантили расстояний, пк		
$\alpha_2$	$M_s$	$N_9/N_8$	$N_8/N_7$	25%	50%	75%
<i>Tycho-2</i>		2,87	2,95	157	284	448
<i>Tycho-2*</i>		2,87	2,95	153	275	437
2,4	$0,5m_{\odot}$	2,81	2,9	173	288	434
2,5	$0,5m_{\odot}$	2,84	2,91	169	284	426
2,6	—	2,87	2,95	165	280	418
2,6	$0,5m_{\odot}$	2,86	2,95	164	279	417
2,6	$1m_{\odot}$	2,87	2,98	166	280	416
2,7	$0,5m_{\odot}$	2,90	3,00	161	277	412
2,8	$0,5m_{\odot}$	2,92	3,04	157	273	406

подсчётов  $N_9/N_8$ , и отдают предпочтение  $\alpha_2 = 2,6$ . Поскольку размеры выборки велики ( $N \sim 10^5$ ), дискриминационная способность критериев согласия высока и модели с  $\alpha_2 = 2,5$  или  $2,7$  отвергаются. Рассматривается форма НФМ с точкой перегиба  $M_s = 0,5m_{\odot}$  и  $1m_{\odot}$ , а также модель с единым  $\alpha$  во всём диапазоне, однако взаимное отличие малозаметно из-за ограниченного вклада маломассивных звёзд в выборку. Модель популяционного синтеза создаёт такое же количество светил с  $\text{mag} < 9$ , как в каталоге *Tycho-2*, при плотности звёзд главной последовательности  $M > 1m_{\odot}$  в радиусе 50 пк от Солнца  $n = 4,5 \cdot 10^{-3} m_{\odot}/\text{пк}^3$ . Это значение всего на 10% ниже эмпирической оценки плотности в плоскости Галактики [112].

*Gaia* DR2 содержит параллаксы  $\varpi$  для большинства объектов *Tycho-2*, что позволяет сравнить распределение расстояния для синтетической и наблюдательной выборки. Для анализа используются звёзды в диапазоне  $7 < \text{mag} < 9$ , так как наиболее яркие светила являются неудобными объектами для *Gaia*. В указанный интервал вошли 106256 звёзд. Для идентификации проведён поиск в радиусе 3

угловых секунд с дополнительным условием  $G < 11^{\text{mag}}$  для исключения ложных отождествлений, таким образом в *Gaia* DR2 найдены 104559 источников с положительными параллаксами. Дополнительно для 795 звёзд используются данные *Hipparcos* [73]. В общей сложности оценки расстояний получены более чем для 99% объектов выборки. Непосредственно сравниваются значения квартилей 25%, 50% и 75% в синтетическом и наблюдательном ансамблях. Расстояния оцениваются как  $d = 1/\varpi$ , оценки с использованием априорных предположений [72] приводят лишь к незначительным изменениям — к примеру, медианное расстояние объектов выборки смещается с 284 до 282 пк. Далее попытаемся оценить влияние неразделённых двойных, за счёт увеличения блеска они могут наблюдаться на большем расстоянии по сравнению с одиночными объектами. Грубая оценка, предусматривающая долю неразрешённых двойных в размере 30% и реалистичное распределение  $f(q)$ , приводит к уменьшению медианного расстояния приблизительно на 10 пк. Данный эффект должен быть более заметным для далёких объектов, так как двойственность скорее характерна для массивных звёзд.

Предсказанные в модели и наблюдаемые квартили расстояний неплохо согласуются друг с другом (таблица 2). В дополнение к общей выборке отдельно рассматриваются звёзды, расположенные вблизи Галактической плоскости и в окрестности полюсов (таблица 3). Модель несколько недооценивает концентрацию и расстояния до далёких звёзд в области Галактического экватора, это можно объяснить как неучтёнными искажениями в наблюдательной выборке, так и несовершенством теоретических расчётов. Модель предполагает, что 18% звёзд солнечной окрестности относятся к толстому диску, что согласуется с оценками в литературе [113]. Доля объектов толстого диска в финальной синтетической выборке снижается до 7%, так что её влияние на конечный результат невелико.

При исследовании двойных систем работа ведётся с блеском в полосе  $V_T$  из-за нехватки многоцветной фотометрии. Для одиночных звёзд имеющиеся данные более обширны и фотометрия в фильтре  $B_T$  доступна почти для всех объектов выборки. Распределение наблюдаемого и смоделированного блеска в полосе  $B_T$  и цвета  $B_T - V_T$  показано на рисунках 9 и 10. Согласие не слишком хорошее, статистические критерии свидетельствуют, что распределения заданы разными функциями. Распределение звёзд *Tycho-2* по цвету обстоятельно изучается в работе [87] и в целом подтверждает наши результаты. В частности, использование более крутого наклона НФМ  $\alpha_2 \sim 3$  позволяет добиться лучшего согласия для

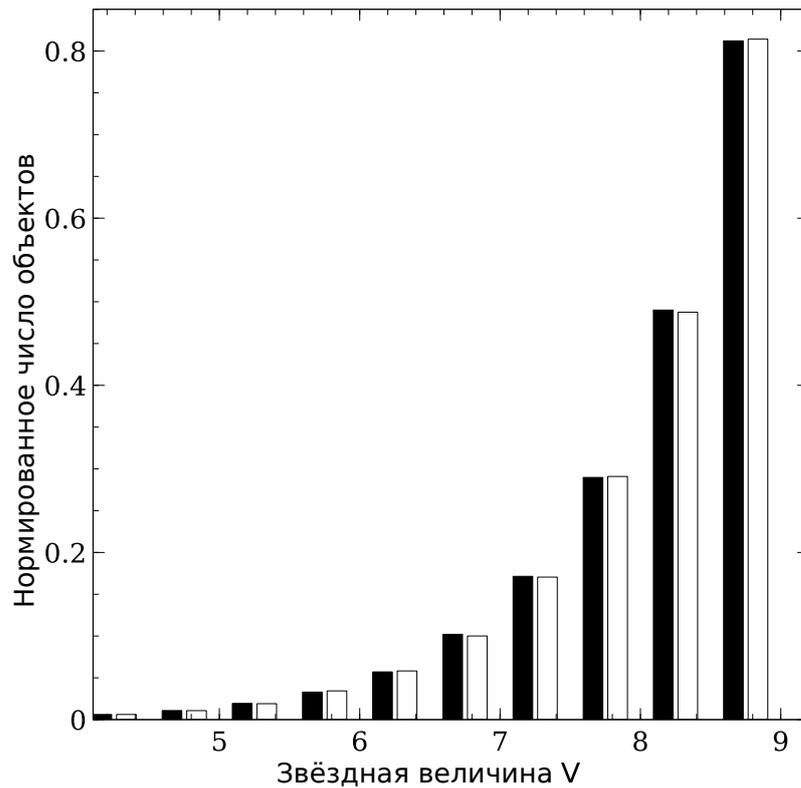


Рисунок 8 — Распределение видимого блеска в полосе  $V_T$  для одиночных звёзд каталога *Tucho-2* (выделено тёмным) и синтетической выборки.

распределения  $B - V$ , однако такая модель потребует существенно более короткую шкалу расстояний, что противоречит данным *Gaia*. Принимая это во внимание, предпочтение отдаётся  $\alpha_2 = 2,6$ . Данное значение хорошо согласуется с результатом [114]. Отдельно заметим, что оценка НФМ в солнечной окрестности систематически завышает  $\alpha$  из-за эффектов наблюдательной селекции [115].

### 1.10 Обсуждение варьирования параметров модели

Ниже коротко обсуждается устойчивость модели популяционного синтеза одиночных звёзд при варьировании отдельных параметров, результаты также представлены в таблице 3. При изменении исследуемого параметра наклон НФМ  $\alpha_2$  подбирается таким образом, чтобы обеспечить согласие звёздных подсчётов и распределения блеска в наблюдательной и смоделированной выборках согласно статистическим критериям, остальные составляющие модели остаются неизменными. Прежде всего отметим, что начальная функция масс (формула 2) и исто-

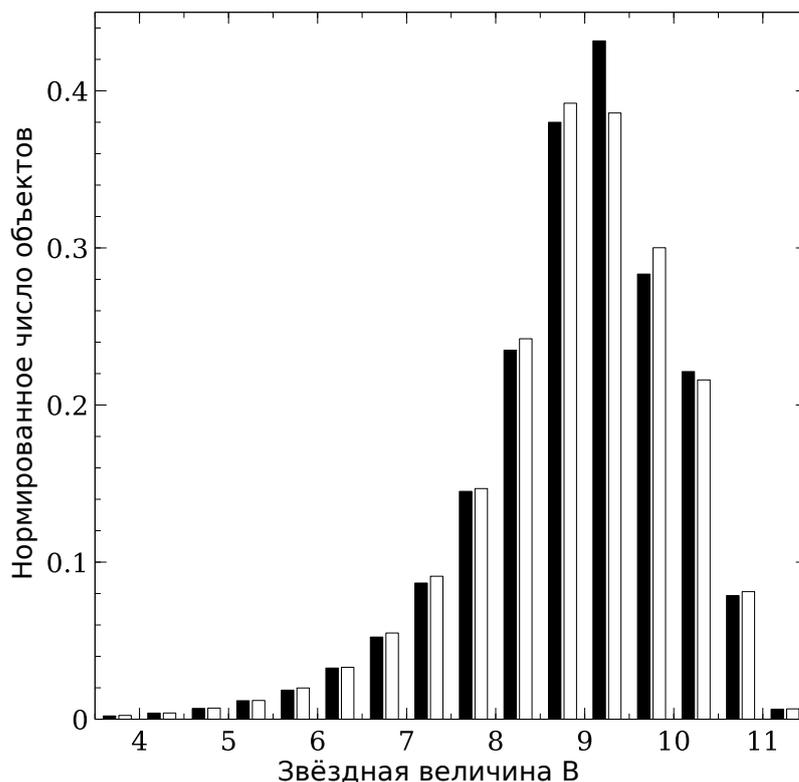


Рисунок 9 — Распределение блеска  $V_T$  для объектов каталога *Tycho-2*, ограниченных  $V_T < 9$  (выделено тёмным), и синтетической выборки.

рия звездообразования (формула 4) сильно скоррелированы: крутой наклон НФМ (большой показатель  $\alpha_2$ ) увеличивает долю маломассивных звёзд в выборке аналогично влиянию высокого темпа звездообразования в прошлом. В частности, при постоянной скорости формирования звёзд ( $\gamma = 0$ ) необходимо использование более крутого наклона НФМ и короткой шкалы расстояний по сравнению с базовой моделью ( $\gamma = 0,1$ ,  $t_{\max} = 13$  млрд лет). Убывающий темп звездообразования ( $\gamma > 0$ ) приводит к менее резкому наклону НФМ и увеличению расстояний. Умеренное варьирование максимального возраста  $t_{\max}$  не оказывает заметного влияния на синтетическую выборку. Также мало влияние  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , использование солнечной металличности для всех звёзд не приводит к существенным изменениям.

Далее детальнее рассмотрим выбор пространственного распределения (раздел 1.7). В базовой модели звёзды старше 10 миллиардов лет принадлежат к толстому диску. Вместе с тем однокомпонентная модель, в которой все объекты относятся к тонкому диску со шкалой высоты, зависящей от возраста (формула 5), демонстрирует лишь незначительное отличие, так как вклад звёзд толстого диска в конечную выборку невелик. Закон вертикального распределения является исключительно важной составляющей модели. Рассматривается экспоненциальное

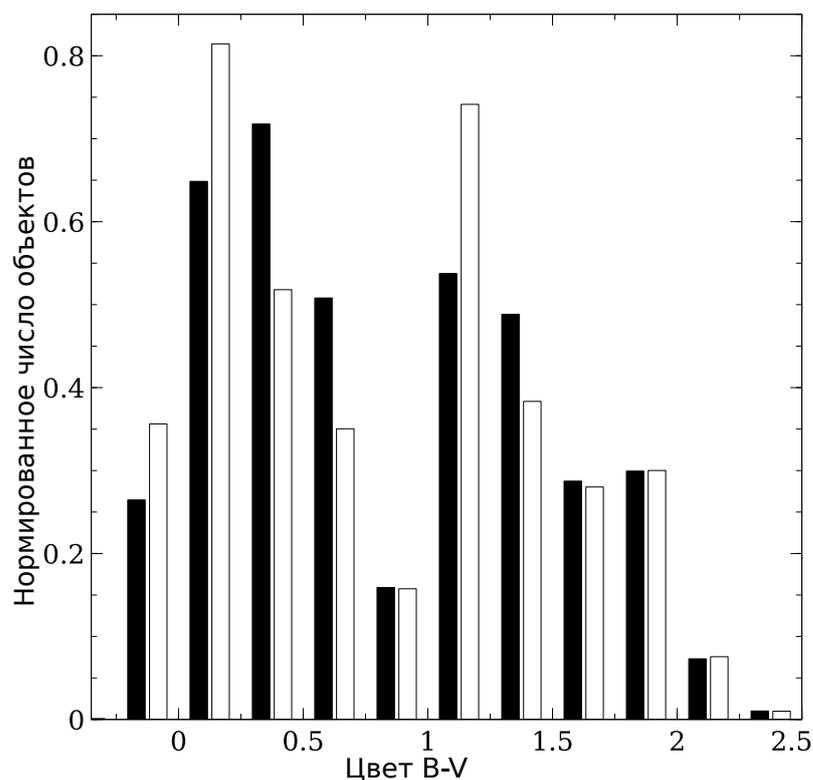


Рисунок 10 — Распределение цвета  $B_T - V_T$  для объектов каталога *Tycho-2*, ограниченных  $V_T < 9$  (выделено тёмным), и синтетической выборки.

и логистическое распределение с различной зависимостью размера шкалы тонкого диска от возраста. К сожалению, точного воспроизведения наблюдаемого распределения расстояния в области Галактических полюсов и экватора достигнуть не удалось, параметры формулы 5 подобраны в качестве наилучшей аппроксимации. Исходная формула из работы [101] использует экспоненциальное распределение с параметрами  $h_0 = 45$  пк,  $h_1 = 177$  пк,  $v = 417$  пк · лет<sup>-1</sup>,  $\tau = 10^9$  лет. Поскольку оно плохо воспроизводит наблюдаемые квантили расстояний в области Галактических полюсов, экспоненциальный закон заменён на логистический. Уменьшение вертикальной шкалы  $h$  приводит к необходимости более крутого наклона НФМ и уменьшению характерного расстояния до звёзд выборки, увеличение шкалы имеет обратный эффект. Отметим, что наблюдаемое распределение звёзд по расстоянию может быть успешно воспроизведено и с фиксированной шкалой тонкого диска, не зависящей от возраста светил. Вместе с тем такая модель неправильно предсказывает долю объектов в полярной и экваториальной области, а также распределение по цвету, поэтому предпочтение отдано переменной шкале. Учёт межзвёздного поглощения оказывает существенное влияние на распределение расстояний для звёзд вблизи Галактического экватора (таблица 3).

Таблица 3 — Сравнение выборки одиночных звёзд на основе *Tycho-2* с базовой моделью и её модификациями (раздел 1.10). В альтернативных моделях все параметры зафиксированы как в стандартной, за исключением обозначенных в таблице и наклона НФМ  $\alpha_2$  (формула 2), который подбирается для точного воспроизведения звёздных подсчётов *Tycho-2*. Квартили расстояний рассчитываются по отдельности для экваториальной зоны и области вокруг полюсов. Оценка расстояний до близких звёзд меньше подвержена искажениям и ожидается более надёжной, поэтому при подборе параметров базовой модели отдано предпочтение квартилю 25% по сравнению с 75%. F(%) — доля звёзд в экваториальной и полярной зоне,  $\overline{B - V}$  — медиана распределения цвета *Tycho-2*  $B_T - V_T$ . Строки 2 — 4: варьирование истории темпа звездообразования (формула 4). Строки 8 — 9: масштабированное изменение вертикальной шкалы тонкого диска (формула 5). Строки 10 — 11: фиксированная вертикальная шкала диска при экспоненциальном и логистическом распределении. Строки 12 — 13: варьирование межзвёздного поглощения.

	Модель	НФМ $\alpha_2$	$N_9/N_8$	Экватор, $ b  < 5^\circ$					Полюс, $ b  > 60^\circ$				
				F(%)	Расстояние, пк			$\overline{B - V}$	F(%)	Расстояние, пк			$\overline{B - V}$
	<i>Tycho-2</i>		2,87	16,4	231	403	737	0,44	7,5	112	204	350	0,95
1	Базовая	2,6	2,86	15,4	225	370	631	0,35	8,3	116	216	336	0,98
2	$\gamma = 0$	2,9	2,86	15,3	214	348	580	0,30	7,9	113	201	319	0,69
3	$\gamma = 0,15$	2,4	2,88	15,7	236	388	666	0,38	8,4	120	230	349	1,03
4	$t_{\max} = 12$ млрд лет	2,6	2,87	15,6	226	370	627	0,34	8,1	116	215	332	0,95
5	[Fe/H] = 0	2,6	2,84	15,9	226	368	636	0,30	8,1	113	208	319	1,03
6	Без толстого диска	2,5	2,85	15,8	232	384	654	0,32	8,1	119	220	338	0,99
7	Модель [101]	2,5	2,87	17,2	233	383	660	0,26	8,5	138	254	376	1,00
8	$h - 30\%$	2,9	2,85	15,8	195	315	501	0,46	7,7	90	174	300	0,92
9	$h + 30\%$	2,4	2,87	15,3	253	427	778	0,28	8,5	141	247	362	0,99
10	exp, $h = 200$ пк	2,4	2,87	13,3	196	324	567	0,71	8,1	111	224	349	0,69
11	log, $h = 120$ пк	2,3	2,86	12,1	215	359	684	0,69	7,9	112	207	316	0,65
12	$A_V - 30\%$	2,4	2,86	19,0	278	468	823	0,22	7,2	121	224	342	0,96
13	$A_V + 30\%$	2,6	2,85	13,8	205	329	547	0,40	8,9	116	218	333	1,00

### 1.11 Модель популяционного синтеза для двойных звёзд

После того как модель популяционного синтеза апробирована и откалибрована на одиночных звёздах, она применяется для изучения двойных систем. Важным отличием является большее количество исследуемых параметров, а также почти в сто раз меньший размер наблюдательного ансамбля (раздел 1.1). Выборка двойных звёзд ограничена 9-й звёздной величиной (формула 1) и содержит  $N_9 = 1227$  двойных.  $N_8 = 460$  имеют блеск ярче  $8^{\text{mag}}$  и для  $N_7 = 168$  систем  $\text{mag}_{1,2} < 7$ . Таким образом, характерная случайная ошибка, пропорциональная  $\sqrt{N}$ , составляет 3% для полной выборки и достигает 8% для двойных с  $\text{mag}_{1,2} < 8$ . Сравнительно небольшой размер исследуемого ансамбля неизбежно приводит к существенным погрешностям при подборе оптимальных параметров модели.

Для уменьшения влияния случайных флуктуаций синтетическая выборка создаётся не менее чем в 20 раз более крупной по сравнению с наблюдательным ансамблем. Предсказанные в модели и наблюдаемые распределения параметров  $\text{mag}_1$ ,  $\text{mag}_2$ ,  $\Delta\text{mag}$  и  $\rho$  сравниваются с помощью критериев согласия Колмогорова — Смирнова и Андерсона — Дарлинга,  $p$ -значение 0,1 выбрано в качестве порогового. Если хотя бы одно из 8 полученных  $p$ -значений оказывается ниже указанной величины, применённые параметры модели отвергаются. Помимо блеска и углового расстояния, известны оценки расстояния до всех объектов наблюдательного ансамбля (раздел 1.3). Индивидуальные значения параллаксов, в отличие от  $\text{mag}_{1,2}$  и  $\rho$ , могут быть подвержены существенным ошибкам, поэтому мы ограничиваемся сравнением квартилей распределения расстояний, не прибегая к статистическим критериям согласия. Звёздные подсчёты, то есть число объектов до фиксированной звёздной величины, и распределение расстояний зависят от выбора наклона НФМ  $\alpha_2$  (таблица 4 и 5). Всякий раз значение  $\alpha_2$  подбирается таким образом, чтобы обеспечить наилучшее согласие наблюдаемых и смоделированных звёздных подсчётов. Использование крутой НФМ (большая  $\alpha_2$ ) приводит к увеличению доли тусклых звёзд в выборке и уменьшению шкалы расстояний.

Результаты моделирования показывают, что распределение углового расстояния  $\rho$  определяется проекцией расстояния между компонентами  $s$  и практически не зависит от алгоритма создания пар и выбора НФМ. Наилучшее согласие синтетического и наблюдаемого распределения достигается при выборе  $\epsilon = 1,2$

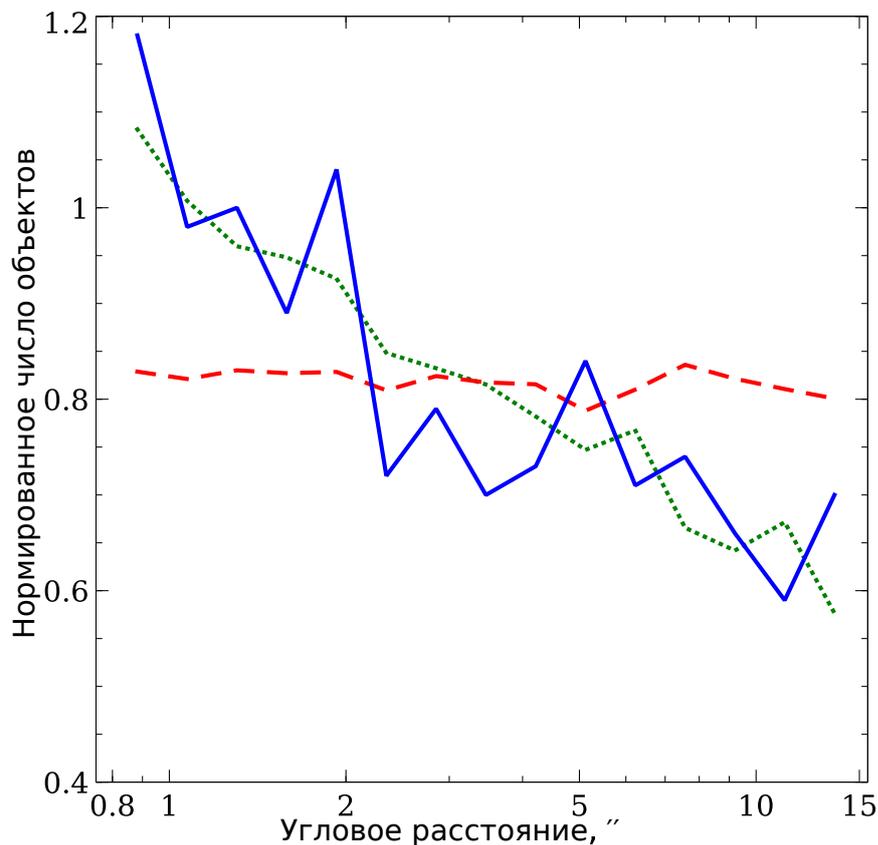


Рисунок 11 — Распределение углового расстояния между компонентами  $\rho$ . Варьируется показатель  $\epsilon$  распределения проекции линейного расстояния  $s$  (уравнение 6). Непрерывная синяя линия: наблюдательная выборка, красный длинный пунктир:  $\epsilon = 1$ , зелёный короткий пунктир:  $\epsilon = 1,2$ . Последнее значение является оптимальным согласно статистическим критериям согласия.

в уравнении 6 (рисунок 11). Отметим, что использование закона Эпика ( $\epsilon = 1$ ) приводит к недооценке числа тесных двойных. Модели с  $\epsilon = 1,1$  или  $1,3$  при этом отвергаются статистическими критериями согласия. Угловое расстояние между компонентами зависит от расстояния до Солнца:  $\rho = s/d$ . Аналогично модели для одиночных звёзд (раздел 1.10, таблица 3) изменение закона пространственного распределения, определяющего  $d$  (раздел 1.7), существенно влияет на выбор предпочтительного показателя НФМ  $\alpha_2$ . В то же время оказываемое влияние на распределение  $s$  существенно меньше. Отклонение от  $\epsilon = 1$  можно связать с эффектами динамической эволюции и сопутствующим разрушением двойных. Отметим, что для 80% систем в синтетической выборке значение  $s$  сосредоточено в диапазоне  $90 < s < 2000$  а.е., поэтому представленные выводы справедливы для ограниченного диапазона размера орбит и звёздных масс (таблица 6).

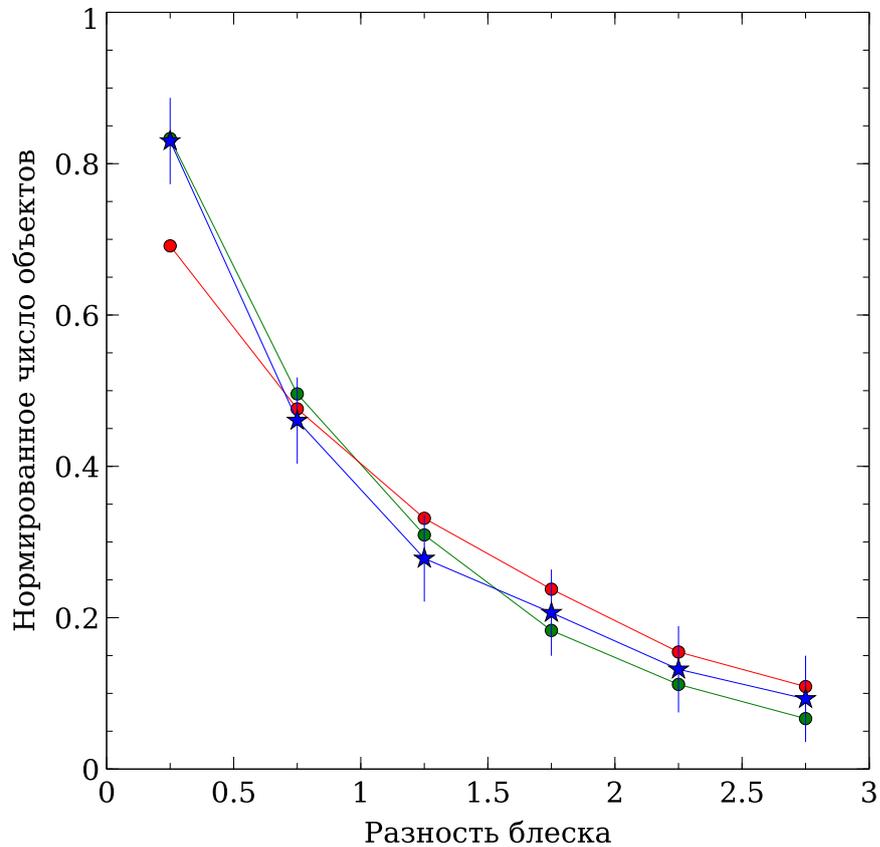


Рисунок 12 — Распределение разности блеска компонентов

$\Delta mag = mag_2 - mag_1$ . Синяя кривая: наблюдательная выборка; красная: сценарий RP (случайное образование пар),  $\alpha_2 = 2$ ; зелёная: алгоритм RCP,  $\alpha_2 = 2,8$ ,  $\beta = -0,5$ , без избытка близнецов. Для наблюдательной кривой как величина погрешности указан квадратный корень от числа объектов выборки. RP надёжно отвергается в связи с явным недостатком двойных с компонентами близкой яркости по сравнению с данными наблюдений. Сценарий RCP без избытка близнецов лучше воспроизводит наблюдательные данные, однако  $p$ -значение  $\sim 0,04$  всё ещё недостаточно велико. Набор параметров, при котором наблюдательное распределение воспроизводится точно, показан на рисунке 14.

Таблица 4 — Результаты сценариев RP и RPT (разделы 1.5 и 1.11). Случай  $f_t = 0$  — стандартный алгоритм случайного формирования пар. Указано наименьшее  $p$ -значение при сравнении распределений  $\text{mag}_1$ ,  $\text{mag}_2$ ,  $\Delta\text{mag}$  и  $\rho$  с помощью критериев согласия Андерсона — Дарлинга и Колмогорова — Смирнова. Данное значение не воспроизводится из-за флуктуаций, вызванных генерацией случайных чисел, но вполне отражает расхождение модели и наблюдательных данных, большее  $p$ -значение соответствует лучшему согласию. Предсказанные и наблюдаемые звёздные подсчёты согласуются при использовании  $\alpha_2 = 2$ . Эмпирическая оценка локальной плотности  $n$  для одиночных звёзд —  $5 \cdot 10^{-3} \text{ m}_\odot/\text{пк}^3$ . Сценарий RPT с  $f_t = 0,04$  и  $\alpha_2 = 2,0$  реализует согласие звёздных подсчётов и распределения по расстоянию, но требует высокую  $n$ .  $\bar{d}_7$  и  $\bar{d}_8$  — медианное расстояние для двойных  $\text{mag}_{1,2} \leq 7$  или 8, значения квартилей указаны для полного ансамбля  $\text{mag}_{1,2} \leq 9$ . Как правило, имеется оценка расстояний для обоих компонентов двойной (раздел 1.3), позволяющая определить характерный доверительный интервал для наблюдательной выборки.

Сценарий	НФМ	Квартили расстояний, пк					$p$ -значение	$N_9/N_8$	$n(M_1 > 1\text{m}_\odot)$ $10^{-4} \text{ m}_\odot/\text{пк}^3$
		$\bar{d}_7$	$\bar{d}_8$	25%	50%	75%			
Выборка (мин.)		89	106	77	132	231		2,67	
Выборка (макс.)		97	109	81	139	251			
0	2,0	79	105	75	138	228	0	2,7	54
0,025	2,0	85	114	81	149	248	0,06	2,68	47
0,04	1,8	98	129	95	169	276	0,21	2,58	35
0,04	2,0	90	116	82	151	252	0,49	2,66	44
0,04	2,2	77	101	71	132	225	0,15	2,79	56
0,055	2,0	94	121	85	157	261	0,11	2,64	41

Таблица 5 — Результаты сценариев PCP и SCP (раздел 1.5). Широкий диапазон параметров (рисунок 14) позволяет достичь статистически приемлемого согласия. Напомним, что на  $p$ -значение влияют случайные флуктуации. Локальная плотность  $n$  зависит прежде всего от выбранной величины избытка звёзд-близнецов  $k_t$ , распределение по расстоянию при этом практически не меняется. Дальнейшее обсуждение результатов содержится в разделе 1.11.

Сценарий	$\beta$	$k_t$	$f_t$	$\alpha_2$	$\bar{d}_7$	$\bar{d}_8$	25%	50%	75%	$p$ -значение	$N_9/N_8$	$n(M_1 > 1m_\odot)$
	Выборка (мин.)				89	106	77	132	231		2,67	$10^{-4} m_\odot/\text{пк}^3$
	Выборка (макс.)				97	109	81	139	251			
PCP	0	1	0	2,8	89	118	82	152	250	0	2,7	15
PCP	-0,5	1	0	2,8	86	115	82	150	247	0,04	2,71	19
PCP	-1	1,1	0,01	2,6	93	122	89	160	261	0,05	2,62	22
PCP	-1	1,1	0,01	2,7	89	118	85	155	255	0,07	2,67	23
PCP	-1	1,1	0,01	2,8	86	115	82	150	246	0,18	2,67	25
PCP	-1	1,1	0,01	2,9	85	112	80	146	242	0,21	2,72	25
PCP	-1	1,1	0,01	3,0	79	106	75	140	232	0,21	2,74	27
PCP	-1,5	1,4	0,07	2,8	86	115	82	150	246	0,62	2,68	30
PCP	-2	1,8	0,17	2,6	90	120	89	159	260	0,15	2,64	41
PCP	-2	1,8	0,17	2,7	89	119	86	154	251	0,15	2,64	44
PCP	-2	1,8	0,17	2,8	84	115	84	151	247	0,15	2,66	44
PCP	-2	1,8	0,17	2,9	84	111	80	146	241	0,19	2,66	45
PCP	-2	1,8	0,17	3,0	80	109	78	142	236	0,06	2,73	48
SCP	0	1	0	2,8	88	116	84	151	245	0,02	2,68	21
SCP	0	1,1	0,01	2,8	88	117	83	153	249	0,13	2,69	20
SCP	-0,6	1,4	0,04	2,6	90	122	89	160	259	0,46	2,62	24
SCP	-0,6	1,4	0,04	2,7	87	117	84	154	251	0,51	2,65	25
SCP	-0,6	1,4	0,04	2,8	85	115	82	151	248	0,58	2,69	28
SCP	-0,6	1,4	0,04	2,9	83	113	80	146	241	0,50	2,72	29
SCP	-0,6	1,4	0,04	3,0	81	107	76	140	232	0,43	2,73	29
SCP	-1,4	2	0,16	2,8	90	117	83	151	251	0,12	2,65	41

Исследуются четыре сценария комбинирования масс компонентов в рамках двойной системы (раздел 1.5). В первую очередь рассматривается алгоритм случайного формирования пар RP (таблица 4). Звёздные подсчёты согласуются с наблюдательными данными при  $\alpha_2 = 2$ . При этом распределение  $\Delta mag$  показывает существенный недостаток пар с малой разностью блеска, поэтому RP надёжно исключается из числа приемлемых сценариев (рисунок 12). Добавление отдельной популяции звёзд-близнецов в рамках алгоритма RPT позволяет достичь согласия при  $f_t \sim 0,03 — 0,055$ , квантили расстояний также неплохо воспроизводятся моделью. Обратим отдельное внимание на требуемую плотность звёзд в солнечной окрестности  $n$ . Напомним, что в рамках модели для одиночных объектов (раздел 1.9) она оценивается в  $4,5 \cdot 10^{-3} m_{\odot}/\text{пк}^3$ , при расчёте учитываются только звёзды главной последовательности с  $M > 1m_{\odot}$ . Обсуждаемая величина для двойных систем известна плохо, хотя можно определённо утверждать, что она не должна превышать плотность для одиночных объектов. В то же время расчёты показывают, что при реализации сценария RPT требуемая плотность близка к значению для одиночных звёзд, а значит почти все светила с  $M > 1m_{\odot}$  должны быть двойными с компонентами  $M_2 > M_{\min} = 0,3m_{\odot}$ , что выглядит маловероятным.

Далее перейдём к сценариям PCP и SCP, оба алгоритма требуют задать НФМ и  $f(q)$  (формулы 2 и 3). Модели с одинаковым наклоном НФМ генерируют выборки с похожим распределением расстояний и звёздными подсчётами (таблица 5) при различных  $f(q)$ . Зафиксировав  $f(q)$  и варьируя наклон НФМ, мы отдаём предпочтение  $\alpha_2 = 2,8$ , дальнейшие расчёты проведены для этого значения. За счёт малого размера наблюдательного ансамбля, критерии согласия допускают погрешность в размере как минимум  $\Delta\alpha_2 = 0,2$ . Полученное значение сильно отличается от предпочтительного  $\alpha_2 = 2$  в сценарии RPT. Распределение массы вторичного компонента, по-видимому, является определяющим (рисунок 13). В самом деле, распределение  $M_2$  для RPT с  $\alpha_2 = 2$  похоже на PCP и SCP с  $\alpha_2 = 2,8$ .

В первую очередь рассматриваются модели без избытка звёзд-близнецов. Наилучшее согласие наблюдательных и синтетических распределений достигается при показателе  $\beta = -0,5 — 0,6$  в сценарии PCP, однако соответствующее  $p$ -значение не превышает 0,05, и такая модель статистически отвергается. Рисунок 12 наглядно показывает, что пик в наблюдаемом распределении  $\Delta mag$  более острый, чем в синтетическом. Статистические критерии согласия для распределений  $mag_1$ ,  $mag_2$  и  $\rho$  в то же время показывают высокое  $p$ -значение. Добавле-

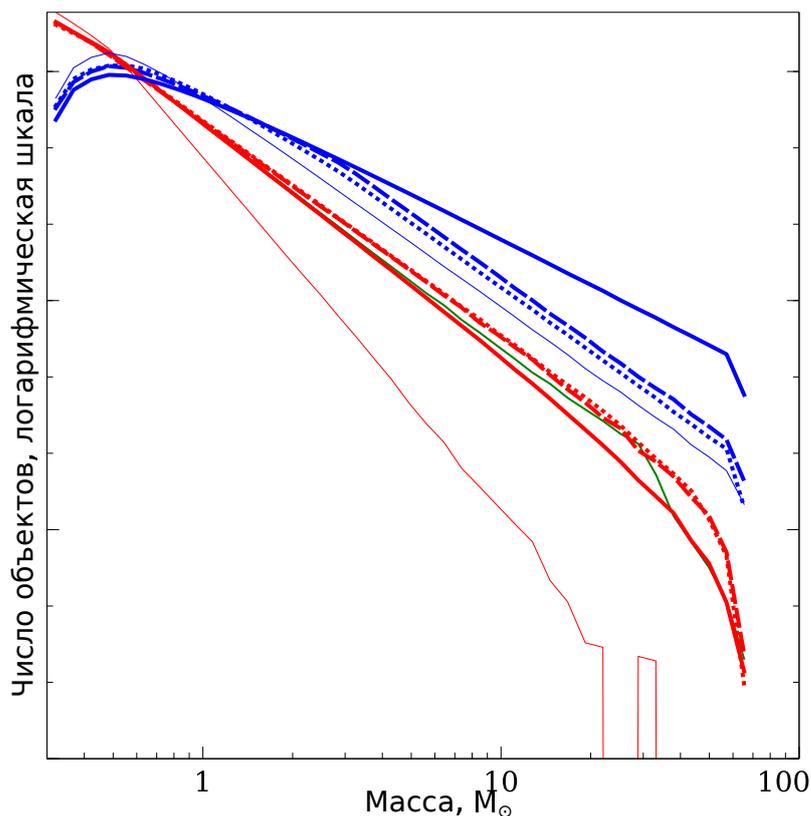
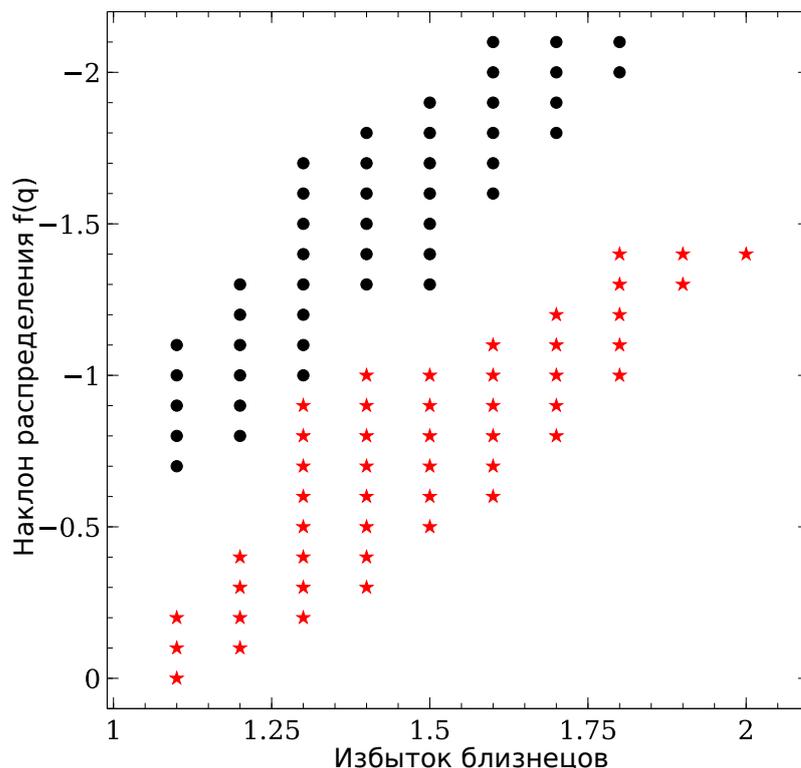


Рисунок 13 — Сгенерированная НФМ для главных (выделены синим) и вторичных компонентов (красный) в различных алгоритмах формирования двойных. Сплошная линия: RP; толстая:  $\alpha_2 = 2$ , тонкая:  $\alpha_2 = 2,8$ . Длинный пунктир: PCP,  $\alpha_2 = 2,8$ ,  $\beta = -1,5$ ,  $k_t = 1,5$ ; короткий пунктир: SCP,  $\alpha_2 = 2,8$ ,  $\beta = -0,5$ ,  $k_t = 1,3$ . Зелёная: вторичный компонент в сценарии RPT,  $\alpha_2 = 2$ ,  $f_t = 0,04$ . Распределение для главного компонента накладывается на кривую для стандартного сценария RP, показанного сплошной толстой синей линией. Распределение массы вторичного компонента в сценарии RPT с  $\alpha_2 = 2$  похоже на PCP и SCP с  $\alpha_2 = 2,8$ , что обуславливает выбор оптимального наклона НФМ.

ние небольшой доли звёзд-близнецов позволяет добиться согласия модельной и наблюдательной выборок. При этом выбор единственной наилучшей комбинации параметров едва ли обоснован, критерии согласия удовлетворяются в достаточно широком диапазоне. Набор комбинаций  $\beta$  и  $k_t$ , при использовании которых  $p$ -значение превышает 0,1, формирует две параллельные полосы для PCP и SCP (рисунок 14). Сценарии с пологим наклоном  $\beta$  и небольшим вкладом звёзд-близнецов  $k_t$  оказываются статистически приемлемы наряду с моделями с крутым наклоном  $f(q)$  и большим  $k_t$ . Результаты для PCP и SCP сильно скоррелированы, отражая связь, обсуждавшуюся в разделе 1.5 и на рисунке 5. Равномерное распределение ( $\beta = 0$ ) надёжно отвергается в сценарии PCP, но является при-

емлемым для алгоритма SCP при добавлении небольшой доли звёзд-близнецов. Однако данный случай не выделяется среди множества возможных вариантов.



значение  $n$  относится к локальной плотности главных компонентов, добавление компаньонов с  $M_2 > 1m_\odot$  увеличит  $n$  приблизительно на 15%. Важно отметить, что плотность оценивается исходя из постоянного  $\beta$  в диапазоне  $0,1 < q < 0,95$ . В то же время модель не чувствительна к парам с малым и умеренным отношением масс компонентов с  $q < 0,6$ , поскольку их доля в синтетической выборке не превышает 5%. Если распределение  $f(q)$  становится более плоским в области малых  $q$ , что вполне возможно [16], требуемое  $n$  уменьшается, и близкая к стопроцентной частота двойных не потребуется. Считается, что характерная доля двойных увеличивается с ростом массы звезды от приблизительно 50% для светил типа Солнца до близкой к 1 для массивных звёзд [24]. В то же время построенная модель описывает не всё звёздное население, из рассмотрения исключены тесные  $s < 5$  а.е. и широкие  $s > 30000$  а.е. пары, а также системы с маломассивными компонентами  $M_2 < 0,3m_\odot$ . Указанные факторы затрудняют выбор опорного  $n$ , но всё же сценарии с  $n > 4 \cdot 10^{-3} m_\odot/\text{пк}^3$  выглядят неправдоподобно.

Выборка двойных звёзд ограничена эффектами селекции, сформулированными в уравнении 1. Как уже отмечалось, выбор единственного оптимального набора параметров среди широкого круга опций затруднён, в то же время все статистически приемлемые модели формируют звёздное население с похожими свойствами (таблица 6). К примеру, медианная масса главного компонента составляет  $2,2m_\odot$ , лишь для 10% двойных  $M_1 < 1,1m_\odot$  и  $M_1 > 4,4m_\odot$ . Все представленные выводы актуальны в указанном ограниченном диапазоне параметров. Любопытно, что синтетическая выборка двойных состоит преимущественно из систем с большим  $q$ , медианное значение составляет 0,89, в то же время для её воспроизведения в модели не требуется слишком большая доля звёзд-близнецов.

Далее результаты сравниваются с доступными в литературе. В обзоре [16] собраны выводы ряда исследований, включая [67; 116; 117], и представлены оценки  $\beta$  и  $f_t$  для различных диапазонов масс и орбитальных периодов. Наши расчёты проведены для проекции расстояния между компонентами  $s$ , связь между  $s$  и большой полуосью  $a$  зависит от эксцентриситета, наклона и других элементов орбиты. Для наших целей достаточно указать, что  $a$  в среднем на 10—20% превышает  $s$  [118; 119]. Применяя третий закон Кеплера  $P \sim \sqrt{\frac{a^3}{M}}$ , можно оценить, что большинство исследованных систем попадают в диапазон  $5 < \lg P(\text{сутки}) < 7$ . Согласно [16] наклон  $f(q)$  является существенно более крутым для массивных двойных с большими орбитальными периодами, а вклад популяции звёзд-

Таблица 6 — Характерные параметры синтетической выборки двойных звёзд. Показаны средние значения для статистически приемлемых моделей.

Параметр	10%	50%	90%
Масса главного компонента $M_1, m_\odot$	1,1	2,2	4,4
Масса вторичного компонента $M_2, m_\odot$	1	1,8	3,5
Абсолютный блеск главного компонента $\text{Mag}_1$	3,8	1	- 1,1
Абсолютный блеск вторичного компонента $\text{Mag}_2$	4,6	1,9	- 0,2
Отношение масс $q$	0,65	0,89	0,99
Логарифм возраста $t$ [годы]	7,6	8,7	9,6
Металличность, [Fe/H]	- 0,2	0	0,1
Расстояние $d$ , пк	45	151	372
Поглощение $A_V$ , mag	0,07	0,20	0,52
Проекция расстояния $s$ , а.е.	90	415	1940

близнецов заметен лишь для тесных и маломассивных пар (таблица 7). В нашем исследовании использовано единое распределение  $f(q)$  вне зависимости от орбитального периода, и существенно отличающиеся  $\beta$  для соседних доменов пространства параметров выглядят тревожно, затрудняя корректное сравнение. Однако проанализированные выборки двойных малы, а учёт сопутствующих эффектов селекции для них затруднён. Интерполируя [16], можно ожидать  $\beta \sim - 1,5$  с малым  $f_t$  при существенной погрешности показателя  $\beta$ . Наше исследование скорее отдаёт предпочтение  $\beta \sim - 1$  при малом вкладе звёзд-близнецов  $f_t$ . Более крутой наклон также возможен, но потребовал бы увеличения доли близнецов.

Также результаты сравниваются с работой [60], созданной на основе данных *Gaia* DR2 и предлагающей подробный анализ вида  $f(q)$  в зависимости от проекции расстояния. Для главных компонентов солнечной массы предпочтение отдаётся более крутому наклону  $f(q)$  по сравнению с [16] (таблица 7). Не прослеживается чёткая зависимость  $\beta$  от расстояния  $s$ , при этом сопутствующие погрешности велики. Значение  $\beta = - 1,5$  находится в пределах характерной ошибки для всего диапазона параметров, что в какой-то мере оправдывает возможность использования единого  $\beta$  в нашей модели. Избыток звёзд-близнецов заметен для менее массивных и тесных двойных. Исследование [60] не включает в себя звёзды с  $M_1 > 2,5m_\odot$ , [16] указывает, что для таких систем наклон  $f(q)$  более крутой, а вклад близнецов  $f_t$  скромнее. Экстраполируя этот тренд на массивные объекты, отсутствующие в [60], следует ожидать  $\beta \sim 1,5$  при малом или среднем  $f_t$ .

Таблица 7 — Выдержка из таблицы 13 обзора [16] и G1 статьи [60], включающая исследуемый диапазон масс главных компонентов, орбитальных периодов ( $\lg P$ , сутки) и расстояний ( $s$ , а.е.), в сравнении с результатами алгоритма РСР. Показаны три гипотезы с разной долей звёзд-близнецов.

$M_1, m_\odot$	$\lg P$ или $s$	$\beta$	$f_t$
0,8 — 1,2	$\lg P = 5$	$-0,5 \pm 0,3$	$0,10 \pm 0,03$
	$50 < s < 350$	$-1,2 \pm 0,7$	$0,1 \pm 0,03$
	$350 < s < 600$	$-1,8 \pm 0,4$	$0,05 \pm 0,02$
	$600 < s < 1000$	$-1,4 \pm 0,3$	$0,04 \pm 0,02$
	$1000 < s < 2500$	$-1,5 \pm 0,2$	$0,01 \pm 0,01$
	$\lg P = 7$	$-1,1 \pm 0,3$	$< 0,03$
1,2 — 2,5	$50 < s < 350$	$-0,9 \pm 1,0$	$0,09 \pm 0,08$
	$350 < s < 600$	$-1,9 \pm 0,5$	$0,09 \pm 0,05$
	$600 < s < 1000$	$-1,2 \pm 0,3$	$0,02 \pm 0,03$
	$1000 < s < 2500$	$-1,6 \pm 0,2$	$0,00 \pm 0,02$
2 — 5	$\lg P = 5$	$-1,4 \pm 0,3$	$< 0,03$
2 — 5	$\lg P = 7$	$-2,0 \pm 0,3$	$< 0,03$
РСР, малый вклад близнецов		$-0,9 \pm 0,2$	0,01
РСР, средний вклад близнецов		$-1,5 \pm 0,2$	0,07
РСР, большой вклад близнецов		$-2,0 \pm 0,1$	0,17

## 1.12 Выводы

После анализа эффектов селекции (формула 1) создана всенебесная выборка, включающая 1227 визуальных двойных звёзд из каталога WDS. Данные обогащены параллаксами из каталогов *Gaia* DR2 и *Hipparcos* (раздел 1.3). В рамках популяционного синтеза взяты за основу фундаментальные параметры (масса, возраст, металличность звёзд, размер орбиты) трансформируются в наблюдаемые (видимые звёздные величины и угловое расстояние между компонентами) в разделе 1.4. Исследуются различные алгоритмы присвоения масс компонентам двойных. Полученные синтетические распределения сравниваются с наблюдаемыми с помощью статистических критериев согласия Колмогорова — Смирнова и Андерсона — Дарлинга. В разделе 1.9 модель популяционного синтеза проверяется и калибруется с помощью выборки одиночных звёзд, предпочтение отдано показателю НФМ  $\alpha_2 = 2,6$  (формула 2), хотя указанное значение зависит от принятой априорно истории звездообразования (формула 4, таблица 2 и 3).

Результаты моделирования двойных звёзд представлены в разделе 1.11. В первую очередь отмечено, что предпочтительная функция распределения проекции расстояния между компонентами практически не зависит от предположений о НФМ, в формуле 6 отдано предпочтение  $\epsilon = 1,2$ . Изучены четыре сценария присвоения масс двойным звёздам. Случайное формирование пар (RP) уверенно отвергается (рисунок 12), так как генерирует недостаточно систем с малой разностью блеска компонентов. Добавление отдельной популяции звёзд-близнецов позволяет достичь согласия с наблюдаемым распределением при  $\alpha_2 = 2 \pm 0,2$  и доле близнецов  $f_t = 0,04 \pm 0,015$ , но подразумевают частоту встречаемости двойных, близкую к 100 %, что выглядит нереалистичным (таблица 4).

Далее опробованы алгоритмы, использующие в качестве опорных параметров массу главного компонента или суммарную массу двойной системы в сочетании с отношением масс звёзд  $q = M_2/M_1$ . При использовании монотонной степенной функции  $f(q)$  в качестве плотности вероятности итоговое распределение разности яркости компонентов все ещё статистически отвергается. Соответствия удаётся достичь при добавлении небольшой доли звёзд-близнецов (формула 3, рисунок 4, таблица 5). При этих сценариях оптимальный наклон НФМ  $\alpha_2 = 2,8 \pm 0,2$  не зависит от выбора  $f(q)$ . Выбор единственного наилучшего набора параметров не выглядит обоснованным, комбинации приемлемых значений наклона  $\beta$  в степенном распределении  $f(q)$  и доли звёзд-близнецов  $f_t$  показаны на рисунке 14. Допустимые значения формируют две параллельные полосы на диаграмме, при использовании суммарной массы в качестве фундаментальной (сценарий SCP) наклон  $\beta$  должен быть больше на  $\Delta\beta \sim 0,7$  по сравнению с алгоритмом с фундаментальной массой более яркого компонента (PCP). В сценарии PCP оптимальный показатель  $f(q)$  составляет  $\beta \sim -1$  при малом избытке близнецов  $f_t \sim 0,01$ . Доля близнецов может быть выше, в таком случае требуется более крутое распределение  $f(q) \sim q^{-1,5}$  и высокая частота встречаемости двойных. Последнее обстоятельство делает сценарии с большим  $f_t$  неправдоподобными.

Модель популяционного синтеза успешно воспроизводит наблюдаемые распределения блеска  $\text{mag}_1, \text{mag}_2$ ,  $\Delta\text{mag}$  и углового расстояния  $\rho$  согласно статистическим критериям согласия. Квартили распределения расстояния, полученные с помощью параллаксов, также показывают приемлемое согласие. Для генерации синтетического населения используется широкий диапазон масс, возрастов и металличностей, вместе с тем в конечную выборку, ограниченную с учётом оценки

эффектов селекции, попадают объекты из небольшого пространства параметров. Основные характеристики синтетической выборки мало отличаются среди статистически приемлемых сценариев (таблица 6). В частности, 80 % масс главных компонентов сосредоточены в пределах  $1 — 4,5m_{\odot}$ , расстояния между звёздами лежат в диапазоне  $90 — 2000$  а.е. Лишь 10% систем имеют  $q < 0,65$ . Выводы об оптимальных алгоритмах и распределениях параметров актуальны в указанном диапазоне, модель слабо чувствительна к изменениям за его пределами.

Полученные результаты неплохо согласуются с работами [16] и [60], указанные исследования предполагали изменение  $f(q)$  в зависимости от расстояния между компонентами или орбитального периода, тогда как использованная нами модель применяет общий закон  $f(q)$  во всём диапазоне размера орбит и тем не менее успешно воспроизводит наблюдаемые распределения. Отметим, что разные авторы используют несколько отличающуюся параметризацию звёзд-близнецов. Настоящее исследование, в отличие от указанных выше, не использует ограничение по параллаксам, а значит свободно от сопутствующих эффектов селекции.

В заключение следует ещё раз обратить внимание на ограничения проведённого исследования. При работе с наблюдательными данными использован ряд допущений, некоторые из них весьма спорные, потенциально ошибочные. Упомянем в этой связи наличие кратных систем и взаимодействующих двойных в наблюдательной выборке. Качество фотометрических данных каталога WDS оставляет желать лучшего, для дальнейшего анализа желателен однородный многоцветный обзор. Опробованные при создании синтетического населения алгоритмы просты и не зависят от звёздных масс, возраста и размера орбиты. Они сравнительно успешно справляются с описанием небольшого наблюдательного ансамбля, но более обширный набор объектов потребует более сложного подхода.

## Глава 2. Визуальные двойные звёзды с известными орбитами<sup>1</sup>

Системы с известными орбитами являются важным наблюдательным подклассом визуальных двойных звёзд. Данные о них собраны в шестом каталоге орбит визуальных двойных звёзд (ORB6) [122], поддерживаемом морской обсерваторией США наряду с Вашингтонским каталогом двойных звёзд (WDS) [53], являющимся основной базой данных для всех визуальных двойных. Ранее при участии автора доступные на момент публикации параллаксы *Hipparcos* были соединены с данными ORB6 для оценки звёздных масс [123]. В настоящей работе каталог ORB6 будет снабжён новыми, ранее недоступными, параллаксами проекта *Gaia*, что позволит не только провести расчёты масс двойных, но и поможет осуществить апробацию астрометрических данных каталога *Gaia* EDR3.

### 2.1 Двойные ORB6 в *Gaia* EDR3

По состоянию на апрель 2022 года ORB6 содержит координаты и орбитальные элементы, включая период  $P$  и большую полуось в угловой мере  $a''$ , для 3460 объектов. Видимые звёздные величины, полезные для отождествления во внешних каталогах, также доступны, однако имеющиеся фотометрические данные являются скорее вспомогательными и поэтому менее надёжны. Орбиты оцениваются 1 — 5 в зависимости от качества решения, первый класс присваивается самым точным орбитам, пятый класс используется для наименее надёжных решений. Дополнительно класс 7 отдан системам с неполными орбитальными элементами, 8 применяется для интерферометрических двойных. Наконец, астрометрические двойные выделены в класс 9. К сожалению, для орбит данного типа зачастую указывается амплитуда колебания фотоцентра вместо  $a''$  [124], применение этой величины в третьем законе Кеплера некорректно и приводит к неверным оценкам массы. Среди других классов также изредка встречаются орбиты с некорректными данными. Принято решение не исключать из рассмотрения такие подозрительные системы, отличающиеся нереалистичными оценками динамической массы.

<sup>1</sup>При подготовке данной главы диссертации использована публикация [120], выполненная автором в соавторстве, в которой, согласно Положению о присуждении учёных степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: Chulkov Dmitry, Malkov Oleg. Visual binary stars with known orbits in *Gaia* EDR3. MNRAS, V. 517, Is. 2, p.2925-2941, 2022 (объём авторского вклада составляет не менее 85%), а также публикация [121], выполненная автором лично: Чулков Д.А. Визуальные двойные звёзды с известными орбитами в *Gaia* DR3. Физика космоса: труды 50-й Международной студенческой научной конференции. Издательство Уральского университета, 2023, с. 586. ISBN 978-5-7996-3700-2.

Таблица 8 — Параметры двойных систем и общая статистика типа отождествления в *Gaia* EDR3 в зависимости от класса качества орбитального решения, указанного в ORB6 (раздел 2.1). Строка 1: общее число орбит с указанным классом качества. Для одной пары звёзд может быть приведено несколько решений, для последующей статистики выбирается одно из них. Выбор осуществляется на основе сравнения оценок динамической и фотометрической массы (раздел 2.10). Если альтернативные решения подразумевают идентичную динамическую массу, выбор осуществляется произвольно. Общее число уникальных пар отображено в строке 2. Успешно отождествлённые в *Gaia* EDR3 двойные суммированы в строке 3. В строке 4 подсчитаны пары с известным параллаксом EDR3 хотя бы для одного из компонентов. Строка 5 суммирует разрешённые двойные, у которых оба компонента по отдельности отождествлены в EDR3. Строка 6: число двойных, для которых известны параллаксы обоих компонентов. Строка 7: медианный орбитальный период по данным ORB6. Строка 8: квартиль 75% относительной ошибки периода, данное значение используется для двойных с неуказанной погрешностью. Строки 9 — 10 отображают медианное значение большой полуоси согласно ORB6 и квартиль 75% относительной погрешности. В строках 11 — 13 перечислены медиана видимой звёздной величины  $G$ , параллакса и его относительной погрешности для главного компонента.

	Класс	1	2	3	4	5	7	8	9	$\Sigma$
1	Число орбит	90	384	717	997	669	41	19	543	3460
2	Уникальные пары	90	382	713	973	628	40	18	506	3350
3	Отождествлённые пары	88	370	706	956	612	39	18	490	3279
4	Известен хотя бы один параллакс	40	188	390	662	506	35	17	425	2263
5	Разрешённые двойные	10	34	91	295	321	—	—	2	753
6	Известны оба параллакса	4	16	50	200	250	—	—	1	521
7	Средний $P$ , годы	11,0	26,5	67,6	217	450	18,0	0,05	2,49	80
8	Квартиль 75% относительной ошибки, %	0,1	0,9	5,0	40	49	26	< 0,1	8,9	15
9	Средняя $a''$ , угловые секунды	0,17	0,19	0,24	0,50	1,18	0,12	0,005	0,01	0,29
10	Квартиль 75% относительной ошибки, %	0,9	2,1	5,6	25	52	4,6	3,4	25	19
11	Средний блеск $G_1$	5,5	7,0	7,9	8,0	8,3	8,9	5,2	6,7	7,7
12	Средний параллакс $\varpi_1$ , мс	21,7	19,4	12,1	12,1	14,0	13,5	27,5	16,3	14,4
13	Средняя погрешность $\sigma_1/\varpi_1$ , %	1,6	1,6	1,9	1,1	0,5	0,2	0,4	2,0	1,3

Двойные ORB6 весьма разнообразны и охватывают по меньшей мере три порядка величины для  $P$  и  $a''$ . К сожалению, более чем для 40% орбит отсутствуют погрешности указанных величин. Для таких двойных относительная погрешность оценивается в соответствие с квантилем 75% для данного класса качества орбиты. В каталоге могут встречаться альтернативные решения для одной и той же пары компонентов. Также, в случае кратных звёзд, несколько пар, относящихся к одной системе, могут независимо попасть в ORB6. В частности, 42 орбиты относятся к скоплению Стрелец  $A^*$  в Галактическом Центре, WDS 17457–2900. Общая статистика для двойных ORB6 с разным качеством орбиты представлена в таблице 8. Наряду с орбитальными элементами, доступны эфемериды с предсказаниями углового расстояния  $\rho_{\text{eph}}$  и позиционного угла для эпохи *Gaia* EDR3.

*Gaia* EDR3 включает в себя около  $1,8 \cdot 10^9$  объектов с координатами на эпоху J2016,0. Основная часть данных составлена из 5- и 6-параметрических астрометрических решений, включающих в себя сведения о параллаксе и собственном движении источника. Различие между указанными типами решения определяется способом учёта хроматизма в алгоритме обработки *Gaia* [125]. Далее оба вида расцениваются как полные решения. В рамках EDR3<sup>2</sup> предполагается, что источники движутся с постоянной скоростью по линейной траектории по отношению к барицентру Солнечной системы, то есть ведут себя как одиночные объекты. Несмотря на отсутствие специализированных решений для двойных звёзд, данные EDR3 успешно используются для их изучения [126]. В частности, визуальные двойные использованы для проверки и апробации данных каталога *Gaia* EDR3 [127; 128]. Для источников, не имеющих удовлетворительного решения в рамках стандартного алгоритма, публикуются 2-параметрические решения, которые не содержат параллакс и собственное движение. Качество полного астрометрического решения оценивается с помощью нормированной единицы взвешенной ошибки (параметр RUWE, далее в тексте обозначен  $\chi$ ).  $\chi \sim 1,0$  для источников с надёжным решением, значение  $\chi$  не публикуется для 2-параметрических решений. Известно, что неразрешённые двойные отличаются избыточным значением RUWE [129; 130]. Если алгоритм обработки фиксирует несколько объектов в радиусе 0,18 угловых секунд, в каталог попадает источник, обладающий меньшими ошибками, при этом он маркируется как дублированный. Помимо астрометрических данных, почти для всех звёзд доступна фотометрия в полосе  $G$  [131].

<sup>2</sup>Напоминаем, что астрометрические данные основной таблицы *Gaia* DR3 тождественны EDR3.

Согласно фотометрическим данным ORB6 (обычно используется полоса  $V$ ) 90% входящих в него двойных имеют видимый блеск  $mag_1 < 10,5$ . Идентификация столь ярких объектов обычно не представляет большой сложности. Для отождествления в *Gaia* используются координаты на эпоху J2000,0, опубликованные в ORB6. Первоначальный поиск производится с помощью сервиса TOPCAT [132] в радиусе  $1''$ . Далее для систем, которые не удалось отождествить, радиус поиска постепенно увеличивается. Большинство объектов найдены менее чем в  $0,5''$  от опорных координат, однако для 52 систем это расстояния превышает  $10''$ , преимущественно они обладают высоким собственным движением. При необходимости для подтверждения идентификации учитывается блеск и опубликованное в каталоге WDS собственное движение двойной. Зачастую объекты ORB6 входят в состав кратных систем. Если с интересующей нас двойной связаны несколько источников *Gaia*, вычисляется позиционный угол и угловое расстояние между звёздами, эти значения сравниваются с предсказаниями эфемерид и данными WDS, что помогает исключить ложную идентификацию посторонней звезды.

Компоненты двойной звезды могут быть зарегистрированы в EDR3 по отдельности, но чаще с системой ассоциирован лишь один источник (рисунок 15). В таком случае вторичный компонент фактически сливается для наблюдателя с более яркой звездой или остаётся незамеченным из-за большой разности блеска. В кратной системе двойная ORB6 также может оказаться вблизи третьей звезды. Приблизительно в десяти случаях пара ORB6 является более слабым компонентом в рамках кратной системы, таким образом она засвечивается яркой звездой поблизости. Чтобы не терять ценную информацию о параллаксах, мы оставляем такие отождествления и отмечаем их специальным флагом в финальной таблице 16. В целом подавляющее большинство систем ORB6 успешно найдены в EDR3. Помимо объектов, относящихся к скоплению Стрелец  $A^*$  в Галактическом центре, не отождествлены в *Gaia* EDR3 26 систем. 17 из них имеют блеск  $mag_1 < 2,7$  и являются слишком яркими для алгоритмов *Gaia*. Также не найдены 9 звёзд с неуказанной яркостью или  $mag_1 \geq 15$  согласно ORB6. Такие тусклые объекты обычно являются красными, коричневыми или белыми карликами и обладают сравнительно большим собственным движением из-за их близости к Солнцу. Идентификация таких источников затруднена, поэтому остаётся вероятность, что некоторые из них имеют не найденное в *Gaia* 2-параметрическое решение.

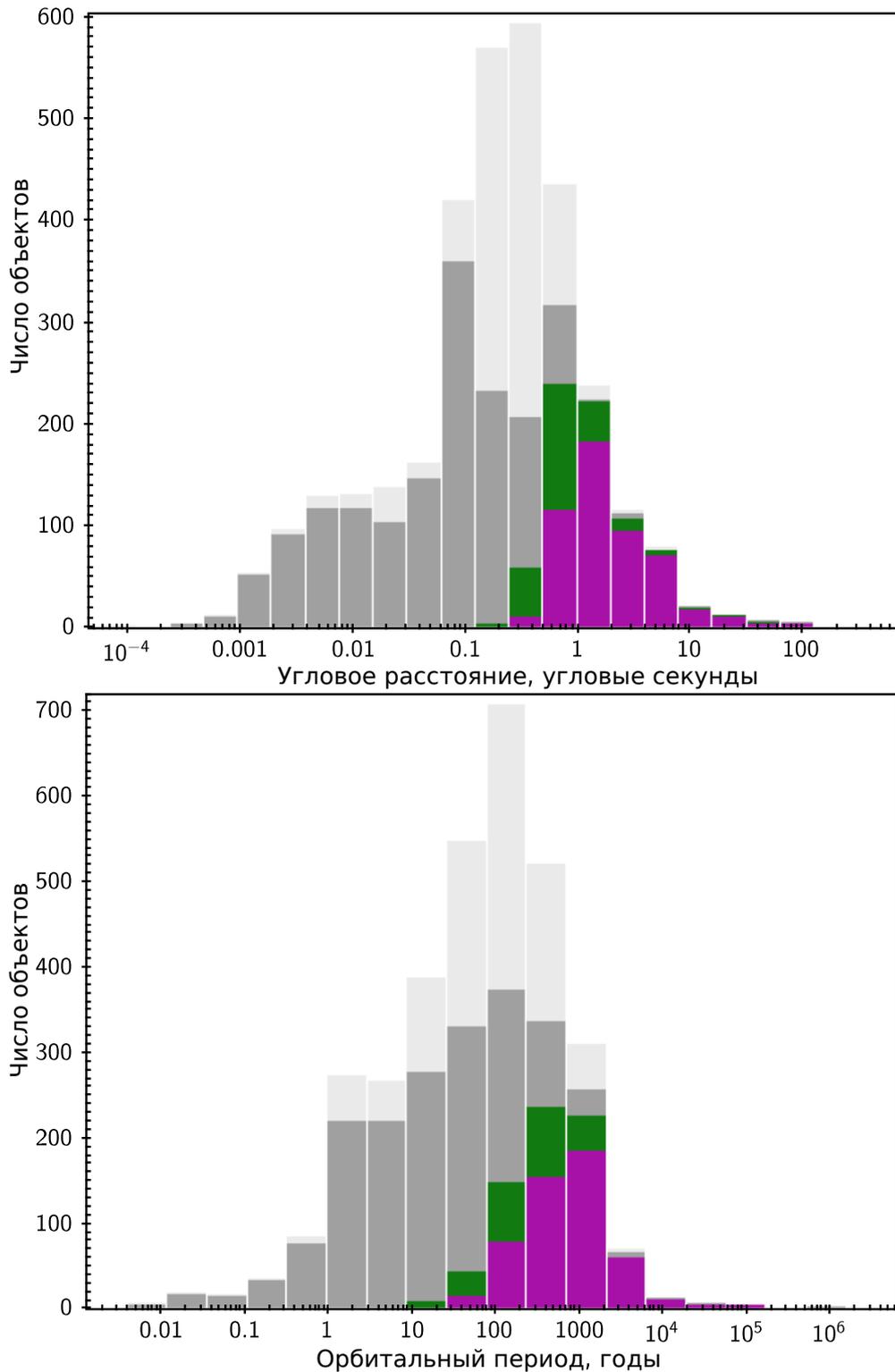


Рисунок 15 — Тип решения *Gaia* EDR3 в зависимости от предсказанного эфемеридного углового расстояния и орбитального периода для систем ORB6.

Светло-серый: все двойные, отождествлённые в *Gaia* EDR3. Тёмно-серый: системы с известными параллаксами EDR3. Зелёный: разрешённые двойные.

Фиолетовый: параллаксы известны для обоих компонентов системы.

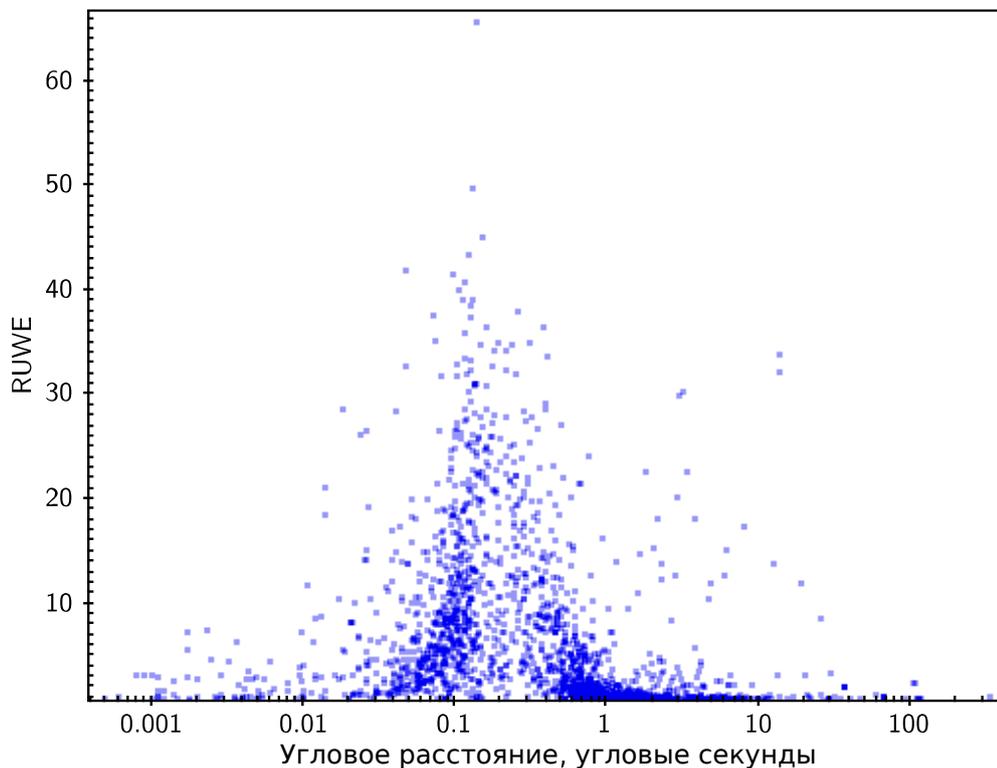


Рисунок 16 — Значение параметра RUWE в зависимости от ожидаемого из эфемерид  $\rho_{\text{eph}}$  для двойных ORB6, орбиты с классом решения 9 исключены.

В целом 3279 двойных звёзд из каталога ORB6 удалось отождествить в *Gaia* EDR3 (таблица 8). В 753 случаях отождествлены оба компонента, причём для 521 пары также известны два параллакса. Такие разрешённые системы детальнее исследуются в последующих разделах. В 1016 случаях решения *Gaia* EDR3 являются 2-параметрическими, то есть не содержат параллаксы. Тип решения во многом определяется угловым расстоянием между компонентами и орбитальным периодом (рисунок 15). Интервал  $0,2 < \rho < 0,5$  угловых секунд является наиболее проблемным для *Gaia*, 2/3 решений в этом диапазоне лишены параллаксов. Кроме того, значения параметра RUWE для имеющихся 5- или 6-параметрических решений высоки, такие двойные наиболее сложны для алгоритма обработки, рассчитанного на одиночные звёзды (рисунок 16). Отметим, что 14% главных компонентов отмечены как дублированные в EDR3. Эта доля возрастает до 23% для двойных в диапазоне  $0,05 < \rho_{\text{eph}} < 0,2$  угловых секунд. Число дублированных решений для вторичных звёзд существенно меньше и составляет 8%. Для двух источников параллаксы EDR3 являются отрицательными: WDS 06410+0954 с  $\varpi_1 = -1,33 \pm 1,00$  мс и WDS 17343–1909 с  $\varpi_1 = -0,02 \pm 0,05$  мс. Заметим, что заявленные погрешности сравнимы с самими значениями, первая система также имеет высокий RUWE  $\chi_1$ , свидетельствующий о больших невязках решения.

Кросс-идентификация двойных, у которых оба компонента представлены в *Gaia*, является надёжной, так как угловое расстояние и позиционный угол сравниваются с предсказаниями эфемерид ORB6. При наличии несогласованности дополнительно привлекаются данные WDS. Минимальное  $\rho$  для разделённой двойной составляет 0,20 угловых секунд, оба источника при этом имеют 2-параметрическое решение. Лишь для 6 разрешённых систем в диапазоне  $0,23 < \rho'' < 0,35$  известен параллакс одной из звёзд, другое решение является 2-параметрическим. Система WDS 00429+2047 имеет минимальное  $\rho = 0,37''$  среди разделённых двойных с двумя известными параллаксами. Показательно, что все разрешённые пары с  $\rho < 0,5''$  имеют избыточное значение RUWE,  $\chi > 2,5$ .

## 2.2 Оптические пары

Ожидается, что двойные, попавшие в ORB6, должны быть гравитационно-связанными. Само присутствие в каталоге является априорной информацией о том, что пара звёзд является физической двойной системой, и необходимы убедительные обоснования для опровержения данного предположения. Однако предсказанные орбитальные периоды зачастую измеряются тысячелетиями, что значительно превышает наблюдательную историю. В связи с этим следует ожидать некоторое количество объектов, ошибочно попавших в ORB6 и являющихся случайной проекцией несвязанных звёзд. Если в *Gaia* EDR3 известны параллакс и собственное движение обоих компонентов разрешённой пары, можно попытаться отличить случайную проекцию звёзд от физически связанной системы. Непосредственное сравнение измеренных параллаксов  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$  обсуждается в дальнейшем, но более эффективным оказывается выделить оптические пары с помощью анализа собственного движения. Для источников с полным решением в *Gaia* известно собственное движение по прямому восхождению  $\mu_\alpha$ <sup>3</sup> и склонению  $\mu_\delta$ . Далее разность собственных движений компонентов  $\Delta\mu = \sqrt{(\mu_{\alpha 1} - \mu_{\alpha 2})^2 + (\mu_{\delta 1} - \mu_{\delta 2})^2}$  может быть переведена в относительную тангенциальную скорость по формуле:

$$v[\text{км/с}] \approx \frac{4,74 \cdot \mu [\text{мс}\cdot\text{лет}^{-1}]}{\varpi [\text{мс}]} \quad (7)$$

<sup>3</sup> $\mu_\alpha = \mu_{\alpha'} \cdot \cos(\delta)$ . Опубликовано в каталоге *Gaia* EDR3  $\mu_\alpha$  уже скорректировано с учётом  $\cos(\delta)$ .

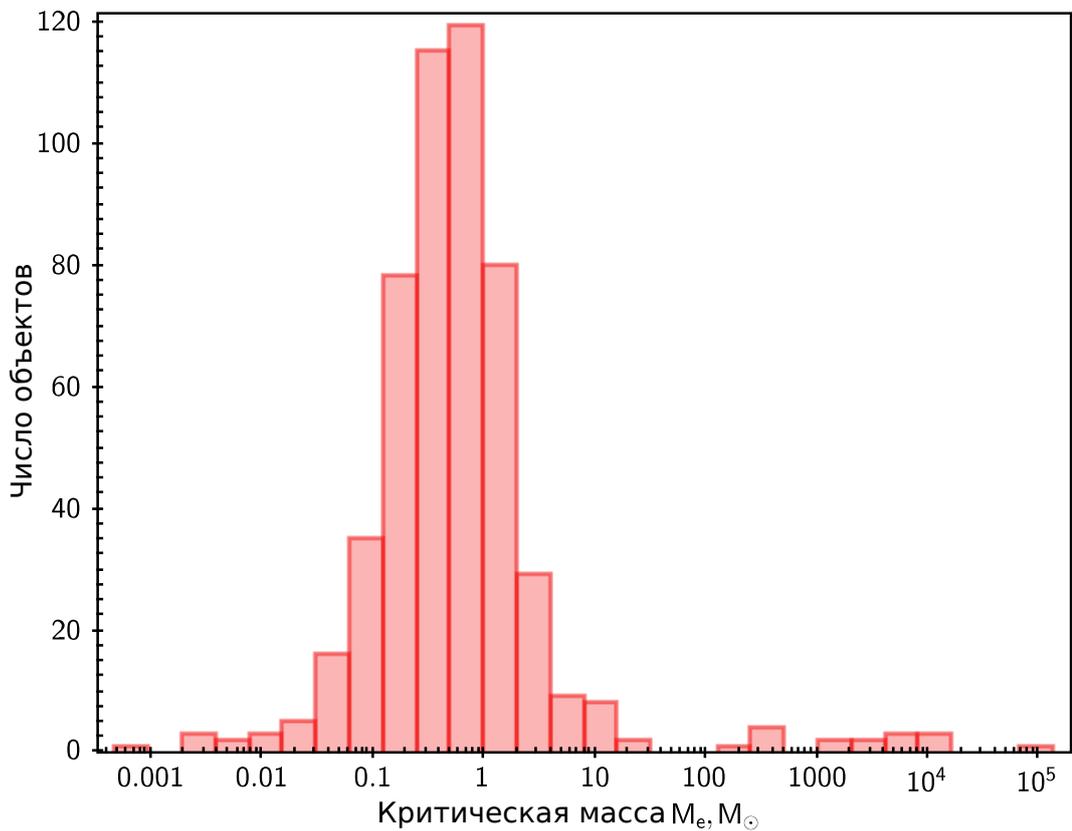


Рисунок 17 — Минимальная масса, необходимая для того, чтобы двойная система оставалась гравитационно-связанной (формула 8). Показана выборка из 521 двойной звезды с полными решениями, доступными для обоих компонентов. 16 систем с  $M_e > 100m_\odot$  являются кандидатами в оптические пары.

Относительная скорость компонентов не должна превышать вторую космическую:  $v < \sqrt{2G_0M/s}$ ,  $s = \rho/\varpi$  — линейная проекция расстояния между компонентами двойной. Минимальную массу, необходимую для того, чтобы система оставалась гравитационно-связанной, можно вычислить в единицах СИ как:

$$M_e = \frac{\rho v^2}{2\varpi G_0} \quad (8)$$

$G_0$  — гравитационная константа. Нас интересует минимально возможная масса, поэтому  $\varpi$  выбирается максимальным среди значений параллаксов компонентов  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$ . Распределение критической массы  $M_e$  (рисунок 17) наглядно отделяет небольшое число объектов с нереалистично высокими значениями, которые, по всей видимости, являются случайными проекциями: для 16 систем  $M_e > 100m_\odot$ , тогда как для всех остальных двойных  $M_e < 21m_\odot$ . Мы пренебрегли погрешностями координат и собственных движений *Gaia*. Формально указанные погрешности координат не превышают 1,2 мс для объектов выборки, эта ве-

личина слишком мала, чтобы серьёзно повлиять на значение  $\rho$ . Относительные погрешности собственного движения более существенны и достигают 5% для отдельных объектов. Хотя реальные ошибки вполне могут быть выше формально заявленных, едва ли они могут повлиять на список кандидатов в оптические пары.

Непосредственное сравнение параллаксов  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$  также свидетельствует, что 16 объектов каталога ORB6 являются оптическими парами. Как будет показано далее, для подлинной физически связанной двойной размер орбиты пренебрежимо мал по сравнению с наивной оценкой расстояния по разности параллаксов  $|1/\varpi_1 - 1/\varpi_2|$ . Если измеренная величина параллакса распределена согласно нормальному Гауссовому распределению со средним значением  $\varpi_1, \varpi_2$  и стандартным отклонением  $\sigma_1, \sigma_2$  для главного и вторичного компонентов, разность параллаксов также должна подчиняться нормальному распределению. В частности, случай равенства параллаксов  $\varpi_1 = \varpi_2$  имеет статистическую значимость:

$$\frac{\Delta\varpi}{\sigma} = \frac{|\varpi_1 - \varpi_2|}{\sqrt{\sigma_1^2 + \sigma_2^2}} \quad (9)$$

Величина  $\Delta\varpi/\sigma$  используется как мера согласия параллаксов для двойных звёзд ORB6. Как будет показано далее, формально большая разность номинальных параллаксов сама по себе не означает, что звёзды гравитационно не связаны. Тем не менее, все 16 кандидатов в оптические пары демонстрируют  $\Delta\varpi/\sigma > 8$  (таблица 9). Указанные двойные обладают наихудшим, пятым классом качества решения орбиты, за исключением WDS 19054+3803, которой присвоен четвёртый тип. Обнаружение случайных проекций среди систем с ненадёжными орбитами не является неожиданным. Минимальное  $\rho$  среди предполагаемых оптических пар составляет  $2''$  и принадлежит WDS 17248+3044. Любопытно, что все вероятные оптические пары находятся в северной небесной полусфере, по-видимому, являясь артефактом, связанным с более длительной историей наблюдений.

Таблица 9 — 16 двойных звёзд каталога ORB6, являющихся кандидатами в оптические пары.  $g_{1,2}$  — видимый блеск в полосе  $G$ ,  $\rho$  — угловое расстояние.  $M_e$  — минимальная масса, необходимая для того, чтобы система оставалась гравитационно-связанной (формула 8 и рисунок 17). Для каждой из указанных двойных  $M_e > 100m_\odot$  и  $\Delta\varpi/\sigma > 8$  (формула 9). Отметим, что WDS 19127+2435 демонстрирует исключительно высокий RUWE для обоих компонентов ( $\chi_1 = 23$  и  $\chi_2 = 30$ ), по всей видимости, оба компонента сами по себе являются неразрешёнными двойными. Дополнительно имеется подозрительный источник с 2-параметрическим решением на расстоянии  $0,36''$  от вторичной звезды с почти идентичным блеском. При работе с указанной системой следует быть особенно осторожными.

Обозначение	Блеск		Качество	RUWE		$\rho$	Параллаксы <i>Gaia</i> EDR3, мс		Значимость	$M_e$
WDS	$g_1$	$g_2$	орбиты	$\chi_1$	$\chi_2$	''	$\varpi_1 \pm \sigma_1$	$\varpi_2 \pm \sigma_2$	$\Delta\varpi/\sigma$	$m_\odot$
00152+2722	11,4	12,1	5	1,0	1,0	6,2	$1,979 \pm 0,025$	$3,522 \pm 0,017$	50,8	3494
03342+4837	7,4	11,2	5	1,0	2,0	5,6	$5,936 \pm 0,035$	$1,633 \pm 0,050$	70,6	491
04599+0031	10,7	11,2	5	1,0	1,1	6,0	$1,042 \pm 0,016$	$5,715 \pm 0,021$	174,1	525
05013+5015	9,3	9,4	5	0,9	1,0	4,2	$4,367 \pm 0,013$	$4,658 \pm 0,014$	15,2	310
07106+1543	11,6	12,0	5	1,0	0,9	10,6	$12,162 \pm 0,015$	$2,751 \pm 0,014$	457	522
08062+0201	10,8	11,1	5	1,0	1,3	2,3	$3,911 \pm 0,024$	$2,114 \pm 0,028$	49,5	1148
11128+0453	10,1	10,8	5	1,3	1,4	4,1	$3,722 \pm 0,023$	$6,346 \pm 0,030$	69,3	102
17121+2114	7,1	8,8	5	0,9	1,1	8,6	$5,256 \pm 0,015$	$2,304 \pm 0,015$	142	476
17248+3044	10,6	11,0	5	1,7	1,5	2,0	$2,398 \pm 0,020$	$2,163 \pm 0,021$	8,1	360
19054+3803	9,4	9,6	4	0,9	1,0	7,1	$1,733 \pm 0,010$	$1,611 \pm 0,011$	8,4	12593
19127+2435	8,2	11,7	5	22,7	29,9	3,6	$13,059 \pm 0,395$	$1,634 \pm 0,492$	18,1	113
20210+1028	12,2	12,4	5	1,0	0,9	6,8	$0,911 \pm 0,011$	$2,113 \pm 0,011$	75,2	81652
21506+2216	8,0	10,8	5	1,0	1,3	2,9	$2,200 \pm 0,023$	$3,544 \pm 0,027$	38,3	443
21559+3141	11,7	11,9	5	1,4	1,7	4,2	$2,034 \pm 0,019$	$2,471 \pm 0,019$	16,6	4143
22280+5742	8,8	12,7	5	1,0	1,1	45,9	$0,658 \pm 0,026$	$0,368 \pm 0,013$	10,0	2780
23100+3651	7,0	7,6	5	1,1	0,9	67,4	$2,836 \pm 0,022$	$1,428 \pm 0,020$	46,5	4258

Наконец следует упомянуть, что критическая масса  $M_e$  не должна превышать динамическую массу  $M_d$ , вычисленную с помощью третьего закона Кеплера (раздел 2.7, формула 12). Помимо 16 кандидатов в оптические пары, это условие уверенно нарушается ещё тремя системами: WDS 00524–6930, WDS 17419+7209, WDS 19464+3344, для которых  $M_e/M_d \sim 3 — 6$ . Указанные двойные отличаются исключительно большим  $\rho > 20''$ , сравнительно небольшая погрешность собственного движения для таких объектов приводит к большому отклонению  $M_e$ . При этом параллаксы компонентов двойных демонстрируют хорошее согласие  $\Delta\varpi/\sigma < 1$ , поэтому мы не считаем эти пары звёзд случайными проекциями.

### 2.3 Двойные с большой разностью измеренных параллаксов

После исключения предполагаемых оптических пар в выборке остаются 505 систем с параллаксами *Gaia* EDR3, известными для обоих компонентов. Для 206 двойных (41%)  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$  согласуются в рамках одной стандартной ошибки, для 401 системы (79%)  $\Delta\varpi/\sigma < 3$  (таблица 10). Хотя согласие параллаксов выглядит приемлемым, оно существенно хуже доли в 68,3% и 99,7%, ожидаемой из нормального распределения. Показательно существенное число объектов с очень большим различием номинальных параллаксов. В то же время сама по себе большая разность параллаксов не означает, что двойная звезда является оптической парой. 17 систем, перечисленных в таблице 10, демонстрируют скромное значение  $M_e$  и считаются физически связанными двойными несмотря на  $\Delta\varpi/\sigma > 8$ , большее чем для некоторых кандидатов в оптические пары. Ниже отдельные системы обсуждаются детальнее, указанные примеры являются весьма характерными.

Таблица 10 — Список двойных звёзд ORB6 с большим различием номинальных параллаксов  $\Delta\varpi/\sigma > 8$  (формула 9), при этом считающихся гравитационно-связанными (раздел 2.3). Значения качества орбиты и период взяты из ORB6.

Обозначение	Блеск		Качество	RUWE		Период	$\rho$	Параллакс <i>Gaia</i> EDR3, мс		Значимость	$M_e$
WDS	$g_1$	$g_2$	орбиты	$\chi_1$	$\chi_2$	лет	"	$\varpi_1 \pm \sigma_1$	$\varpi_2 \pm \sigma_2$	$\Delta\varpi/\sigma$	$m_\odot$
00014+3937	8,9	9,4	3	1,1	1,8	217	1,33	$19,34 \pm 0,02$	$20,03 \pm 0,04$	16,4	0,15
00076–0433	9,0	10,0	5	9,6	1,6	688	1,03	$17,26 \pm 0,32$	$14,15 \pm 0,05$	9,5	0,18
03470+4126	7,9	8,5	4	1,1	2,2	2276	6,88	$41,90 \pm 0,02$	$41,50 \pm 0,04$	8,3	0,48
05025–2115	7,8	9,6	3	1,8	1,8	43,6	0,89	$119,57 \pm 0,04$	$118,82 \pm 0,08$	8,3	0,03
06082+3759	7,1	9,6	5	0,9	4,0	9679	1,83	$4,54 \pm 0,03$	$2,61 \pm 0,24$	8,2	2,62
08582+1945	9,2	9,4	4	3,5	2,6	124	2,17	$196,26 \pm 0,20$	$194,14 \pm 0,12$	9,1	0,12
09137+6959	8,7	9,3	5	3,7	15,8	1469	1,15	$4,96 \pm 0,12$	$7,65 \pm 0,26$	9,3	4,1
09551–2632	8,2	8,8	5	4,3	1,5	188	0,86	$18,96 \pm 0,27$	$23,95 \pm 0,05$	18,0	0,37
10217–0946	8,1	10,2	4	3,5	1,1	1340	1,54	$15,00 \pm 0,08$	$15,71 \pm 0,03$	8,7	0,43
10412–3654	7,1	7,6	3	3,2	3,6	60,3	0,84	$64,34 \pm 0,05$	$62,62 \pm 0,14$	11,2	0,36
11214–2027	11,2	11,2	5	18,1	1,4	1028	3,81	$72,86 \pm 0,32$	$76,19 \pm 0,03$	10,2	0,50
11550–5606	4,1	5,1	5	1,9	0,9	972	3,86	$31,79 \pm 0,04$	$32,23 \pm 0,02$	11,1	0,25
12335+0901	4,9	5,6	2	14,0	6,1	15,8	1,15	$223,48 \pm 0,47$	$231,12 \pm 0,51$	11,0	0,01
15348+1032	9,6	9,6	4	3,7	1,2	1150	4,04	$10,81 \pm 0,50$	$18,97 \pm 0,11$	15,8	0,40
16256–2327	7,3	9,3	5	3,4	2,0	4193	3,00	$7,26 \pm 0,13$	$5,48 \pm 0,15$	8,8	17,1
20452–3120	12,5	12,0	5	2,3	2,3	141	2,10	$100,79 \pm 0,07$	$101,97 \pm 0,08$	11,2	0,40
22473–1609	7,3	9,3	5	8,5	1,1	824	2,65	$25,49 \pm 0,20$	$27,84 \pm 0,02$	11,6	0,34

Сравнивая параллаксы, мы явно предполагаем, что орбиты систем лежат в картинной плоскости, и истинные расстояния до компонентов одинаковы. В реальности дистанция до звёзд несколько отличается между собой. Разность параллаксов должна быть лучше заметна для объектов в солнечной окрестности. В качестве примера рассмотрим WDS 05025–2115, это близкая к Солнцу двойная звезда с формально малой погрешностью параллакса,  $\sigma_i/\varpi_i < 0,1\%$  для обоих компонентов. Наивная оценка расстояния вдоль луча зрения исходя из разности параллаксов составляет  $|1/\varpi_1 - 1/\varpi_2| \approx 0,05 \text{ пк} \approx 10^4 \text{ а.е.}$  Эта величина намного больше размера большой полуоси, приведённой в ORB6:  $a \approx a''/\varpi \approx 10 \text{ а.е.}$  Таким образом, реальный размер орбиты пренебрежимо мал по сравнению с величиной  $|1/\varpi_1 - 1/\varpi_2|$  и не может объяснить различие заявленных параллаксов.

Наибольшее расхождение параллаксов в таблице 10 принадлежит WDS 09551–2632 с  $\Delta\varpi/\sigma = 18$ . Однако мы вполне уверены, что эта система физически связана из-за скромного значения критической массы  $M_e < 1,0m_\odot$  (формула 8). Также заметим, что  $\sigma_1 \gg \sigma_2$ , и обсуждаемая система имеет третий компонент с  $\rho_3 = 6,2''$  и параллаксом  $\varpi_3 = 23,95 \pm 0,02$ , совпадающим с  $\varpi_2$  (раздел 2.5). Таким образом, мы приходим к выводу, что значение  $\varpi_1$  является ошибочным.

В отличие от оптических пар в таблице 9, таблица 10 содержит одну орбиту с классом качества решения 2 и три объекта с классом 3, поэтому мы вполне уверены, что эти двойные звёзды физически связаны исходя из исторических наблюдений. К примеру, для второй по величине несогласованности параллаксов системы WDS 00014+3937,  $\Delta\varpi/\sigma = 16,4$ . Значения  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$  отличаются на 3,5%, при этом заявленная погрешность параллаксов составляет лишь 0,2%. Однако эта система известна с 1881 года, и с оценкой орбитального периода в 217 лет и классом качества 3 можно быть уверенными в её физической двойственности.

## 2.4 Недооценка погрешностей

Согласие параллаксов  $\Delta\varpi/\sigma$  сильно коррелирует с параметром RUWE (таблица 11). Для иллюстрации системы делятся на четыре равные группы согласно среднему RUWE компонентов  $\chi = 0,5(\chi_1 + \chi_2)$ . В квантиле  $\chi \leq 1,085$  параллаксы 56% двойных согласуются в рамках стандартной ошибки  $\sigma$ , что близко

Таблица 11 — Согласие параллакс-компонентов (формула 9) в зависимости от RUWE. Исследуется выборка из 505 двойных звёзд с полным астрометрическим решением для обоих компонентов, вероятные оптические пары предварительно исключены (раздел 2.2). Системы делятся на 4 равные группы по мере роста среднего RUWE компонентов,  $\chi = (\chi_1 + \chi_2)/2$ . 1Q:  $\chi \leq 1,085$ , 2Q:  $1,085 < \chi < 1,341$ , 3Q:  $1,341 < \chi < 2,37$ , 4Q:  $\chi > 2,37$ . Указано число двойных для каждого квартиля с согласием параллакс-компонентов в рамках 5, 3, 2 и 1 $\sigma$ . Согласие существенно лучше для систем с низким значением RUWE (раздел 2.4).

	Квартиль RUWE			
	1Q	2Q	3Q	4Q
$\sum$ звёзд в квартиле	126	127	126	126
$\Delta\varpi/\sigma < 5$	125	125	112	105
$\Delta\varpi/\sigma < 3$	118	110	93	80
$\Delta\varpi/\sigma < 2$	104	89	67	48
$\Delta\varpi/\sigma < 1$	71	62	47	26

к ожидаемой доле при нормальном распределении. Согласие намного хуже для группы с  $\chi > 2,37$ , поскольку только для 21% систем выполняется  $\Delta\varpi/\sigma < 1\sigma$ .

Показательно, что хотя заявленные погрешности параллакс-компонентов *Gaia* для источников с большим RUWE выше, чем для звёзд с малым  $\chi$  (рисунок 18), они всё равно остаются недооценёнными по сравнению с ожидаемыми из анализа разности параллакс-компонентов, и реальный размер погрешности  $\sigma^*$  превышает номинальную ошибку  $\sigma$ . Для количественной оценки нами вводится коэффициент поправки  $k$ , зависящий от  $\chi$ . Заявленные погрешности для каждого компонента умножаются на коэффициент  $k(\chi)$ :  $\sigma_i^* = \sigma_i k$ ,  $k > 1$ . Соответствующие значения  $\Delta\varpi/\sigma^*$  вычисляются по формуле 9 для каждой двойной звезды. Первоначально двойные системы сортируются согласно среднему  $\chi$  компонентов. Далее создаются подвыборки из ста последовательно отсортированных систем: таким образом первая группа содержит сотню двойных с наименьшим RUWE, вторая подвыборка включает двойные со 2-й по 101-ю позицию, последняя<sup>4</sup> группа состоит из сотни систем с наивысшим RUWE. Для каждой подвыборки рассчитывается число двойных с  $(\Delta\varpi/\sigma)_i < 1$  и среднее RUWE  $\bar{\chi}$ . Далее заявленные погрешности параллакс-компонентов умножаются на коэффициент  $k$ , который последовательно увеличивается до тех пор, пока 68% систем не укладываются в стандартную ошибку:  $(\Delta\varpi/\sigma^*)_i < 1$ . Таким образом мы получаем коэффициент недооценки погрешности параллакса

<sup>4</sup>Всего создаётся  $505 - 99 = 406$  подвыборок из 505 двойных систем.

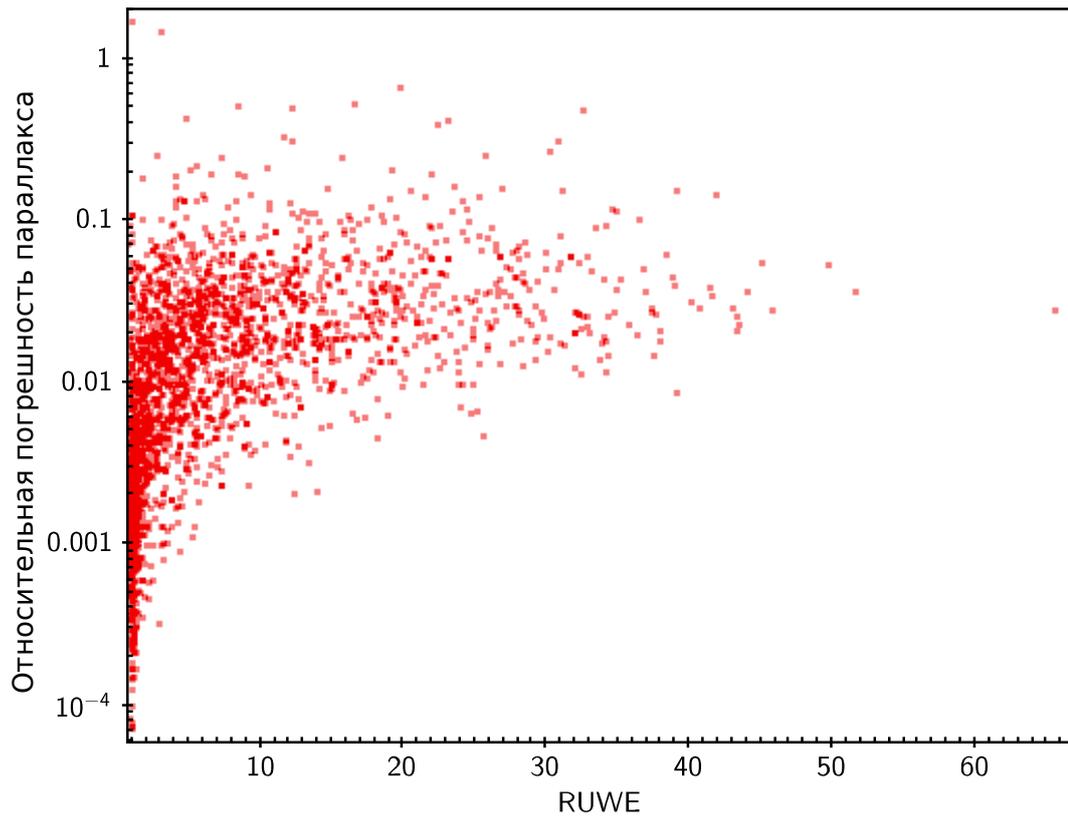


Рисунок 18 — Номинальная относительная погрешность параллакса  $\sigma_1/\varpi_1$  в зависимости от RUWE главного компонента для двойных звёзд ORB6.

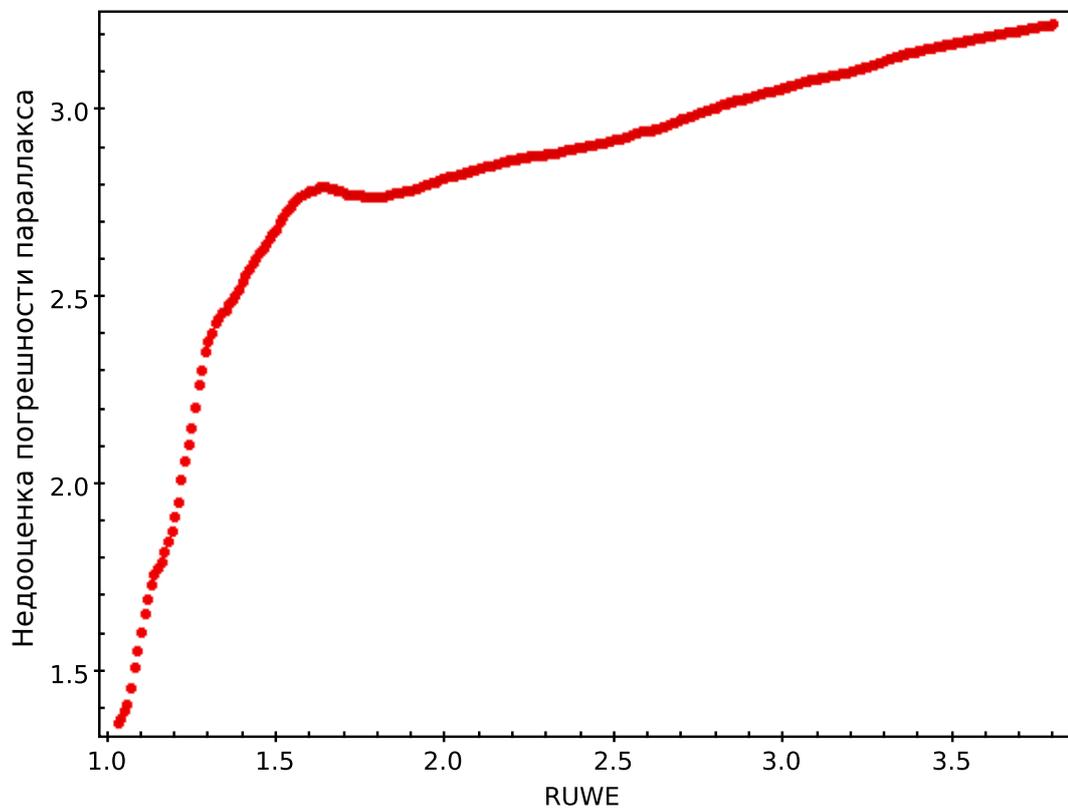


Рисунок 19 — Поправка недооценки погрешности параллакса  $k(\chi)$  (раздел 2.4).

$k$  для среднего RUWE  $\bar{\chi}$  в каждой группе. Наконец, полученные значения усредняются по 50 соседним значениям как скользящее среднее (рисунок 19).

Полученная поправка составляет  $k \sim 1,4$  при  $\chi \sim 1,05$  и быстро увеличивается до уровня  $k \sim 2,7$  при  $\chi \sim 1,5$ . Далее зависимость становится менее резкой, достигая  $k \sim 3,2$  при  $\chi \sim 3,5$ . К сожалению, из-за небольшого размера выборки нельзя проследить зависимость  $k(\chi)$  для меньших и больших значений RUWE. Разумеется, поправка должна применяться с осторожностью, поскольку распределение погрешностей в реальности не подчиняется нормальному распределению. Коэффициент  $k$  калибруется по значению одной стандартной ошибки, таким образом число двойных с большим отклонением параллакс превысит ожидаемое при Гауссовом распределении даже после применения поправки.

## 2.5 Третий свет

1016 двойных звёзд ORB6 имеют 2-параметрическое решение, у которого отсутствует параллакс, необходимый для вычисления их массы. Отсутствие необходимых данных вынуждает прибегнуть к использованию непрямых методов для оценки параллакс. Многие двойные входят в состав кратных систем, и в таком случае параллакс может оценён благодаря далёкому компоненту, третьему свету. В ряде случаев параллакс третьего света  $\varpi_3$  оказывается более надёжным, чем непосредственные параллаксы компонентов двойной  $\varpi_1$  или  $\varpi_2$ . В разделе 2.3 мы уже использовали параллакс далёкого компонента для подтверждения ошибочности  $\varpi_1$  в системе WDS 09551–2632 и рекомендовали использовать  $\varpi_2$ . Однако в большинстве случаев мы прибегаем к применению  $\varpi_3$ , когда  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$  недоступны.

Главная задача состоит в том, чтобы убедиться, что третий свет действительно связан с двойной системой, а не является случайной проекцией. В отличие от двойных ORB6, мы не можем полагаться на длительную историю наблюдений, свидетельствующую об обращении звёзд вокруг общего центра масс. В работе [133] проведён тщательный поиск компонентов с общим собственным движением вокруг объектов каталога *Hipparcos* на основании анализа параллакс и расчёта тангенциальной скорости звёзд. Авторы указывают, что их список далёких компонентов не полон из-за весьма строгих критериев отбора. Наша выборка

не ограничена звёздами *Hipparcos*, поэтому мы прибегаем к менее строгому подходу. Отбор производится с помощью набора условий (формулы 10 и 11), который применяется ко всем объектам ORB6 и направлен на отсеивание случайных проекций. Двойные, имеющие полные решения для своих компонентов, используются для проверки и калибровки критериев, которые ограничиваются до тех пор, пока отбор не перестают преодолевать предположительно несвязанные объекты.

Каталог WDS обладает данными о собственном движении  $\mu_W$  для большинства объектов ORB6, оно используется как опорное при определении связи третьего света с двойной системой. Для этого с помощью формул 7 и 8 вычисляется минимально необходимая для гравитационной связи масса  $M_e$ , принимается  $\varpi = \varpi_3$  и  $\Delta\mu = \sqrt{(\mu_{\alpha_W} - \mu_{\alpha_3})^2 + (\mu_{\delta_W} - \mu_{\delta_3})^2} = \sqrt{\Delta\mu_\alpha^2 + \Delta\mu_\delta^2}$ . Для двойных, содержащих источники с полным решением, масса  $M_e$  также вычисляется согласно разности собственного движения главного компонента  $\mu_1$  и третьего света:  $\Delta\mu = \sqrt{(\mu_{\alpha_1} - \mu_{\alpha_3})^2 + (\mu_{\delta_1} - \mu_{\delta_3})^2}$ . Это важно, так как данные о собственном движении в *Gaia* ожидаются более надёжными по сравнению с WDS. Для случайно спроецированной звезды критическая масса  $M_e$  нереалистично высокая, так что условия ужесточаются до тех пор, пока объекты с избыточным  $M_e$  не перестают проходить отсев формулами 10 и 11. Данный алгоритм успешно работает для звёзд с высоким  $\mu$ , поскольку они легко выделяются из общего фона. Для более медленных звёзд требуется большая точность. Мы предполагаем, что  $M_e$  может некорректно вычисляться для двойных с высоким RUWE вследствие низкого качества решения, поэтому допускаются несколько избыточные значения  $M_e$  для таких систем. Риск загрязнения со стороны звёзд поля мал для ярких и близких компонентов, поэтому их возможно добавить без дополнительных условий о собственном движении. В указанных ниже формулах  $\mu$  измеряется в мс/год,  $\rho_3$  — угловое расстояние между третьим компонентом и опорными координатами ORB6. В последнем выражении координаты *Gaia* EDR3 главного компонента  $\alpha_1, \delta_1$  используются для вычисления  $\bar{\rho}_3, g_3$  — звёздная величина третьего света.

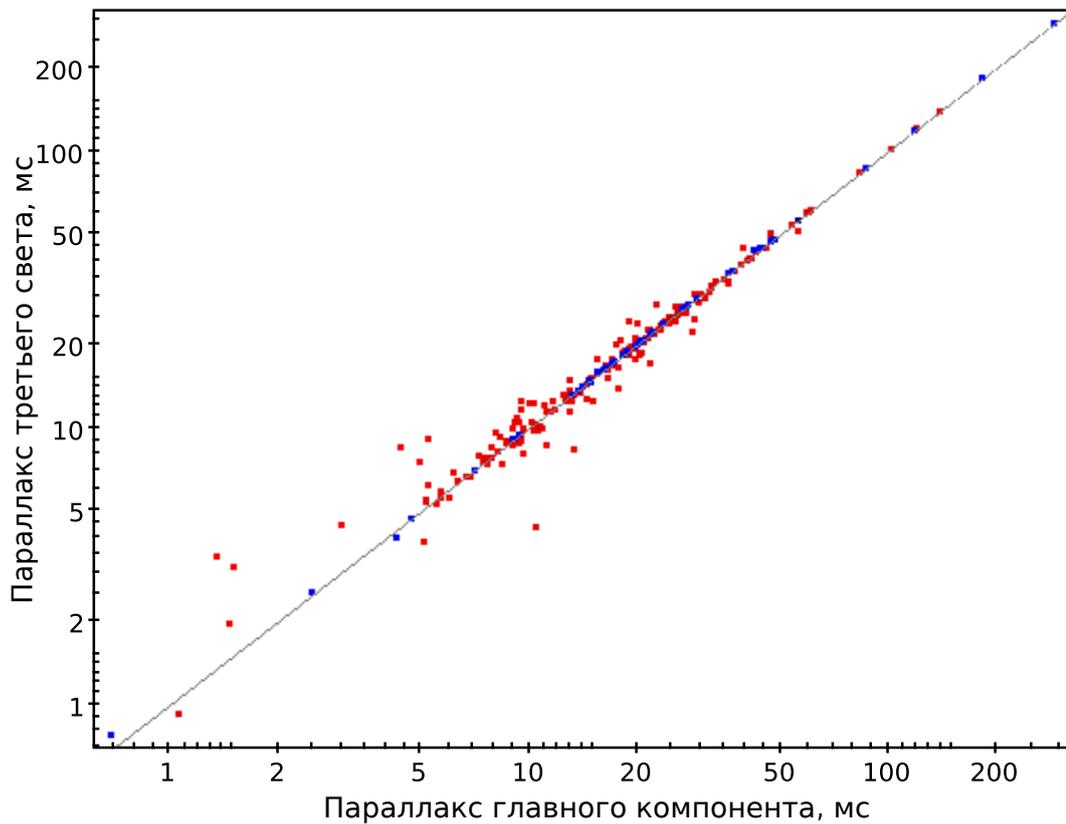


Рисунок 20 — Параллакс третьего света, отобранный с помощью формулы 10, в сравнении с главным компонентом двойной звезды ORB6. Синим цветом выделены случаи, когда оба источника имеют надёжное решение с низким RUWE ( $\chi_{1,3} < 1,8$ ). Источники с высоким  $\chi$  (выделены красным) демонстрируют большую дисперсию. Прямая линия соответствует  $\varpi_1 = \varpi_3$ .

$$\left\{ \begin{array}{l} |\mu| > 250, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 125, \rho_3 < 180'' \\ |\mu| > 200, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 50, \rho_3 < 180'' \\ |\mu| > 105, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 15, \rho_3 < 180'' \\ |\mu| > 55, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 5, \rho_3 < 180'' \\ |\mu| > 90, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 25, \rho_3 < 90'' \\ |\mu| > 30, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 5, \rho_3 < 30'' \\ \overline{\rho_3} < 8'', g_3 < 10^{\text{mag}} \end{array} \right. \quad (10)$$

Сравнение параллакса третьего света и главного компонента, в тех случаях, когда он доступен, служит для проверки корректности отбора (рисунок 20). Всего с помощью условий уравнения 10 найдено 380 уникальных компонентов, из них 130 относятся к двойным с неизвестными  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$ . Использование опорно-

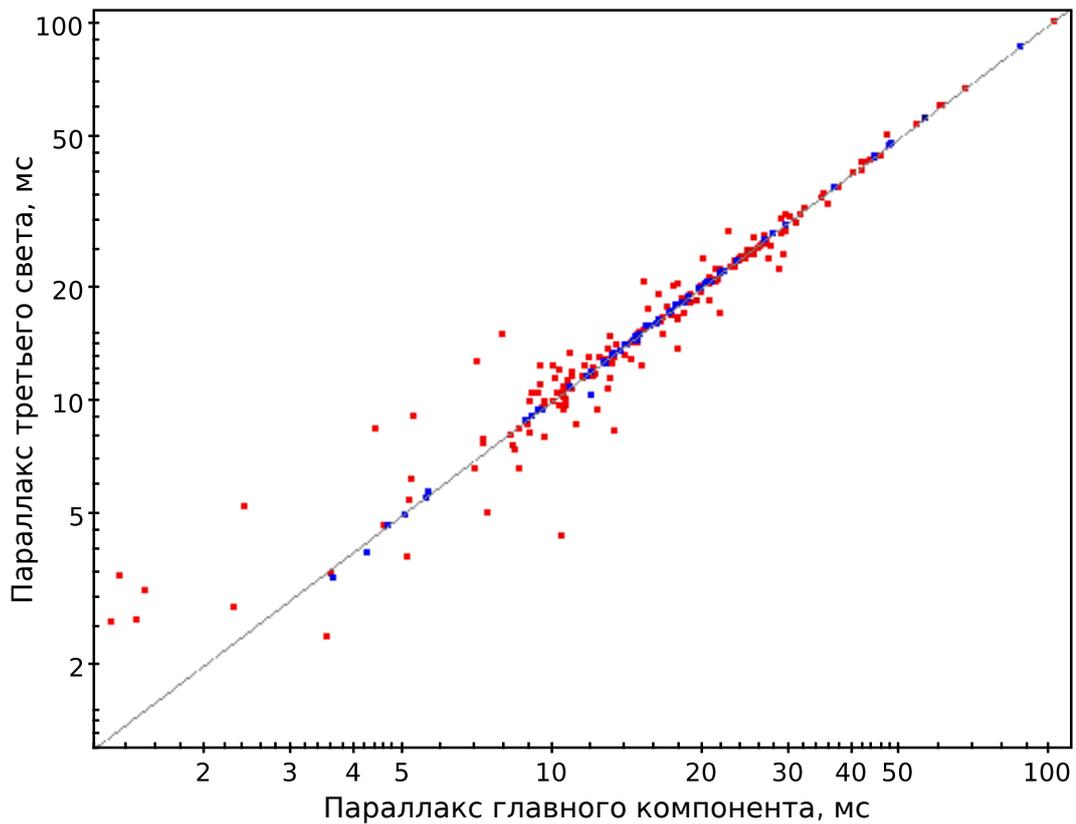


Рисунок 21 — Параллаксы третьего света, отобранные с помощью формулы 11, в сравнении с главным компонентом двойной звезды ORB6. Параллаксы *Hipparcos* [73] служат в качестве опорного  $\varpi_R$ . Синим цветом выделены случаи с низким RUWE ( $\chi_{1,3} < 1,8$ ). Прямая линия соответствует  $\varpi_1 = \varpi_3$ .

го параллаксы  $\varpi_R$  в качестве априорной информации позволяет увеличить число известных третьих компонентов благодаря добавлению объектов с более скромным собственным движением. Аналогично формуле 10 условия тщательно подбираются для выделения наибольшего числа связанных компонентов и отсеивания случайных проекций. Отметим, что хотя полученные значения  $\varpi_3$  близки к ранее известным опорным  $\varpi_R$ ,  $\varpi_3$ , как правило, имеет более высокую точность.

$$\left\{ \begin{array}{l} \varpi_R > 10, \frac{2\varpi_R}{3} < \varpi_3 < \frac{3\varpi_R}{2}, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 10, \rho_3 < 180'' \\ \varpi_R > 10, \frac{\varpi_R}{2} < \varpi_3 < 2\varpi_R, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 50, \rho_3 < 30'', g_3 < 19,5^{\text{mag}} \\ \varpi_R > 5, \frac{4\varpi_R}{5} < \varpi_3 < \frac{5\varpi_R}{4}, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 25, \rho_3 < 100'', g_3 < 12^{\text{mag}} \\ \varpi_R > 2, \frac{4\varpi_R}{5} < \varpi_3 < \frac{5\varpi_R}{4}, \Delta\mu_{\alpha,\delta} < 10, \rho_3 < 60'', g_3 < 12^{\text{mag}} \end{array} \right. \quad (11)$$

Указанные условия отбора позволяют выявить 384 или 282 третьих компонента при принятии параллакса *Hipparcos* [73]  $\varpi_{H07}$  или *Gaia* EDR3  $\varpi_1$  в качестве опорного  $\varpi_R$ . Напомним, что  $\varpi_1$  недоступен почти для трети объектов выборки, благодаря чему данные *Hipparcos* оказываются более продуктивны. В 28 случаях параллакс третьего света демонстрирует существенное расхождение с измеренным параллаксом непосредственных компонентов двойной (рисунок 21 и таблица 12). В случаях, когда с помощью формул 10 и 11 отобраны несколько объектов, выбирается источник с наименьшей заявленной погрешностью  $\sigma_3/\varpi_3$ . Дополнительно отвергаются источники с высоким RUWE ( $\chi_3 > 1,8$ ) для двойных с более надёжным параллаксом главного компонента ( $\chi_3 > 1,5\chi_1$ ). Разумеется, следует проявлять осторожность при применении параллакса третьего света  $\varpi_3$ . Далёкий компонент вполне может оказаться частью группы звёзд с общим собственным движением, так что расстояние вдоль луча зрения будет значительно превышать проекцию расстояния в картинной плоскости. Даже с учётом этих оговорок данные о третьем свете выглядят полезными, особенно при отсутствии других доступных сведений о параллаксах. Дополнительно для девяти двойных ORB6 без известных параллаксов в других каталогах (раздел 2.6) третьи компоненты отобраны вручную, хотя они несколько не вписываются в условия формулы 10. Всего в рамках исследования выявлены 548 уникальных третьих компонента, из них 196 относятся к двойным с 2-параметрическим решением, лишённым параллакса.

Таблица 12 — Список систем ORB6, для которых параллакс третьего света существенно отличается от измеренного параллакса компонентов двойной (раздел 2.5, формулы 10 и 11). Показаны системы с  $\frac{|\varpi - \varpi_3|}{\sqrt{\sigma^2 + \sigma_3^2}} > 8$ ,  $\varpi/\varpi_3 < 0,8$  или  $\varpi_3/\varpi < 0,8$ .  $\varpi$  — взвешенное арифметическое среднее параллаксов компонентов двойной (формула 13). Однако для перечисленных систем  $\varpi_2$  недоступен, поэтому фактически используется значение  $\varpi_1$ . За исключением WDS 17082–0105, все перечисленные двойные имеют ненадёжное решение с высоким RUWE для главного компонента, которое опровергается более точным решением для третьего света. Параллакс *Hipparcos*  $\varpi_{H07}$  [73] указан для сравнения. Для перечисленных систем мы рекомендуем рассмотреть использование в расчётах  $\varpi_3$  вместо  $\varpi_1$ .

Обозначение	Параллакс, миллисекунды			Значимость $\frac{ \varpi - \varpi_3 }{\sqrt{\sigma_1^2 + \sigma_3^2}}$	RUWE		Угол $\rho_3, ''$	Расстояние $\rho_3/\varpi_3, 10^3 \text{a.e.}$
	WDS	$\varpi_1 \pm \sigma_1$	$\varpi_3 \pm \sigma_3$		$\varpi_{H07}$	$\chi_1$		
00046+4206	$3,00 \pm 0,35$	$4,43 \pm 0,02$	$2,59 \pm 0,56$	4,0	10,7	1,2	5,3	1,21
00090–5400	$4,95 \pm 0,42$	$7,49 \pm 0,07$	$7,79 \pm 0,74$	6,0	19,8	1,0	18,2	2,43
01263–0440	$21,78 \pm 0,54$	$17,01 \pm 0,06$	$18,88 \pm 1,98$	8,8	18,3	1,1	24,6	1,45
02529+5300	$5,09 \pm 0,42$	$3,85 \pm 0,05$	$3,25 \pm 24,55$	2,9	11,1	1,1	1,6	0,407
03184–2231	$7,08 \pm 1,47$	$12,63 \pm 0,02$	$12,77 \pm 1,17$	3,8	10,5	1,1	29,4	2,33
04316+1743	$28,51 \pm 0,58$	$22,24 \pm 0,02$	$22,76 \pm 1,21$	10,8	43,3	1,2	119	5,36
05133+0252	$13,33 \pm 0,31$	$8,30 \pm 0,04$	$9,32 \pm 0,94$	16,1	4,3	1,0	6,9	0,83
05182+3322	$9,51 \pm 0,57$	$12,45 \pm 0,04$	$14,04 \pm 0,58$	5,2	5,4	1,1	4,2	0,335
05484+2052	$7,39 \pm 0,36$	$5,06 \pm 0,03$	$5,97 \pm 0,73$	6,5	6,2	1,3	75,4	14,9
06410+0954	$-1,33 \pm 1,00$	$1,40 \pm 0,10$	$3,55 \pm 0,5$	2,7	5,1	1,3	3,0	2,12
06594+2514	$2,42 \pm 0,61$	$5,26 \pm 0,03$	$4,48 \pm 2,89$	4,7	25,8	1,8	22,2	4,22
08291–4756	$1,48 \pm 0,24$	$1,95 \pm 0,03$	$1,53 \pm 0,34$	1,9	4,2	0,9	3,5	1,78
10223+4130	$17,80 \pm 0,39$	$13,77 \pm 0,28$	$14,16 \pm 0,54$	8,4	3,3	0,9	55,2	4,01
11151+3735	$1,35 \pm 0,41$	$3,44 \pm 0,11$	$3,18 \pm 1,17$	4,9	12,2	1,7	0,6	0,183
11551+4629	$10,44 \pm 0,66$	$4,39 \pm 0,02$	$4,72 \pm 0,58$	9,1	19,0	1,0	3,9	0,892

Продолжение таблицы 12.

Обозначение WDS	Параллакс, миллисекунды			Значимость $\frac{ \varpi_1 - \varpi_3 }{\sqrt{\sigma_1^2 + \sigma_3^2}}$	RUWE		Угол $\rho_3, ''$	Расстояние $\rho_3 / \varpi_3, 10^3 \text{ а. е.}$
	$\varpi_1 \pm \sigma_1$	$\varpi_3 \pm \sigma_3$	$\varpi_{H07}$		$\chi_1$	$\chi_3$		
12064–6543	$8,61 \pm 0,74$	$6,60 \pm 0,02$	$7,94 \pm 4,49$	2,7	24,1	1,0	8,8	1,33
13099–0532	$11,18 \pm 0,41$	$8,67 \pm 0,02$	$10,33 \pm 1,09$	6,1	2,4	1,0	7,0	0,809
13123–5955	$5,26 \pm 0,82$	$9,10 \pm 0,15$	$8,61 \pm 0,85$	4,6	14,7	3,1	1,9	0,209
15071–0217	$12,31 \pm 0,81$	$9,47 \pm 0,13$	$10,50 \pm 0,83$	3,5	25,5	0,7	7,9	0,833
16073–3645	$15,29 \pm 0,67$	$20,63 \pm 0,03$	$18,25 \pm 1,05$	7,9	14,3	1,5	40,4	1,96
17082–0105	$11,91 \pm 0,09$	$10,35 \pm 0,13$	$11,17 \pm 0,95$	9,7	1,5	1,0	39,6	3,82
18232–6130	$4,40 \pm 0,89$	$8,43 \pm 0,05$	$6,96 \pm 1,03$	4,5	5,2	1,2	3,6	0,425
18421+3445	$1,30 \pm 0,67$	$2,61 \pm 0,03$	$2,19 \pm 0,61$	1,9	16,6	1,0	25,0	9,61
19431–0818	$7,96 \pm 0,50$	$15,02 \pm 0,23$	$13,85 \pm 0,63$	12,7	30,0	8,8	96,6	6,43
19579+4216	$1,52 \pm 0,59$	$3,13 \pm 0,02$	$3,07 \pm 0,47$	2,7	22,4	1,0	3,0	0,943
20169+5017	$22,51 \pm 0,41$	$28,00 \pm 0,01$	$32,50 \pm 0,55$	13,3	24,8	1,1	106	3,78
20593+1534	$3,54 \pm 0,21$	$2,37 \pm 0,02$	$2,45 \pm 1,18$	5,5	7,2	1,1	34,4	14,5
20598+4731	$1,47 \pm 0,37$	$2,63 \pm 0,01$	$2,3 \pm 0,42$	3,2	2,7	0,8	20,3	7,72

## 2.6 Параллаксы помимо Gaia EDR3<sup>5</sup>

После кросс-идентификации систем ORB6 в каталоге *Gaia* EDR3 и последующего поиска третьих компонентов, 889 двойных остаются без параллаксов. Ниже кратко описывается поиск данных в других каталогах, их полноценный анализ выходит за рамки исследования, так что мы ограничиваемся отдельными необходимыми замечаниями. Прежде всего поиск производится в каталоге *Gaia* DR2 [62]. Приблизительно для 35% объектов выборки с 2-параметрическими решениями в EDR3 параллаксы оказываются доступны в DR2. Последний основан на более коротком интервале наблюдений, таким образом отсутствие данных EDR3 автоматически означает, что параллаксы DR2 для данной системы потенциально ненадёжны. Поскольку для ряда объектов это единственный источник данных, мы не можем их игнорировать. Отождествление объектов в DR2 производится с помощью координат EDR3 и весьма тривиально, учитывая небольшую полугодовую разницу в эпохах каталогов. Более чем для двух тысяч систем параллаксы EDR3 доступны совместно с DR2, что позволяет провести сравнение данных в двух каталогах. Формула 9 используется как мера согласия, заявленные параллаксы главных компонентов в *Gaia* DR2 и EDR3 принимаются за  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$ . Для 32% двойных параллаксы укладываются в стандартную погрешность, для 73%  $\Delta\varpi/\sigma < 3$ . Сравнительно большое число звёзд демонстрирует серьёзное различие параллаксов DR2 и EDR3. Ввиду того, что существенное число параллаксов DR2 являются ошибочными, применять их следует с осторожностью.

Каталог *Hipparcos* [30] наряду с его новой версией обработки [73] располагает параллаксами для большинства звёзд ORB6. Поскольку данные *Hipparcos* учитывают нелинейное движение источников, в отдельных случаях их надёжность превосходит *Gaia* EDR3. Изучаемая выборка состоит преимущественно из ярких объектов, что дополнительно ограничивает превосходство *Gaia*. Сравнение с EDR3 с помощью формулы 9 показывает, что 59% измеренных параллаксов из первоначальной версии *Hipparcos* вписываются в стандартную ошибку, эта доля

<sup>5</sup>При подготовке данного раздела диссертации использованы публикации [123;134], выполненные автором в соавторстве, в которых, согласно Положению о присуждении учёных степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: Docobo Jose, Tamazian Vakhtang, Malkov Oleg, Campo Pedro, Chulkov Dmitry. Improved orbits and parallaxes for eight visual binaries with unrealistic previous masses using the Hipparcos parallax. MNRAS, V.459, Is.2, p. 1580-1585, 2016. Malkov Oleg, Tamazian Vakhtang, Docobo Jose, Chulkov Dmitry. Dynamical masses of a selected sample of orbital binaries. A&A, V. 546, id. A69, pp. 5, 2012. Авторский вклад оценивается в 20%.

падает до 47% для обновлённой версии. Примечательно, что звёзды с большим отличием измеренных параллаксов демонстрируют высокое значение RUWE в EDR3. Дополнительно для двух двойных (WDS 02382+4604 и WDS 16229+3803), не имеющих параллаксов в *Gaia* EDR3, DR2 и *Hipparcos*, данные найдены в каталоге TGAS [61]. Для оставшихся без параллаксов 82 систем осуществляется поиск с помощью сервиса SIMBAD [135], соответствующие оценки, как правило, являются косвенными, ссылки на источники данных указаны в таблице 16.

## 2.7 Динамическая масса

Как было указано во введении, третий закон Кеплера позволяет вычислить массу двойной системы с известным периодом и размером орбиты. Вычисленная величина включает в себя сумму масс внутри орбиты двойной звезды и потенциально может включать вклад невидимого компонента, но для обычных двойных это простая арифметическая сумма масс главного и вторичного компонентов.

$$M_d = \frac{a^3}{P^2} = \frac{a''^3}{\varpi^3 P^2} \quad (12)$$

Масса выражена в  $m_\odot$ , если большая полуось  $a''$  и параллакс  $\varpi$  указаны в одной единице измерения, а период  $P$  в годах. В тех случаях, когда известны параллаксы обоих компонентов  $\varpi_{1,2}$ , используется взвешенное арифметическое среднее:

$$k_i = 1/\sigma_i^2; \varpi = \frac{k_1\varpi_1 + k_2\varpi_2}{k_1 + k_2}; \sigma = \frac{1}{\sqrt{k_1 + k_2}} \quad (13)$$

Для большинства объектов каталога ORB6 все три параметра, входящих в формулу 12, известны со значительными погрешностями (таблица 8). За счёт экстраполяции характерная относительная ошибка размера орбиты и параллакса утраивается, а погрешность периода удваивается. К примеру, 10%-я ошибка  $a''$  ведёт к 30%-й погрешности  $M_d$ . Данные о  $P$  и  $a''$  в ORB6 получены разнообразными методами и неоднородны, на практике они определяются совместно при построении орбиты и неизбежно скоррелированы. Некоторые методики решения орбиты также учитывают параллакс двойной звезды [136]. Указанные факторы

затрудняют корректный учёт погрешностей и требуют обстоятельный анализ для каждой системы в отдельности, что выходит за рамки наших возможностей. В связи с этим применяется упрощённый подход, позволяющий дать грубую оценку — все параметры считаются независимыми.  $10^6$  значений  $P$ ,  $a''$ ,  $\varpi$  генерируются методом Монте-Карло согласно Гауссовому распределению. В случаях, когда значения ошибок  $P$  и  $a''$  для конкретной системы не указаны в ORB6, используется квартиль 75% для соответствующего класса решения орбиты. Медиана полученного множества  $M_d$  принимается за среднее значение, квантили 0,159 и 0,841 используются в качестве границы доверительного интервала  $M_d^-$  и  $M_d^+$ . Данный подход неэффективен для орбит с плохо определёнными параметрами, характерными для классов решения 4 — 5, формальные оценки погрешностей и медианной массы для таких систем некорректны. В связи с этим дополнительно вычисляется значение динамической массы  $M_d^0$ , полностью игнорирующее погрешности.

## 2.8 Соотношение масса — светимость

Соотношение масса — светимость было открыто столетие назад благодаря анализу наблюдений визуальных двойных звёзд [137; 138] и может быть использовано для оценки масс объектов главной последовательности с известным параллаксом и блеском. Представленные в литературе соотношения обычно используют болометрическую светимость или абсолютную звёздную величину  $V$  в системе Джонсона, переход к фотометрической системе *Gaia* является нетривиальным, так как зависит от спектрального типа. В частности, предложенное командой *Gaia* выражение для связи  $G$  и  $V$  блеска нельзя использовать для красных М-карликов с  $B - V > 1,3$  [131]. В этой связи мы попытаемся создать синтетическое соотношение масса — светимость с помощью эволюционных треков MIST (версия 1.2 [139; 140]) и звёздных изохрон PARSEC (версия 1.2S [93; 95; 96]). Требуемое выражение должно связать массу звезды и абсолютную звёздную величину  $G$ . Главная последовательность включает в себя объекты различного эволюционного статуса и металличности, благодаря чему в реальности зависимость является полосой, а не тонкой линией [141; 142]. Для дальнейших расчётов используется

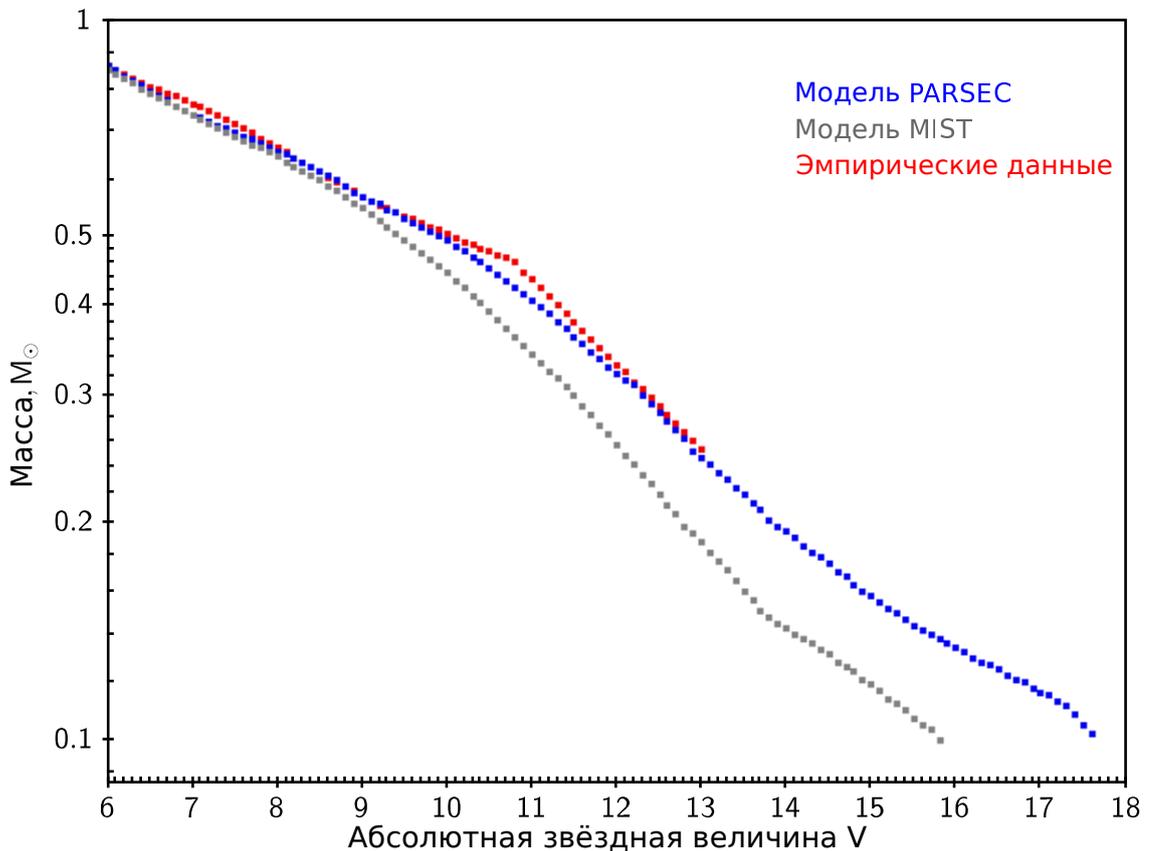


Рисунок 22 — Сравнение синтетической начальной главной последовательности (ZAMS), полученной с помощью моделей MIST (серый цвет) и PARSEC (синий), с эмпирическим [143] соотношением масса — светимость (красный) для маломассивных звёзд (раздел 2.8). PARSEC лучше подходит для аппроксимации эмпирических данных для наиболее тусклых звёзд ( $V > 8^{\text{mag}}$ ).

солнечная металличность, являющаяся типичной для звёзд солнечной окрестности, к которой принадлежат исследуемые визуальные двойные системы.

Модель MIST предоставляет эволюционные треки, то есть абсолютный блеск как функцию возраста для звезды с заданной начальной массой. Используется плотная сетка значений в диапазоне  $-1 < \lg M/m_{\odot} < 2$  с шагом 0,01. MIST в явном виде маркирует момент выхода и средний возраст звезды на главной последовательности, благодаря чему в нашем распоряжении оказывается синтетическая главная последовательность для звёзд начального и среднего возраста (ZAMS и IAMS<sup>6</sup>). Полученные функции связывают возраст, массу звезды и абсолютный  $V$  и  $G$  блеск. Массивные светила характеризуются короткой продолжительностью жизни и при плавной истории звездообразования можно ожидать, что их средняя светимость близка к блеску на IAMS. В свою очередь, маломас-

<sup>6</sup>ZAMS — zero age main sequence, IAMS — intermediate age main sequence. IAMS определяется в модели MIST как возраст, при котором доля водорода в центре звезды падает до 30%.

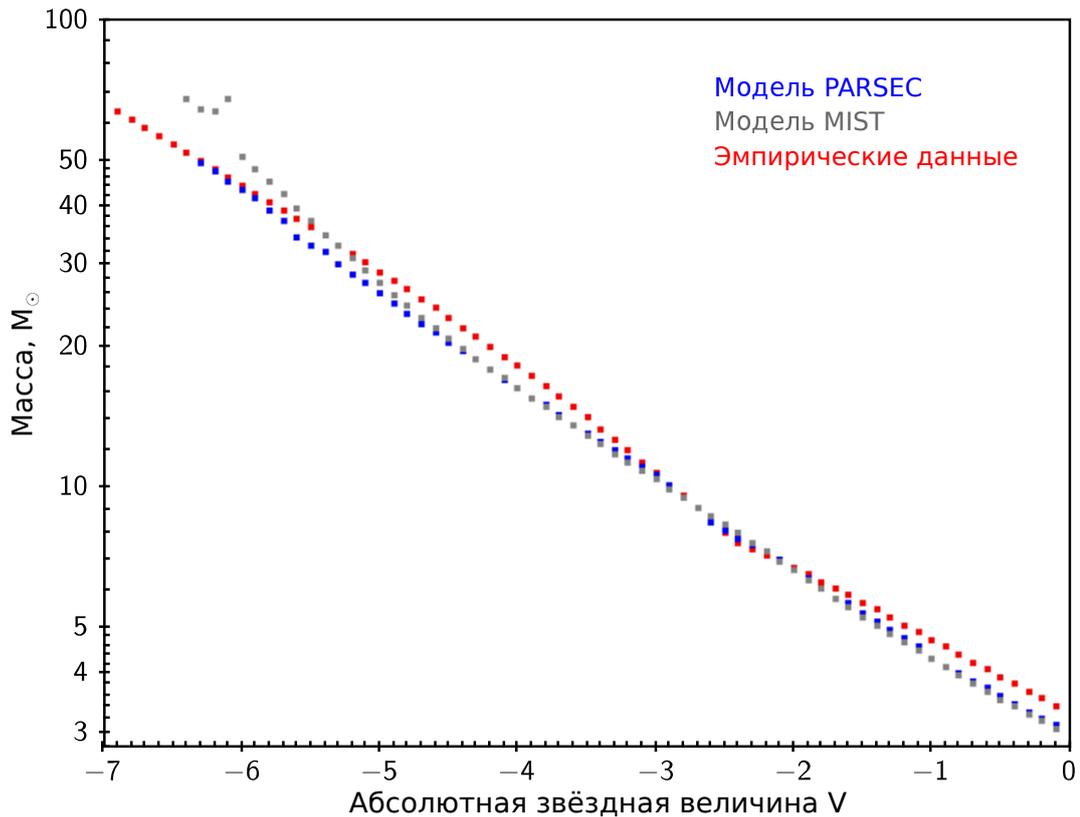


Рисунок 23 — Сравнение синтетической главной последовательности для звёзд среднего возраста (IAMS), полученной с помощью моделей MIST (серый цвет) и PARSEC (синий), с эмпирическим [143] соотношением масса — светимость (красный) для высокомассивных звёзд (раздел 2.8). Хотя предсказания моделей близки, для  $V < -5^{\text{mag}}$  PARSEC выглядит предпочтительнее.

сивные звёзды, полная продолжительность жизни которых близка или превышает возраст Галактики, должны располагаться ближе к ZAMS. Данные соображения подтверждаются сравнением с эмпирическими данными (рисунки 22 и 23).

Изохроны PARSEC в явном виде не маркируют эволюционные стадии, в связи с этим используются масса и возраст звёзд на ZAMS и IAMS согласно модели MIST, и уже для них производится дальнейший расчёт блеска с помощью PARSEC. Логарифм возраста округляется до 0,01, а абсолютные звёздные величины линейно интерполируются как функция логарифма массы. Таким образом получены синтетические ZAMS и IAMS в рамках моделей MIST и PARSEC, связывающие массу звёзд с абсолютным  $V$  и  $G$  блеском. Синтетические ZAMS в двух моделях близки между собой, в частности, массы отличаются менее чем на 2% для звёзд с  $G < 8,5$  ( $M \gtrsim 0,6m_{\odot}$ ). Однако для менее массивных светил предсказания моделей существенно расходятся (рисунок 22). Аналогичным образом синтетические IAMS почти совпадают в широком диапазоне масс, но отличаются

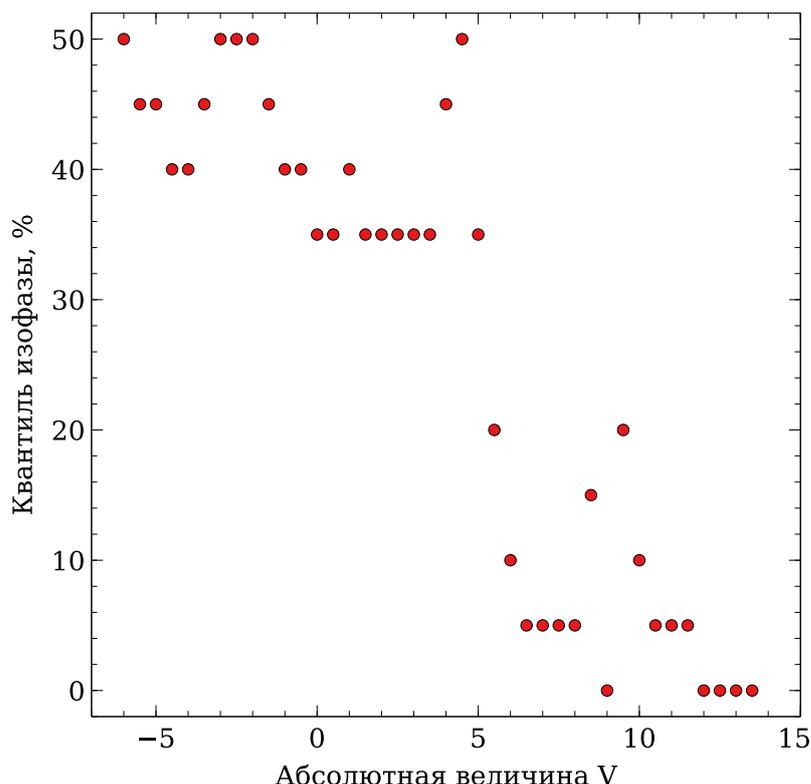


Рисунок 24 — Эволюционная фаза звезды главной последовательности, используемая для аппроксимации зависимости масса — светимость в полосе  $V$  (раздел 2.8). Значение 0 соответствует ZAMS, 50 — IAMS. Зависимость не монотонна из-за ограничений синтетических и эмпирических данных.

ся для наиболее массивных объектов (рисунок 23). Для сравнения используется таблица 6 из работы [143], основанная на эмпирических соотношениях и представляющая абсолютные звёздные величины  $V$  для звёзд главной последовательности в диапазоне  $0,25 — 64m_{\odot}$ . Модель PARSEC явно демонстрирует лучшее согласие с эмпирическими данными, поэтому далее мы применяем её для расчётов, оставляя MIST исключительно в качестве маркера эволюционных стадий.

В одиночку ZAMS и IAMS не в состоянии полностью воспроизвести эмпирическую зависимость масса — светимость. В связи с этим промежуток времени между возрастом ZAMS и IAMS делится на десять равных отрезков, что позволяет создать сетку синтетических соотношений для звёзд с идентичным эволюционным статусом. Для каждого значения абсолютной звёздной величины  $V$  выбирается эволюционная фаза, при использовании которой масса наиболее близка к известной эмпирической зависимости [143] (рисунок 24). Как и ожидалось, маломассивные звёзды лучше всего аппроксимируются нулевым возрастом (ZAMS), для более крупных светил требуется использование продвинутых фаз эволюции,

Таблица 13 — Соотношение масса — светимость в полосе  $G$ , полученное в разделе 2.8. Отрывок, полная версия доступна по адресу <https://github.com/chulkovd/ORB6>. Графическая версия показана на рисунке 25.

Масса, $m_{\odot}$	$G$
49,383	-6,399
47,535	-6,301
45,718	-6,199
44,840	-6,183
43,144	-6,083

так что для наиболее массивных объектов эмпирическую зависимость удаётся воспроизвести с помощью IAMS. Таким образом сформировано синтетическое соотношение, очень близкое к известной зависимости масса — светимость в полосе  $V$ . Далее те же предпочтительные эволюционные фазы используются для сопоставления массы звезды и её блеска  $G$ . Полученные соотношения для  $V$  и  $G$  величин представлены на рисунке 25 и в таблице 13. Звёзды с  $M < 0,1m_{\odot}$  не включены в синтетические модели, для интервала  $0,075m_{\odot} < M < 0,1m_{\odot}$  используется обновлённая с учётом [144] таблица [145]. Полученное синтетическое соотношение согласуется с эмпирическим в рамках  $0,1^{\text{mag}}$  для звёзд с  $M > 0,8m_{\odot}$ , однако отклонение достигает  $0,25^{\text{mag}}$  для менее массивных светил. Собственная ширина зависимости масса — светимость зависит от массы и по оценкам не превышает 38% [141; 146], что соответствует  $0,35^{\text{mag}}$ . Указанная величина в два раза меньше для маломассивных звёзд. Учитывая собственную ширину соотношения и дополнительные ошибки, вызванные переходом к фотометрической системе *Gaia*, далее используется универсальный размер погрешности  $\sigma_{\text{MLR}} = 0,4^{\text{mag}}$ .

## 2.9 Фотометрическая масса

Полученное соотношение масса — светимость используется для оценки масс двойных систем. Данный метод применим только к звёздам главной последовательности, эволюция которых не возмущена влиянием соседнего компонента. Размер орбиты визуальных двойных позволяет ожидать, что эволюция звёзд протекает независимо. Однако каждый компонент сам по себе может оказаться

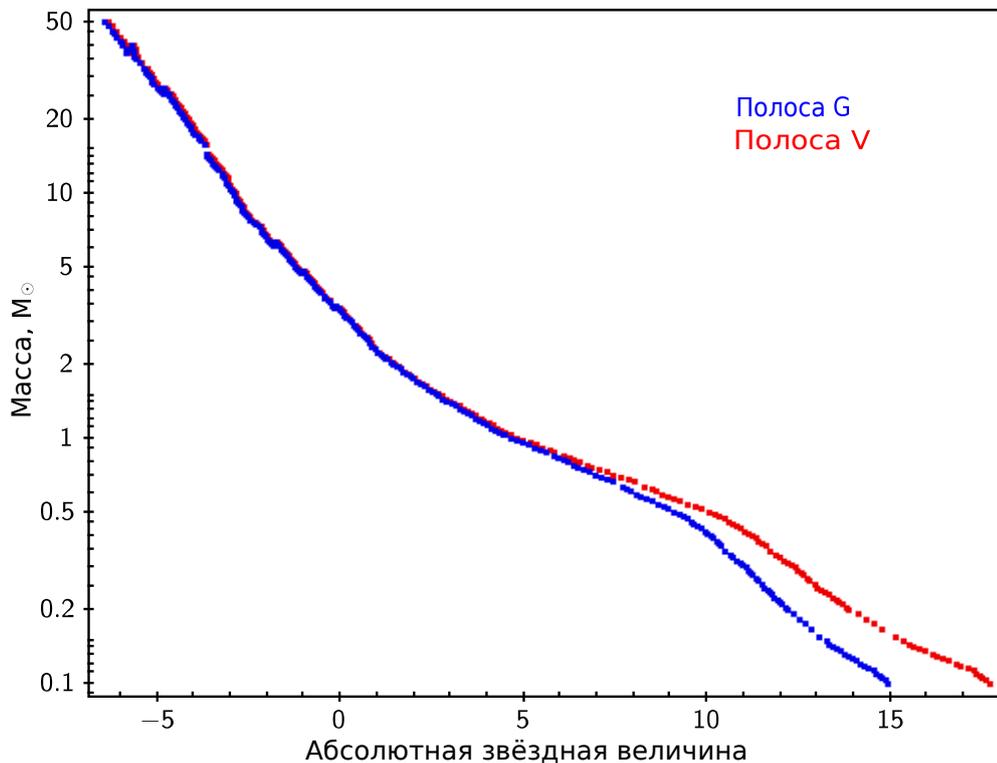


Рисунок 25 — Соотношение масса — светимость, полученное а разделе 2.8. Синий цвет соответствует абсолютным звёздным величинам в полосе  $G$ , красный используется для полосы  $V$ . Также доступно в таблице 13.

контактной или полуразделённой двойной в составе кратной системы, поэтому неизбежно, что для некоторых объектов вычисления с использованием соотношения масса — светимость являются некорректными. В свою очередь, принадлежность к главной последовательности может быть выявлена с помощью спектральной классификации. Каталог WDS указывает спектральные классы для большинства двойных звёзд выборки, однако эти данные неоднородны и зачастую включают некорректные сведения. Принимая это во внимание, расчёт массы проводится для всех объектов, не взирая на доступность спектральной классификации.

В отличие от динамической массы, вычисляемой с помощью третьего закона Кеплера, оценка с помощью соотношения масса — светимость относится к индивидуальным массам светил, а не к суммарной массе системы. В зависимости от того, является ли система разделённой в *Gaia* EDR3 (раздел 2.1), блеск может быть доступен только для одного или обоих компонентов. Если известны оба значения, что обычно справедливо для широких пар ( $\rho \gtrsim 0,5''$ ), массу можно вычислить для каждой звезды в отдельности. Иначе рассматриваются два предельных случая. Первая гипотеза заключается в том, что вклад вторичного компонента является пренебрежимо малым, и масса системы определяется исключительно

параметрами более яркой звезды. Во втором случае предполагается, что неразрешённая двойная состоит из светил равной яркости, и звёздная величина каждого компонента на  $2,5 \lg 2 \approx 0,75^{\text{mag}}$  больше указанного в каталоге блеска. Масса системы, таким образом, заключена между двумя граничными значениями.

Для использования соотношения масса — светимость необходимо перейти от опубликованных в каталоге видимых звёздных величин к абсолютным. Прежде всего для самых ярких звёзд ( $g < 8^{\text{mag}}$ ) применяется коррекция, связанная с перенасыщением источника [131], хотя её размер не превышает  $0,015^{\text{mag}}$ . Переход к абсолютному блеску для звезды с известной видимой звёздной величиной  $g$  и параллаксом  $\varpi$ , измеряемым в угловых секундах, производится по формуле:

$$G = g + 5 + 5 \lg \varpi - A_G + \sigma_{\text{MLR}} \quad (14)$$

Следующая процедура используется для оценки межзвёздного поглощения  $A_G$ . Прежде всего определяется избыток цвета  $E_{B-V}$  с помощью трёхмерной модели *Stilism* [147], требуемое расстояние оценивается как  $1/\varpi$ . Далее вычисляется полное поглощение в полосе  $V$ :  $A_V = R_V E_{B-V}$ ,  $R_V = 3,1$  [103; 104]. Наконец, осуществляется пересчёт поглощения для полосы  $G$ :  $A_G/A_V = 0,84$  [148]. В целом оцениваемый вклад поглощения невелик, для 96% объектов выборки  $A_G$  не превышает  $0,25^{\text{mag}}$ . Распределённая по гауссиане погрешность  $\sigma_{\text{MLR}} = 0,4^{\text{mag}}$  используется для симулирования собственной ширины соотношения масса — светимость, также учитывается ошибка, вносимая погрешностью измеренного параллакса. По аналогии с динамической массой генерируется  $10^6$  значений. После определения абсолютного блеска соотношение масса — светимость (таблица 13) позволяет вычислить звёздные массы  $M_p$ . Используются фотометрические данные каталога *Gaia* EDR3, при этом параллаксы заимствуются из всех доступных источников (разделы 2.1, 2.5, 2.6), так что для двойной системы могут быть получены разные оценки фотометрической массы, зависящие от применённого значения  $\varpi$ . Взвешенное арифметическое среднее (формула 13) используется в случаях, когда известны оба параллакса  $\varpi_1$  и  $\varpi_2$ . Квантили 0,159 и 0,841 служат для определения доверительного интервала фотометрической массы  $M_p^-$  и  $M_p^+$ .

## 2.10 Массы двойных звёзд

В первую очередь рассматривается 731 разделённая система с блеском, известным для обоих компонентов, в этом случае возможно прямое сравнение динамической  $M_d$  и фотометрической массы  $M_p$ . Третий закон Кеплера (формула 12) позволяет вычислить суммарную массу двойной, тогда как соотношение масса — светимость применяется для оценки индивидуальных масс звёзд, поэтому для сравнения используется сумма фотометрических масс главного и вторичного компонента  $M_p = M_p^1 + M_p^2$ . Отличие динамической и суммарной фотометрической массы может быть вызвано рядом факторов, в их число входят ошибки орбитальных элементов, заявленных в ORB6, неточность параллаксов, неразрешённая двойственность или продвинутая стадия эволюции звезды, приводящая к некорректному использованию соотношения масса — светимость. В общем случае может быть сложно выявить, какая причина или их комбинация ответственна за расхождение оценок. Более того, не исключена ситуация, при которой приемлемое согласие  $M_d$  и  $M_p$  достигается благодаря удачной комбинации ошибок.

Сведения о параллаксах почерпнуты из ряда каталогов и иногда существенно разнятся. Формальная оценка доверительного интервала динамической массы, как правило, достаточно широка, благодаря чему зачастую динамическая и фотометрическая массы согласуются сразу при нескольких значениях  $\varpi$ . Для каждой разделённой двойной мы выбираем значение параллакса, позволяющее добиться наилучшего согласия  $M_d$  и  $M_p$ . Для этой цели рассматривается отношение динамической и фотометрической массы  $r = M_d/M_p$  или  $r = M_p/M_d$ ,  $r > 1$  и выбирается  $\varpi$ , позволяющий добиться наименьшего значения  $r$ . В благоприятном случае, когда оценки параллаксов в разных каталогах близки ( $r_{\text{EDR3}} - r < 0,05$ ), предпочтение отдаётся данным *Gaia* EDR3, так как они обладают лучшей точностью. В тех случаях, когда собственный параллакс двойной и третьего света в EDR3 совпадают в рамках 5%, выбирается  $\varpi$  с меньшей заявленной погрешностью. Ещё раз отметим, что параллакс является лишь одним из нескольких параметров, необходимых для оценки массы. В принципе, вместо выбора оптимального  $\varpi$  можно было бы подбирать значения орбитальных элементов  $a''$  и  $P$ .

Прежде всего рассмотрим 44 разрешённые системы с надёжными орбитами (рисунок 26). Обратим внимание, что для 10 из них параллаксы *Hipparcos* позво-

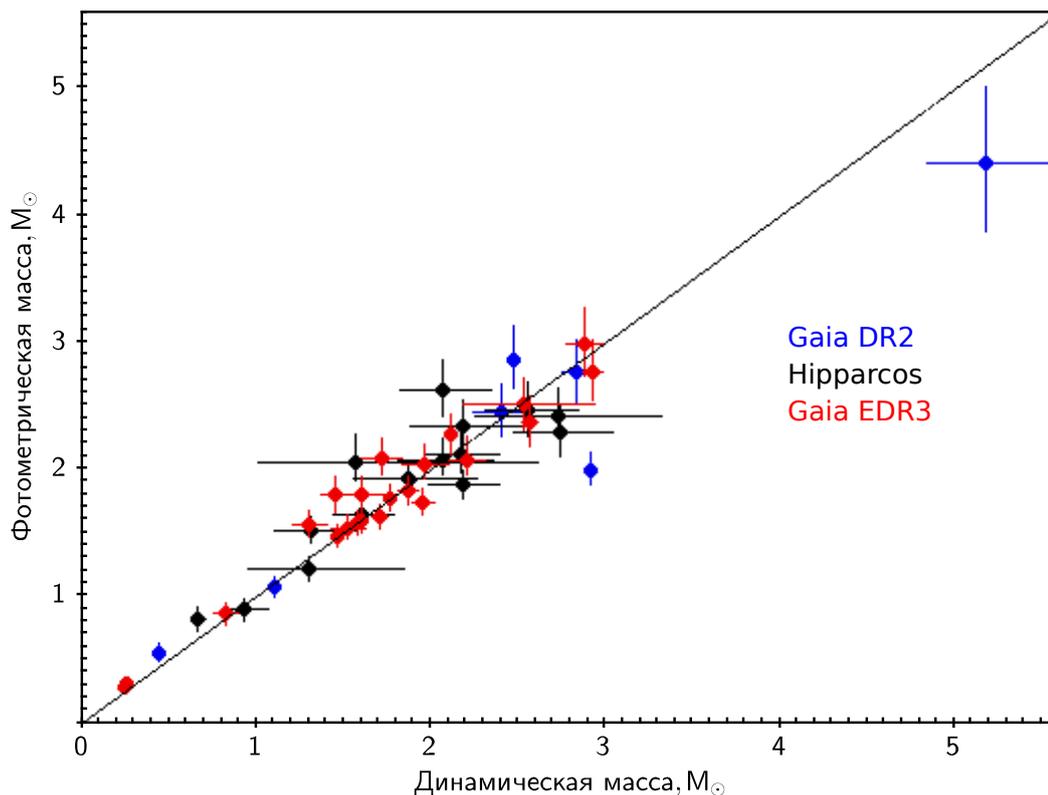


Рисунок 26 — Сравнение динамической и фотометрической массы для 44 разрешённых двойных с высоким классом качества орбиты (1 и 2). Для расчёта выбирается значение параллакса, позволяющее добиться наилучшего согласия оценок масс. Его происхождение отмечено цветом. Заявленная погрешность для отображённых на графике систем определяется прежде всего ошибкой параллакса и собственной шириной зависимости масса — светимость.

ляют достичь лучшего согласия оценок масс по сравнению с *Gaia* EDR3. Хуже всего массы согласуются для WDS 11182+3132 AB ( $\xi$  UMa):  $M_d = 2,92 \pm 0,04 m_\odot$  и  $M_p = 1,98^{+0,15}_{-0,1} m_\odot$ . Для этой двойной не доступен параллакс *Hipparcos* и *Gaia* EDR3, и DR2 остаётся единственной доступной опцией. В целом для 10 из 44 систем оценки  $M_d$  и  $M_p$  не вписываются в одно стандартное отклонение.

Для большинства двойных орбиты определены менее надёжно, и заявленные ошибки параметров выше. Как обсуждалось в разделе 2.7, оценка медианной массы и соответствующего коридора ошибок для орбит с классом качества 4 — 5 является не вполне корректной, в связи с чем дополнительно проводится расчёт динамической массы  $M_d^0$ , полностью игнорирующий погрешности, и вычисляется отношение масс  $r_0 = M_d^0/M_p$ ,  $r_0 = M_p/M_d^0$ ,  $r_0 > 1$ . В целом для 326 двойных  $r < 1,2$  или  $r_0 < 1,2$ , данные системы перечислены в таблице 15. Указанное условие выполняется для 75% орбит с классом качества 1 — 3, эта доля падает до 35%

Таблица 14 — Согласие динамической  $M_d$  и фотометрической массы  $M_p$  для разделённых двойных с известным блеском для обеих звёзд в зависимости от класса качества орбитального решения.  $r = \frac{M_d}{M_p}$  или  $r = \frac{M_p}{M_d}$ ,  $r > 1$  (раздел 2.10).

Класс	$\Sigma$	$r < 1,2$	$r < 1,1$	$r < 1,05$
1	10	7	7	6
2	34	28	20	16
3	85	61	44	30
4	291	116	85	61
5	309	96	64	45

для типов решения 4 — 5 (таблица 14). Этот факт указывает на то, что рассогласование  $M_d$  и  $M_p$  прежде всего вызвано неверными орбитальными элементами. Звёзды солнечного типа являются типичными объектами в выборке, медианная масса главного компонента равна  $M_p^1 = 1,05m_\odot$ , 90% масс  $M_p^1$  лежат в диапазоне  $0,45 — 2,49m_\odot$ , соответствующее значение для вторичных компонентов составляет  $M_p^2 = 0,96m_\odot$  в интервале  $0,35 — 1,89m_\odot$ . Для 23 систем, имеющих несколько вариантов орбит в ORB6 для одной пары, выбирается решения с более низким  $r$ .

Большинство двойных систем ORB6 являются неразрешёнными в *Gaia* EDR3, определение индивидуальных фотометрических масс для них невозможно. Вместо этого рассматриваются два случая, предусматривающие нулевой или равный вклад вторичного компонента по отношению к главному. В первом случае  $M_p = M_p^1$ . Если же источник состоит из двух звёзд одинаковой яркости, суммарная масса такой системы оказывается ориентировочно на 70% выше:  $M_p^= / M_p^1 \sim 1,7$ . Обширный коридор возможных значений затрудняет дальнейший анализ, выбор наилучшего параллакса едва ли возможен без априорных предположений о разности блеска компонентов. Отдельно отметим, что для 85 двойных в ORB6 представлены более одного орбитального решения. Поскольку дублирование объектов нежелательно, для них мы пытаемся осуществить выбор с учётом указанных в каталоге ORB6 звёздных величин в полосе  $V$ . Полные результаты, содержащие расчёт масс для разных параллаксов, содержатся в таблице 16.

Таблица 15 — Список разделённых двойных ORB6 с приемлемым согласием динамической и фотометрической массы. Отобраны 326 систем с  $r < 1,2$  или  $r_0 < 1,2$  (раздел 2.10). Отрывок, полная версия доступна по адресу <https://github.com/chulkovd/ORB6> и в Vizier: [J/MNRAS/517/2925](https://vizier.cfa.harvard.edu/vizier/VizieR/J/MNRAS/517/2925). Столбцы 2 — 4: параллакс (мс), позволяющий добиться наименьшего  $r$ ,  $r = \frac{M_d}{M_p}$  или  $r = \frac{M_p}{M_d}$ ,  $r > 1$ . Столбцы 5 — 7: медианная динамическая масса ( $m_\odot$ ) вместе с доверительным интервалом; столбцы 8 — 10: суммарная фотометрическая масса; столбцы 11 — 13: фотометрическая масса главного компонента; столбцы 14 — 16: фотометрическая масса вторичного компонента. Столбцы 17 — 19: параллакс (мс), позволяющий добиться наименьшего  $r_0$ ,  $r_0 = \frac{M_d^0}{M_p}$  или  $r_0 = \frac{M_p}{M_d^0}$ ,  $r_0 > 1$ . Столбец 20: динамическая масса, вычисленная при игнорировании погрешностей. Столбцы 21 — 22: угловое расстояние (") и позиционный угол ( $^\circ$ ).

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16
WDS	Источник $\varpi$	$\varpi$	$\sigma$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$
00014+3937	H97	20,42	1,91	1,24	1,70	2,38	1,61	1,72	1,84	0,84	0,90	0,95	0,77	0,83	0,88
00021–6817	H97	63,03	1,98	0,13	1,06	5,8	1,03	1,11	1,19	0,56	0,60	0,65	0,46	0,50	0,54
00028+0208	DR3	23,35	0,02	0,26	2,11	11,7	1,82	1,96	2,11	1,02	1,11	1,21	0,79	0,85	0,90
00047+3416	H97	6,13	1,59	1,01	3,90	18,0	3,44	4,06	5,28	1,78	2,09	2,76	1,67	1,97	2,51
00048+3810	DR3	10,97	0,04	0,64	1,92	6,27	1,77	1,88	1,98	0,92	0,97	1,03	0,85	0,90	0,95
1	17	18	19	20	21	22									
WDS	Источник $\varpi$	$\varpi$	$\sigma$	$M_d^0$	$\rho$	PA									
00014+3937	H07	20,15	0,89	1,76	1,33	167									
00021–6817	DR3	58,98	0,02	1,19	4,22	131									
00028+0208	DR3	23,35	0,02	1,95	1,57	160									
00047+3416	H07	5,64	1,42	4,54	0,73	142									
00048+3810	DR3	10,97	0,04	1,89	0,89	28									

## 2.11 Выводы

По итогам исследования визуальных двойных звёзд с известными орбитами из каталога ORB6 проведён анализ погрешностей параллаксов *Gaia* EDR3 и выполнена оценка массы систем двумя способами. В первую очередь (раздел 2.1) проведено отождествление и исследована зависимость типа решения в *Gaia* в зависимости от параметров двойной звезды (таблица 8, рисунки 15 — 16). Показано, что 2/3 решений *Gaia* EDR3 для систем с разделением компонентов  $0,2 < \rho'' < 0,5$  являются 2-параметрическими и не содержат параллакс  $\varpi$ . 521 разделённая пара с параллаксами, известными для обоих компонентов, исследуется детальнее. Среди них выявлено 16 оптических пар (раздел 2.2, таблица 9). В разделе 2.3 показано, что большое различие измеренных параллаксов компонентов, иногда достигающее  $\Delta\varpi/\sigma \sim 18$ , не всегда означает, что двойная является случайной проекцией, примеры приведены в таблице 10. Дальнейший анализ погрешностей проведён в разделе 2.4. Показано, что размер номинальных ошибок недооценён в три раза для источников с параметром RUWE, превышающим  $\chi > 2$  (рисунок 19).

В разделе 2.5 проведён поиск далёких компонентов для дополнительного снабжения выборки параллаксами *Gaia* EDR3. Параллакс третьего света особенно полезен для двойных с 2-параметрическим решением, но в отдельных случаях он позволяет уточнить или опровергнуть параллакс непосредственных компонентов двойной (таблица 12). Каталоги *Gaia* DR2, TGAS и *Hipparcos* привлечены в разделе 2.6 для определения параллаксов всех звёзд ORB6. Динамические массы двойных вычисляются в разделе 2.7 с помощью третьего закона Кеплера. В разделе 2.8 выведено синтетическое соотношение масса — светимость для фотометрической полосы  $G$  (рисунок 25, таблица 13), которое затем используется для оценок фотометрических масс в разделе 2.9. Массы вычисляются для всех доступных значений параллаксов. Для разрешённых двойных выбирается значение  $\varpi$ , позволяющее добиться наилучшего согласия динамической и фотометрической массы. Всего для 326 систем оценки масс укладываются в рамках 20% (таблица 15), согласие лучше для наиболее надёжных орбит (таблица 14, рисунок 26). Полный набор данных с параллаксами и оценками масс доступен в таблице 16.

Таблица 16 — Общая таблица, параллаксы и оценки масс для 3460 орбит каталога ORB6. Отрывок, полная версия доступна по адресу <https://github.com/chulkovd/ORB6> и в Vizier: [J/MNRAS/517/2925](https://vizier.net/vizier?source=J/MNRAS/517/2925). Показанные строки варьируются. Объекты с нереалистичными массами сохранены в таблице. Столбцы 1 — 20 включают орбитальные элементы и идентификацию главного компонента в *Gaia* EDR3. Столбец 1: обозначение WDS, столбец 2: собственное имя согласно ORB6. Столбцы 3 — 7: класс качества решения, орбитальный период (годы), большая полуось в угловой мере (угловые секунды) вместе с заявленными погрешностями согласно ORB6. Для орбит без опубликованных ошибок используется значение квантиля 75% для данного класса решения (таблица 8). Столбцы 8 —12: идентификатор *Gaia* EDR3, видимая звёздная величина  $G$ , параллакс с погрешностью (мс), RUWE главного компонента.

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
WDS	Обозначение	Класс	$P$	$\sigma_P$	$a''$	$\sigma_{a''}$	Идентификатор EDR3	$g_1$	$\varpi_1$	$\sigma_1$	$\chi_1$
00000–1930	LTT 9831	9	1,37	0,05	0,0143	0,0028	2341871673090078592	8,94	26,80	0,51	29,4
00003–4417	I 1477	5	384	23	1,023	0,096	4994581292009978112	6,11			
00006–5306	HJ 5437	5	904	363	2,80	1,04	4972326695628963584	6,42	16,53	0,02	1,1
00008+1659	BAG 18	5	66,6		0,531		2772904695310603520	8,54	33,26	0,04	1,6
00014+3937	HLD 60	3	217	17	0,879	0,018	2881804450094712192	8,95	19,34	0,02	1,1

Вторичный компонент в *Gaia* EDR3. Строки остаются пустыми для неразделённых пар. Столбцы 13 — 17: идентификатор EDR3, видимый блеск  $G$ , параллакс с погрешностью (мс) и RUWE. Столбцы 18 — 19: угловое разделение (") и позиционный угол ( $^\circ$ ) согласно координатам EDR3. Столбец 20: различие измеренных параллаксов (формула 9). Столбец 21: критическая масса (формула 8,  $m_\odot$ ). Столбцы 22 — 23: средний параллакс *Gaia* EDR3 (формула 13, мс).

1	13	14	15	16	17	18	19	20	21	22	23
WDS	Идентификатор EDR3	$g_2$	$\varpi_2$	$\sigma_2$	$\chi_2$	$\rho$	PA	$\Delta\varpi/\sigma$	$M_e$	$\varpi_{\text{EDR3}}$	$\sigma_{\text{EDR3}}$
00000–1930										26,80	0,51
00003–4417											
00006–5306	4972326695627083136	9,57	16,54	0,04	1,6	1,40	337	0,18	1,48	16,53	0,02
00008+1659										33,26	0,04
00014+3937	2881804450094712320	9,43	20,03	0,04	1,8	1,33	167	16,35	0,17	19,50	0,02

Далёкий третий компонент для систем ORB6 (раздел 2.5). Столбцы 24 — 28: идентификатор *Gaia* EDR3, видимая звёздная величина  $G$ , параллакс с погрешностью (мс), RUWE. Столбец 29: угловое расстояние (") от главного компонента. Столбец 30: проекция линейного расстояния  $\rho_3/\varpi_3$  ( $10^3$  а.е.). Столбец 31: различие параллаксов главного компонента и третьего света (формула 9). Столбец 32: критическая масса (формула 8,  $m_\odot$ ).

1	24	25	26	27	28	29	30	31	32
WDS	Идентификатор EDR3	$g_3$	$\varpi_3$	$\sigma_3$	$\chi_3$	$\rho_3$	$a_3$	$\Delta\varpi/\sigma$	$M_e$
00003–4417	4994581498167873152	17,68	12,78	0,11	1,0	40,4	3,16		
00024+1047	2765432654808342016	8,41	10,08	0,15	4,9	63,4	6,29		
00046+4206	384361163100177280	9,96	4,43	0,02	1,2	5,3	1,21	4,03	5,00
00047+3416	2875176250406193920	10,44	4,70	0,05	2,8	95,9	20,4	1,47	10,6
00057+4549	386653747925624576	8,30	86,82	0,03	1,2	6,0	0,069	2,03	0,23

Идентификация в *Gaia* DR2. Столбцы 33 — 38: идентификатор, параллакс с погрешностью для главного и вторичного компонентов (мс). Столбцы 39 — 40: средний параллакс DR2 (формула 13, мс). Решения без параллаксов не показаны.

1	33	34	35	36	37	38	39	40
WDS	Идентификатор 1-го компонента	$\varpi_1$	$\sigma_1$	Идентификатор 2-го компонента	$\varpi_2$	$\sigma_2$	$\varpi_{DR2}$	$\sigma_{DR2}$
00000–1930	2341871673090078592	25,12	0,32				25,12	0,32
00003–4417	4994581292009978112	8,14	0,66				8,14	0,66
00006–5306	4972326695628963584	16,35	0,04	4972326695627083136	16,63	0,25	16,36	0,04
00008+1659	2772904691015625984	33,16	0,11				33,16	0,11
00014+3937	2881804450094712192	19,27	0,07	2881804450094712320	19,68	0,12	19,37	0,06

Идентификация в TGAS. Столбцы 41 — 46: идентификатор, параллакс с погрешностью для главного и вторичного компонентов (мс). Столбцы 47 — 48: средний параллакс TGAS (формула 13, мс).

1	41	42	43	44	45	46	47	48
WDS	id <sub>1</sub>	$\varpi_1$	$\sigma_1$	id <sub>2</sub>	$\varpi_2$	$\sigma_2$	$\varpi_{TGAS}$	$\sigma_{TGAS}$
00494–2313	2348830512245670912	50,37	0,46				50,37	0,46
00507+6415	524013669703057536	5,90	0,96				5,90	0,96
00524–6930	4691995687749952384	16,53	0,25	4691995996987597568	14,89	0,35	15,98	0,20
00542+4318	375705975069410176	5,25	0,24				5,25	0,24
00569–5153	4928347428812956416	24,54	0,52				24,54	0,52

Идентификация в *Hipparcos*. Столбцы 49 — 54: идентификатор, видимый блеск  $V$ , оригинальный [30] и обновлённый [73] параллакс с погрешностью (мс) для главного компонента. Столбцы 55 — 60: соответствующие значения для вторичного компонента. Столбцы 61 — 64: средний параллакс в двух версиях (формула 13, мс).

1	49	50	51	52	53	54	55	56	57	58	59	60	61	62	63	64
WDS	Hip <sub>1</sub>	mag <sub>1</sub>	$\varpi_1^{97}$	$\sigma_1^{97}$	$\varpi_1^{07}$	$\sigma_1^{07}$	Hip <sub>2</sub>	mag <sub>2</sub>	$\varpi_2^{97}$	$\sigma_2^{97}$	$\varpi_2^{07}$	$\sigma_2^{07}$	$\varpi_{H97}$	$\sigma_{H97}$	$\varpi_{H07}$	$\sigma_{H07}$
00053–0542	443	4,61	25,38	1,05	25,32	0,53							25,38	1,05	25,32	0,53
00055+3406	461	7,86	11,04	0,91	10,30	0,75							11,04	0,91	10,3	0,75
00057+4549	473	8,20	85,10	2,74	88,44	1,56	428	9,95	86,98	1,41	88,88	1,42	86,59	1,25	88,68	1,05
00059+1805	495	8,58	25,77	2,07	26,92	1,20							25,77	2,07	26,92	1,20
00061+0943	510	7,80	11,07	1,00	11,52	0,93							11,07	1,00	11,52	0,93

Сторонние параллаксы, использованные при отсутствии данных *Gaia* и *Hipparcos*, а также вспомогательные индикаторы. Столбцы 65 — 67: параллакс с погрешностью и его происхождение (обычно ссылка на VizieR). В случае, когда  $\sigma_x$  не указан, для расчётов принимается значение  $\sigma_x/\varpi_x = 0,2$ . Столбцы 68 — 72: логические (1/0) индикаторы. Столбец 68: имеется идентичный идентификатор WDS, относится к кратным системам или альтернативным решениям для одной и той же пары звёзд. Столбец 69: дублированные решения для одной пары компонентов. Столбец 70: выбор лучшей орбиты, нацеленный на удаление дублированных решений. Столбец 71: возможная оптическая пара (раздел 2.2). Столбец 72: засвеченный источник, индикатор применяется, когда компонент ORB6 находится вблизи более яркой звезды. Блеск и оценка фотометрической массы могут быть некорректными.

1	65	66	67	68	69	70	71	72
WDS	$\varpi_x$	$\sigma_x$	Комментарий	$b_i$	$b_d$	$b_b$	$b_o$	$b_m$
00114+5850	1,67	0,33	J/ApJ/653/657	1	1	0	0	0
00114+5850	1,67	0,33	J/ApJ/653/657	1	1	0	0	0
00114+5850	1,67	0,33	J/ApJ/653/657	1	1	1	0	0
00114+5850	1,67	0,33	J/ApJ/653/657	1	1	0	0	0
00152+2722				0	0	0	1	0
00431+7659	7,74	1,55	J/AJ/156/102	0	0	1	0	0
06298–5014	19,44	0,66	Обновлённый параллакс <i>Hipparcos</i> пары АВ	1	0	1	0	0
11182+3132	114,49	0,43	Параллакс <i>Gaia</i> DR2 для компонента В	1	0	1	0	0
22385–1519	293,6	0,9	2010A&ARv..18...67T	1	0	1	0	1
22385–1519	293,6	0,9	2010A&ARv..18...67T	1	0	1	0	0

Динамические и фотометрические массы ( $m_{\odot}$ ), вычисленные с параллаксами *Gaia* EDR3.  $M_0^d$ : динамическая масса, погрешности не учитываются.  $M_d$ : медианная динамическая масса с доверительными пределами  $M_d^-$  и  $M_d^+$  (раздел 2.7).  $M_p^1$ : медианная фотометрическая масса (раздел 2.9) главного компонента с доверительными пределами  $M_p^{1-}$  и  $M_p^{1+}$ .  $M_p^{2-}$ ,  $M_p^2$  и  $M_p^{2+}$ : фотометрическая масса вторичного компонента.  $M_p^2$  не рассчитывается для неразрешённых двойных.  $M_p^=$  с погрешностями  $M_p^{=-}$  и  $M_p^{=+}$ : полная масса неразделённой двойной при гипотетически равном блеске компонентов. В реальности общая масса неразрешённой двойной заключена между  $M_p^1$  и  $M_p^=$  и зависит от разности блеска компонентов.  $M_p^-$ ,  $M_p$ ,  $M_p^+$ : общая фотометрическая масса разделённых двойных.

1	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86	87	88
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00000–1930	0,08	0,04	0,08	0,14	0,76	0,81	0,86				1,36	1,44	1,53			
00003–4417																
00006–5306	5,97	1,34	6,17	24,0	1,41	1,54	1,69	0,81	0,86	0,92				2,22	2,41	2,61
00008+1659	0,92	0,12	1,00	5,48	0,75	0,80	0,86				1,35	1,43	1,51			
00014+3937	1,94	1,66	1,94	2,30	0,86	0,91	0,96	0,79	0,84	0,89				1,64	1,75	1,85

Динамические и фотометрические массы, рассчитанные при использовании параллаксов третьего света.

1	89	90	91	92	93	94	95	96	97	98	99	100	101	102	103	104
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00003–4417	3,48	2,53	3,48	4,68	1,72	1,90	2,10				2,90	3,17	3,48			
00024+1047	2,85	0,97	2,90	9,49	1,12	1,22	1,32				1,96	2,08	2,26			
00046+4206	10,5	8,51	10,5	13,0	3,68	4,29	4,88				5,76	6,69	7,51			
00047+3416	7,87	2,67	8,01	26,2	2,21	2,59	2,99	2,07	2,29	2,71				4,28	4,88	5,70
00057+4549	1,91	0,25	2,07	11,4	0,56	0,60	0,65	0,49	0,53	0,56				1,06	1,13	1,21

Динамические и фотометрические массы, рассчитанные при использовании параллаксов <i>Gaia</i> DR2.																
1	105	106	107	108	109	110	111	112	113	114	115	116	117	118	119	120
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00000–1930	0,10	0,05	0,10	0,17	0,78	0,83	0,88				1,39	1,47	1,57			
00003–4417	13,4	9,07	13,5	19,9	2,20	2,61	3,05				3,61	4,06	4,55			
00006–5306	6,16	1,39	6,37	24,8	1,42	1,55	1,70	0,82	0,87	0,92				2,24	2,42	2,62
00008+1659	0,93	0,12	1,00	5,54	0,75	0,80	0,86				1,35	1,43	1,52			
00014+3937	1,98	1,69	1,98	2,34	0,86	0,91	0,96	0,79	0,84	0,89				1,65	1,75	1,85
Динамические и фотометрические массы, рассчитанные при использовании параллаксов TGAS.																
1	121	122	123	124	125	126	127	128	129	130	131	132	133	134	135	136
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00494–2313	1,00	0,73	1,01	1,34	0,84	0,89	0,94				1,48	1,58	1,70			
00507+6415	3,47	2,12	3,48	6,12	3,91	4,73	5,83				6,08	7,14	8,85			
00524–6930	3,58	1,56	3,50	12,2	1,39	1,52	1,67	1,21	1,32	1,43				2,61	2,84	3,10
00542+4318	2,70	0,35	2,92	16,2	1,58	1,74	1,93				2,68	2,93	3,21			
00569–5153	2,01	1,68	2,01	2,40	0,80	0,86	0,91				1,43	1,52	1,62			
Динамические и фотометрические массы при использовании оригинальных параллаксов <i>Hipparcos</i> [30].																
1	137	138	139	140	141	142	143	144	145	146	147	148	149	150	151	152
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00053–0542	0,15	0,06	0,15	0,29	1,84	2,06	2,29				3,08	3,38	3,75			
00055+3406	0,88	0,65	0,88	1,22	1,28	1,40	1,55				2,20	2,41	2,63			
00057+4549	1,1	0,37	0,37	1,12	0,56	0,61	0,65	0,56	0,60	0,65				1,13	1,21	1,30
00057+4549	1,50	0,88	1,51	2,62	0,56	0,61	0,65	0,56	0,60	0,65				1,13	1,21	1,30
00057+4549	1,93	0,25	2,08	11,5	0,56	0,60	0,65	0,50	0,53	0,56				1,06	1,13	1,21

Динамические и фотометрические массы при использовании новой версии параллаксов *Hipparcos* [73].

1	153	154	155	156	157	158	159	160	161	162	163	164	165	166	167	168
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00053-0542	0,15	0,06	0,15	0,29	1,85	2,06	2,29				3,09	3,39	3,75			
00055+3406	1,09	0,81	1,09	1,46	1,33	1,45	1,60				2,27	2,48	2,71			
00057+4549	0,98	0,33	1,00	3,26	0,56	0,60	0,64	0,55	0,59	0,64				1,11	1,19	1,28
00057+4549	1,33	0,79	1,34	2,32	0,56	0,60	0,64	0,55	0,59	0,64				1,11	1,19	1,28
00057+4549	1,79	0,24	1,94	10,7	0,56	0,60	0,64	0,49	0,52	0,55				1,05	1,12	1,20

Динамические и фотометрические массы при использовании сторонних параллаксов (столбцы 65 — 67).

1	169	170	171	172	173	174	175	176	177	178	179	180	181	182	183	184
WDS	$M_d^0$	$M_d^-$	$M_d$	$M_d^+$	$M_p^{1-}$	$M_p^1$	$M_p^{1+}$	$M_p^{2-}$	$M_p^2$	$M_p^{2+}$	$M_p^{=-}$	$M_p^=$	$M_p^{=+}$	$M_p^-$	$M_p$	$M_p^+$
00114+5850	2,77	0,84	2,97	11,9	0,72	0,79	0,87				1,30	1,41	1,55			
00431+7659	10,2	1,29	11,5	74,9	1,05	1,18	1,35	0,98	1,08	1,23				2,03	2,26	2,57
00520+3154	0,92	0,52	0,93	1,87	0,91	0,98	1,09	0,93	1,01	1,13				1,83	1,99	2,22
06298-5014	2,05	1,83	2,06	2,31	0,87	0,93	0,98				1,55	1,66	1,76			
22385-1519	0,33	0,32	0,33	0,33	0,14	0,15	0,17				0,23	0,25	0,28			

## Заключение

Визуальные двойные звёзды на протяжении столетий являются объектом изучения астрономов. В первой главе диссертационной работы мы попытались параметризовать наблюдательный ансамбль с помощью модели популяционного синтеза. Результатом стало получение ограничений на начальную функцию масс звёзд, являющуюся основополагающим и широко востребованным законом звёздной астрономии. обстоятельно исследовано распределение отношения масс компонентов и проверена гипотеза о преимущественном формировании звёзд-близнецов. Во второй главе уже сами двойные системы стали инструментом, позволившим независимо оценить качество опубликованных параллаксов космической миссии *Gaia*. Полученные оценки масс для звёзд с известными орбитами позволили как выделить системы с надёжно определенными параметрами, так и установить объекты, для которых потребуется пересмотр имеющихся данных.

Стремительное расширение объёма доступной информации с публикацией новых версий каталога *Gaia* становится вызовом для исследователей и подчёркивает необходимость корректного учёта эффектов наблюдательной селекции. Интерпретация результатов, полученных *Gaia*, в отрыве от других наблюдательных данных рискует породить ложные артефакты. В этой связи перспективным направлением для продолжения работы выглядит как комбинирование данных *Gaia* с ранее проведёнными исследованиями, так и их использование в качестве целеуказания для новых наблюдений. Распределение двойных звёзд по разности блеска и отношению масс компонентов остаётся плохо определённым и его уточнение потребует проведение качественной многоцветной фотометрии тесных двойных. В этой связи сохраняется потенциал применения и развития методов спеклинтерферометрии в Специальной Астрофизической Обсерватории РАН и Кавказской Горной Обсерватории ГАИШ МГУ. Многообещающим является исследование двойных систем в ограниченных популяциях — звёздных скоплениях и потоках, среди объектов с аномальной металличностью и кинематикой. Широкий диапазон нерешённых вопросов оставляет уверенность в том, что двойные звёзды ещё долго будут оставаться поставщиками новых открытий в астрономии.

## Список литературы

1. *Kroupa Pavel, Weidner Carsten, Pflamm-Altenburg Jan et al.* The Stellar and Sub-Stellar Initial Mass Function of Simple and Composite Populations // *Planets, Stars and Stellar Systems*. — 2013. — Vol. 5. — P. 115.
2. *Bastian N., Covey K. R., Meyer M. R.* A Universal Stellar Initial Mass Function? A Critical Look at Variations // *ARA&A*. — 2010. — Vol. 48. — P. 339–389.
3. *Krumholz Mark R.* The big problems in star formation: The star formation rate, stellar clustering, and the initial mass function // *Phys. Rep.* — 2014. — Vol. 539. — P. 49–134.
4. *Offner S. S. R., Clark P. C., Hennebelle P. et al.* The Origin and Universality of the Stellar Initial Mass Function // *Protostars and Planets VI* / ed. by Henrik Beuther, Ralf S. Klessen, Cornelis P. Dullemond, Thomas Henning. — 2014. — P. 53.
5. *Kroupa Pavel, Jerabkova Tereza.* The Impact of Binaries on the Stellar Initial Mass Function // *arXiv e-prints*. — 2018. — P. arXiv:1806.10605.
6. *Goodwin S. P., Kroupa P., Goodman A., Burkert A.* The Fragmentation of Cores and the Initial Binary Population // *Protostars and Planets V* / ed. by Bo Reipurth, David Jewitt, Klaus Keil. — 2007. — P. 133.
7. *Lee Yueh-Ning, Offner Stella S. R., Hennebelle Patrick et al.* The Origin of the Stellar Mass Distribution and Multiplicity // *Space Sci. Rev.* — 2020. — Vol. 216, № 4. — P. 70.
8. *King R. R., Goodwin S. P., Parker R. J., Patience J.* Testing the universality of star formation - II. Comparing separation distributions of nearby star-forming regions and the field // *MNRAS*. — 2012. — Vol. 427, № 3. — P. 2636–2646.
9. *Marks Michael, Leigh Nathan, Giersz Mirek et al.* Revisiting the universality of (multiple) star formation in present-day star formation regions // *MNRAS*. — 2014. — Vol. 441, № 4. — P. 3503–3512.

10. *Duchêne G., Lacour S., Moraux E. et al.* Is stellar multiplicity universal? Tight stellar binaries in the Orion nebula Cluster // MNRAS. — 2018. — Vol. 478, № 2. — P. 1825–1836.
11. *Deacon N. R., Kraus A. L.* Wide binaries are rare in open clusters // MNRAS. — 2020. — Vol. 496, № 4. — P. 5176–5200.
12. *Parker Richard J., Goodwin Simon P., Kroupa Pavel, Kouwenhoven M. B. N.* Do binaries in clusters form in the same way as in the field? // MNRAS. — 2009. — Vol. 397, № 3. — P. 1577–1586.
13. *Dorval J., Boily C. M., Moraux E., Roos O.* Wide- and contact-binary formation in substructured young stellar clusters // MNRAS. — 2017. — Vol. 465, № 2. — P. 2198–2211.
14. *Parker Richard J., Meyer Michael R.* Binaries in the field: fossils of the star formation process? // MNRAS. — 2014. — Vol. 442, № 4. — P. 3722–3736.
15. *Parker Richard J., Reggiani Maddalena M.* The binary companion mass ratio distribution: an imprint of the star formation process? // MNRAS. — 2013. — Vol. 432, № 3. — P. 2378–2384.
16. *Moe Maxwell, Di Stefano Rosanne.* Mind Your Ps and Qs: The Interrelation between Period (P) and Mass-ratio (Q) Distributions of Binary Stars // ApJS. — 2017. — Vol. 230, № 2. — P. 15.
17. *Lee Aaron T., Offner Stella S. R., Kratter Kaitlin M. et al.* The Formation and Evolution of Wide-orbit Stellar Multiples In Magnetized Clouds // ApJ. — 2019. — Vol. 887, № 2. — P. 232.
18. *Kratter Kaitlin, Lodato Giuseppe.* Gravitational Instabilities in Circumstellar Disks // ARA&A. — 2016. — Vol. 54. — P. 271–311.
19. *Kouwenhoven M. B. N., Goodwin S. P., Parker Richard J. et al.* The formation of very wide binaries during the star cluster dissolution phase // MNRAS. — 2010. — Vol. 404, № 4. — P. 1835–1848.
20. *Moeckel Nickolas, Clarke Cathie J.* The formation of permanent soft binaries in dispersing clusters // MNRAS. — 2011. — Vol. 415, № 2. — P. 1179–1187.

21. *Reipurth Bo, Mikkola Seppo*. Formation of the widest binary stars from dynamical unfolding of triple systems // *Nature*. — 2012. — Vol. 492, № 7428. — P. 221–224.
22. *Tokovinin Andrei*. Formation of wide binary stars from adjacent cores // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 468, № 3. — P. 3461–3467.
23. *Abbott B. P., Abbott R., Abbott T. D. et al.* Multi-messenger Observations of a Binary Neutron Star Merger // *ApJL*. — 2017. — Vol. 848, № 2. — P. L12.
24. *Duchêne Gaspard, Kraus Adam*. Stellar Multiplicity // *ARA&A*. — 2013. — Vol. 51, № 1. — P. 269–310.
25. *Tout C. A.* On the relation between the mass-ratio distribution in binary stars and the mass function for single stars. // *MNRAS*. — 1991. — Vol. 250. — P. 701–706.
26. *Herschel William*. Account of the Changes That Have Happened, during the Last Twenty-Five Years, in the Relative Situation of Double-Stars; With an Investigation of the Cause to Which They Are Owing // *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*. — 1803. — Vol. 93. — P. 339–382.
27. *Savary Felix*. Mémoire sur les orbites des étoiles doubles and Sur la détermination des orbites que décrivent autour de leur centre de gravité deux étoiles très rapprochées l'une de l'autre. — Bureau des longitudes, 1827. — P. 56–69.
28. *Struve F. G. W.* Stellarum duplicium et multiplicium mensurae micrometricae per magnum Fraunhoferi tubum annis a 1824 ad 1837 in Specula Dorpatensi institutae... — 1837.
29. *Aitken Robert Grant*. The binary stars. — 1918.
30. *Perryman M. A. C., Lindegren L., Kovalevsky J. et al.* The Hipparcos Catalogue. // *A&A*. — 1997. — Vol. 500. — P. 501–504.
31. *Popper D. M.* Stellar masses. // *ARA&A*. — 1980. — Vol. 18. — P. 115–164.
32. *Torres G., Andersen J., Giménez A.* Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications // *A&Ar*. — 2010. — Vol. 18, № 1-2. — P. 67–126.

33. *Serenelli Aldo, Weiss Achim, Aerts Conny et al.* Weighing stars from birth to death: mass determination methods across the HRD // *A&Ar.* — 2021. — Vol. 29, № 1. — P. 4.
34. *Krajcheva Z. T., Popova E. I., Tutukov A. V., Yungelson L. R.* Distribution of eclipsing binaries with respect to mass of components and major axis of orbit // *Pisma v Astronomicheskii Zhurnal.* — 1981. — Vol. 7. — P. 488–492.
35. *Popova E. I., Tutukov A. V., Yungelson L. R.* Study of Physical Properties of Spectroscopic Binary Stars // *Ap&SS.* — 1982. — Vol. 88, № 1. — P. 55–80.
36. *Vereshchagin S., Tutukov A., Iungelson L. et al.* Statistical Study of Visual Binaries // *Ap&SS.* — 1988. — Vol. 142, № 1-2. — P. 245–254.
37. *Gaia Collaboration.* The Gaia mission // *A&A.* — 2016. — Vol. 595. — P. A1.
38. *Gaia Collaboration.* Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties // *arXiv e-prints.* — 2022. — P. arXiv:2208.00211.
39. *Halbwachs Jean-Louis, Pourbaix Dimitri, Arenou Frédéric et al.* Gaia Data Release 3. Astrometric binary star processing // *arXiv e-prints.* — 2022. — P. arXiv:2206.05726.
40. *Gaia Collaboration.* Gaia Data Release 3: Stellar multiplicity, a teaser for the hidden treasure // *arXiv e-prints.* — 2022. — P. arXiv:2206.05595.
41. *Gaia Collaboration.* Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties // *A&A.* — 2021. — Vol. 649. — P. A1.
42. *Chulkov Dmitry.* Pairing function of visual binary stars // *MNRAS.* — 2021. — Vol. 501, № 1. — P. 769–783.
43. *Понов С. Б., Прохоров М. Е.* Популяционный синтез в астрофизике // *Усп. физ. наук.* — 2007. — . 177, № 11. — . 1179–1206.
44. *Portegies Zwart S. F., Verbunt F.* Population synthesis of high-mass binaries. // *A&A.* — 1996. — Vol. 309. — P. 179–196.
45. *Nelemans G., Yungelson L. R., Portegies Zwart S. F., Verbunt F.* Population synthesis for double white dwarfs . I. Close detached systems // *A&A.* — 2001. — Vol. 365. — P. 491–507.

46. *Mordasini C., Alibert Y., Benz W.* Extrasolar planet population synthesis. I. Method, formation tracks, and mass-distance distribution // *A&A.* — 2009. — Vol. 501, № 3. — P. 1139–1160.
47. *Popov S. B., Pons J. A., Miralles J. A. et al.* Population synthesis studies of isolated neutron stars with magnetic field decay // *MNRAS.* — 2010. — Vol. 401, № 4. — P. 2675–2686.
48. *Igoshev A. P., Popov S. B.* Neutron star's initial spin period distribution // *MNRAS.* — 2013. — Vol. 432, № 2. — P. 967–972.
49. *Yungelson L. R., Kuranov A. G.* Merging white dwarfs and Type Ia supernovae // *MNRAS.* — 2017. — Vol. 464, № 2. — P. 1607–1632.
50. *Kilic M., Moss A. G., Kosakowski A. et al.* The merger fraction of ultramassive white dwarfs // *MNRAS.* — 2023. — Vol. 518, № 2. — P. 2341–2353.
51. *Califano Matteo, de Martino Ivan, Vernieri Daniele, Capozziello Salvatore.* Constraining  $\Lambda$ CDM cosmological parameters with Einstein Telescope mock data // *MNRAS.* — 2023. — Vol. 518, № 3. — P. 3372–3385.
52. *Bray J. C., Kolb U., Rowden P. et al.* Population study of astrophysical false positive detections in the southern PLATO field // *MNRAS.* — 2023. — Vol. 518, № 3. — P. 3637–3652.
53. *Mason Brian D., Wycoff Gary L., Hartkopf William I. et al.* The 2001 US Naval Observatory Double Star CD-ROM. I. The Washington Double Star Catalog // *AJ.* — 2001. — Vol. 122. — P. 3466–3471.
54. *Mayer C.* De novis in coelo sidereo phaenomenis in miris stellarum fixarum comitibus Mannhemii in specula nova elect. recens detectis. — Typographia Elector. Aulica & Academica, 1779.
55. *Herschel Mr., Watson Dr.* Catalogue of Double Stars. By Mr. Herschel, F. R. S. Communicated by Dr. Watson, Jun. // *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I.* — 1782. — Vol. 72. — P. 112–162.
56. *Lewis T.* Double star astronomy // *The Observatory.* — 1893. — Vol. 16. — P. 279–289.

57. *Tenn Joseph S.* Keepers of the double stars // *Journal of Astronomical History and Heritage*. — 2013. — Vol. 16, № 1. — P. 81–93.
58. *Høg E., Fabricius C., Makarov V. V. et al.* The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars // *A&A*. — 2000. — Vol. 355. — P. L27–L30.
59. *Andrews Jeff J., Chanamé Julio, Agüeros Marcel A.* Wide binaries in Tycho-Gaia: search method and the distribution of orbital separations // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 472, № 1. — P. 675–699.
60. *El-Badry Kareem, Rix Hans-Walter, Tian Haijun et al.* Discovery of an equal-mass ‘twin’ binary population reaching 1000 + au separations // *MNRAS*. — 2019. — Vol. 489, № 4. — P. 5822–5857.
61. *Gaia Collaboration.* Gaia Data Release 1. Summary of the astrometric, photometric, and survey properties // *A&A*. — 2016. — Vol. 595. — P. A2.
62. *Collaboration Gaia.* Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties // *A&A*. — 2018. — Vol. 616. — P. A1.
63. *Arenou F., Luri X., Babusiaux C. et al.* Gaia Data Release 2. Catalogue validation // *A&A*. — 2018. — Vol. 616. — P. A17.
64. *Johnson H. L., Morgan W. W.* Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas. // *ApJ*. — 1953. — Vol. 117. — P. 313.
65. *Tokovinin Andrei.* From Binaries to Multiples. II. Hierarchical Multiplicity of F and G Dwarfs // *AJ*. — 2014. — Vol. 147, № 4. — P. 87.
66. *Eggleton P. P., Tokovinin A. A.* A catalogue of multiplicity among bright stellar systems // *MNRAS*. — 2008. — Vol. 389, № 2. — P. 869–879.
67. *Raghavan D., McAlister H. A., Henry T. J. et al.* A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars // *ApJS*. — 2010. — Vol. 190, № 1. — P. 1–42.
68. The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission. — Vol. 1200 of ESA Special Publication, 1997.

69. *Dommanget J., Nys O.* VizieR Online Data Catalog: CCDM (Catalog of Components of Double & Multiple stars) (Dommanget+ 2002) // VizieR Online Data Catalog. — 2002. — P. I/274.
70. *Pluzhnik E. A.* Differential photometry of speckle-interferometric binary and multiple stars // *A&A.* — 2005. — Vol. 431. — P. 587–596.
71. *Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R. et al.* The Two Micron All Sky Survey (2MASS) // *AJ.* — 2006. — Vol. 131, № 2. — P. 1163–1183.
72. *Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M. et al.* Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2 // *AJ.* — 2018. — Vol. 156, № 2. — P. 58.
73. *van Leeuwen F.* Validation of the new Hipparcos reduction // *A&A.* — 2007. — Vol. 474, № 2. — P. 653–664.
74. *Salpeter Edwin E.* The Luminosity Function and Stellar Evolution. // *ApJ.* — 1955. — Vol. 121. — P. 161.
75. *Kroupa Pavel.* On the variation of the initial mass function // *MNRAS.* — 2001. — Vol. 322, № 2. — P. 231–246.
76. *Chabrier Gilles.* Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function // *PASP.* — 2003. — Vol. 115, № 809. — P. 763–795.
77. *Maschberger T.* On the function describing the stellar initial mass function // *MNRAS.* — 2013. — Vol. 429. — P. 1725–1733.
78. *Kouwenhoven M. B. N., Brown A. G. A., Goodwin S. P. et al.* Exploring the consequences of pairing algorithms for binary stars // *A&A.* — 2009. — Vol. 493. — P. 979–1016.
79. *Warner Brian.* The Initial Mass Function and the Occurrence of Stars of Small Mass // *PASP.* — 1961. — Vol. 73, № 435. — P. 439.
80. *Piskunov A. E., Malkov O. Iu.* Unresolved binaries and the stellar luminosity function // *A&A.* — 1991. — Vol. 247, № 1. — P. 87–90.

81. *Lucy L. B., Ricco E.* The significance of binaries with nearly identical components. // *AJ*. — 1979. — Vol. 84. — P. 401–412.
82. *Söderhjelm S.* The  $q = 1$  peak in the mass-ratios for Hipparcos visual binaries // *A&A*. — 2007. — Vol. 463, № 2. — P. 683–691.
83. *Tokovinin A. A.* On the origin of binaries with twin components // *A&A*. — 2000. — Vol. 360. — P. 997–1002.
84. *Tokovinin Andrei, Moe Maxwell.* Formation of close binaries by disc fragmentation and migration, and its statistical modelling // *MNRAS*. — 2020. — Vol. 491, № 4. — P. 5158–5171.
85. *Adams Fred C., Batygin Konstantin, Bloch Anthony M.* Energy optimization in binary star systems: explanation for equal mass members in close orbits // *MNRAS*. — 2020. — Vol. 494, № 2. — P. 2289–2298.
86. *Goodwin S. P.* Binary mass ratios: system mass not primary mass. // *MNRAS*. — 2013. — Vol. 430. — P. L6–L9.
87. *Czekaj M. A., Robin A. C., Figueras F. et al.* The Besançon Galaxy model renewed. I. Constraints on the local star formation history from Tycho data // *A&A*. — 2014. — Vol. 564. — P. A102.
88. *Aumer Michael, Binney James J.* Kinematics and history of the solar neighbourhood revisited // *MNRAS*. — 2009. — Vol. 397, № 3. — P. 1286–1301.
89. *Rocha-Pinto H. J., Maciel W. J., Scalo J., Flynn C.* Chemical enrichment and star formation in the Milky Way disk. I. Sample description and chromospheric age-metallicity relation // *A&A*. — 2000. — Vol. 358. — P. 850–868.
90. *Moe Maxwell, Kratter Kaitlin M., Badenes Carles.* The Close Binary Fraction of Solar-type Stars Is Strongly Anticorrelated with Metallicity // *ApJ*. — 2019. — Vol. 875, № 1. — P. 61.
91. *Clarke C. J., Pringle J. E.* Star-disc interactions and binary star formation // *MNRAS*. — 1991. — Vol. 249. — P. 584–587.
92. *Haywood M.* Revisiting two local constraints of the Galactic chemical evolution // *MNRAS*. — 2006. — Vol. 371, № 4. — P. 1760–1776.

93. *Bressan Alessandro, Marigo Paola, Girardi Léo. et al.* PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code // MNRAS. — 2012. — Vol. 427, № 1. — P. 127–145.
94. *Tang Jing, Bressan Alessandro, Rosenfield Philip et al.* New PARSEC evolutionary tracks of massive stars at low metallicity: testing canonical stellar evolution in nearby star-forming dwarf galaxies // MNRAS. — 2014. — Vol. 445, № 4. — P. 4287–4305.
95. *Chen Yang, Girardi Léo, Bressan Alessandro et al.* Improving PARSEC models for very low mass stars // MNRAS. — 2014. — Vol. 444, № 3. — P. 2525–2543.
96. *Chen Yang, Bressan Alessandro, Girardi Léo et al.* PARSEC evolutionary tracks of massive stars up to 350 M at metallicities  $0.0001 \leq Z \leq 0.04$  // MNRAS. — 2015. — Vol. 452, № 1. — P. 1068–1080.
97. *Marigo Paola, Girardi Léo, Bressan Alessandro et al.* A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase // ApJ. — 2017. — Vol. 835, № 1. — P. 77.
98. *Pastorelli Giada, Marigo Paola, Girardi Léo et al.* Constraining the thermally pulsing asymptotic giant branch phase with resolved stellar populations in the Small Magellanic Cloud // MNRAS. — 2019. — Vol. 485, № 4. — P. 5666–5692.
99. *Bland-Hawthorn Joss, Gerhard Ortwin.* The Galaxy in Context: Structural, Kinematic, and Integrated Properties // ARA&A. — 2016. — Vol. 54. — P. 529–596.
100. *Bird Jonathan C., Kazantzidis Stelios, Weinberg David H. et al.* Inside out and Upside down: Tracing the Assembly of a Simulated Disk Galaxy Using Mono-age Stellar Populations // ApJ. — 2013. — Vol. 773, № 1. — P. 43.
101. *Schröder K. P., Pagel B. E. J.* Galactic archaeology: initial mass function and depletion in the ‘thin disc’ // MNRAS. — 2003. — Vol. 343, № 4. — P. 1231–1240.
102. *Gontcharov G. A.* Interstellar Extinction // Astrophysics. — 2016. — Vol. 59, № 4. — P. 548–579.
103. *Fitzpatrick Edward L.* Correcting for the Effects of Interstellar Extinction // PASP. — 1999. — Vol. 111, № 755. — P. 63–75.

104. *Schlafly Edward F., Finkbeiner Douglas P.* Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD // *ApJ*. — 2011. — Vol. 737, № 2. — P. 103.
105. *Opik E.* Statistical Studies of Double Stars: On the Distribution of Relative Luminosities and Distances of Double Stars in the Harvard Revised Photometry North of Declination  $-31^\circ$  // *Publications of the Tartu Astrofizica Observatory*. — 1924. — Vol. 25. — P. 1.
106. *Lépine Sébastien, Bongiorno Bethany.* New Distant Companions to Known Nearby Stars. II. Faint Companions of Hipparcos Stars and the Frequency of Wide Binary Systems // *AJ*. — 2007. — Vol. 133, № 3. — P. 889–905.
107. *Tokovinin Andrei, Lépine Sébastien.* Wide Companions to Hipparcos Stars within 67 pc of the Sun // *AJ*. — 2012. — Vol. 144, № 4. — P. 102.
108. *Tian Hai-Jun, El-Badry Kareem, Rix Hans-Walter, Gould Andrew.* The Separation Distribution of Ultrawide Binaries across Galactic Populations // *ApJS*. — 2020. — Vol. 246, № 1. — P. 4.
109. *Halbwachs J. L., Mayor M., Udry S.* Double stars with wide separations in the AGK3 - II. The wide binaries and the multiple systems\* // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 464, № 4. — P. 4966–4976.
110. *Jiang Yan-Fei, Tremaine Scott.* The evolution of wide binary stars // *MNRAS*. — 2010. — Vol. 401, № 2. — P. 977–994.
111. *Heggie D. C.* Binary evolution in stellar dynamics. // *MNRAS*. — 1975. — Vol. 173. — P. 729–787.
112. *Bovy Jo.* Stellar inventory of the solar neighbourhood using Gaia DR1 // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 470, № 2. — P. 1360–1387.
113. *Fuhrmann Klaus.* Nearby stars of the Galactic disc and halo - V // *MNRAS*. — 2011. — Vol. 414, № 4. — P. 2893–2922.
114. *Sollima A.* The stellar initial mass function of the solar neighbourhood revealed by Gaia // *MNRAS*. — 2019. — Vol. 489, № 2. — P. 2377–2394.

115. *Parravano Antonio, Hollenbach David, McKee Christopher F.* The high-mass slope of the IMF // MNRAS. — 2018. — Vol. 480, № 2. — P. 2449–2465.
116. *Shatsky N., Tokovinin A.* The mass ratio distribution of B-type visual binaries in the Sco OB2 association // A&A. — 2002. — Vol. 382. — P. 92–103.
117. *De Rosa R. J., Patience J., Wilson P. A. et al.* The VAST Survey - III. The multiplicity of A-type stars within 75 pc // MNRAS. — 2014. — Vol. 437, № 2. — P. 1216–1240.
118. *Couteau P.* Contribution à l'étude du dénombrement des étoiles doubles visuelles // Journal des Observateurs. — 1960. — Vol. 43. — P. 41.
119. *Heintz Wulff D.* A Statistical Study of Binary Stars // J. R. Astron. Soc. Canada. — 1969. — Vol. 63. — P. 275.
120. *Chulkov Dmitry, Malkov Oleg.* Visual binary stars with known orbits in Gaia EDR3 // MNRAS. — 2022. — Vol. 517, № 2. — P. 2925–2941.
121. *Чулков Д. А.* Визуальные двойные звезды с известными орбитами в Gaia DR3. // Физика космоса : труды 50-й Международной студенческой научной конференции. — 2023. — . С. 586.
122. *Hartkopf William I., Mason Brian D., Worley Charles E.* The 2001 US Naval Observatory Double Star CD-ROM. II. The Fifth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars // AJ. — 2001. — Vol. 122, № 6. — P. 3472–3479.
123. *Malkov O. Yu., Tamazian V. S., Docobo J. A., Chulkov D. A.* Dynamical masses of a selected sample of orbital binaries // A&A. — 2012. — Vol. 546. — P. A69.
124. *Benedict G. Fritz, Harrison Thomas E.* HD 202206: A Circumbinary Brown Dwarf System // AJ. — 2017. — Vol. 153, № 6. — P. 258.
125. *Lindegren L., Klioner S. A., Hernández J. et al.* Gaia Early Data Release 3. The astrometric solution // A&A. — 2021. — Vol. 649. — P. A2.
126. *El-Badry Kareem, Rix Hans-Walter, Heintz Tyler M.* A million binaries from Gaia eDR3: sample selection and validation of Gaia parallax uncertainties // MNRAS. — 2021. — Vol. 506, № 2. — P. 2269–2295.

127. *Lindegren L., Bastian U., Biermann M. et al.* Gaia Early Data Release 3. Parallax bias versus magnitude, colour, and position // *A&A.* — 2021. — Vol. 649. — P. A4.
128. *Fabrizius C., Luri X., Arenou F. et al.* Gaia Early Data Release 3. Catalogue validation // *A&A.* — 2021. — Vol. 649. — P. A5.
129. *Belokurov V., Penoyre Z., Oh S. et al.* Unresolved stellar companions with Gaia DR2 astrometry // *MNRAS.* — 2020. — Vol. 496, № 2. — P. 1922–1940.
130. *Stassun K. G., Torres G.* Parallax Systematics and Photocenter Motions of Benchmark Eclipsing Binaries in Gaia EDR3 // *ApJl.* — 2021. — Vol. 907, № 2. — P. L33.
131. *Riello M., De Angeli F., Evans D. W. et al.* Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation // *A&A.* — 2021. — Vol. 649. — P. A3.
132. *Taylor M. B.* TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software // *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV : Astronomical Society of the Pacific Conference Series.* — 2005. — Vol. 347. — P. 29.
133. *Kervella Pierre, Arenou Frédéric, Thévenin Frédéric.* Stellar and substellar companions from Gaia EDR3. Proper-motion anomaly and resolved common proper-motion pairs // *A&A.* — 2022. — Vol. 657. — P. A7.
134. *Docobo J. A., Tamazian V. S., Malkov O. Yu. et al.* Improved orbits and parallaxes for eight visual binaries with unrealistic previous masses using the Hipparcos parallax // *MNRAS.* — 2016. — Vol. 459, № 2. — P. 1580–1585.
135. *Wenger M., Ochsenbein F., Egret D. et al.* The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects // *A&As.* — 2000. — Vol. 143. — P. 9–22.
136. *Kiyaeva O. V., Romanenko L. G., Zhuchkov R. Ya.* New orbits of wide visual double stars // *Astronomy Letters.* — 2017. — Vol. 43, № 5. — P. 316–331.
137. *Hertzsprung E.* On the relation between mass and absolute brightness of components of double stars // *Bull. Astron. Inst. Netherlands.* — 1923. — Vol. 2. — P. 15.

138. *Russell H. N., Adams W. S., Joy A. H.* A Comparison of Spectroscopic and Dynamical Parallaxes // *PASP.* — 1923. — Vol. 35, № 206. — P. 189.
139. *Choi J., Dotter A., Conroy C. et al.* Mesa Isochrones and Stellar Tracks (MIST). I. Solar-scaled Models // *ApJ.* — 2016. — Vol. 823, № 2. — P. 102.
140. *Dotter Aaron.* MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST) 0: Methods for the Construction of Stellar Isochrones // *ApJS.* — 2016. — Vol. 222, № 1. — P. 8.
141. *Eker Z., Soydugan F., Bilir S., Bakış V.* Standard stellar luminosities: what are typical and limiting accuracies in the era after Gaia? // *MNRAS.* — 2021. — Vol. 507, № 3. — P. 3583–3592.
142. *Fernandes João, Gafeira Ricardo, Andersen Johannes.* Revisiting the mass- and radius-luminosity relations for FGK main-sequence stars // *A&A.* — 2021. — Vol. 647. — P. A90.
143. *Eker Z., Soydugan F., Bilir S. et al.* Empirical bolometric correction coefficients for nearby main-sequence stars in the Gaia era // *MNRAS.* — 2020. — Vol. 496, № 3. — P. 3887–3905.
144. *Smart R. L., Marocco F., Sarro L. M. et al.* The Gaia ultracool dwarf sample - II. Structure at the end of the main sequence // *MNRAS.* — 2019. — Vol. 485, № 3. — P. 4423–4440.
145. *Pecaut M. J., Mamajek E. E.* Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars // *ApJS.* — 2013. — Vol. 208, № 1. — P. 9.
146. *Eker Z., Bakış V., Bilir S. et al.* Interrelated main-sequence mass-luminosity, mass-radius, and mass-effective temperature relations // *MNRAS.* — 2018. — Vol. 479, № 4. — P. 5491–5511.
147. *Lallement R., Babusiaux C., Vergely J. L. et al.* Gaia-2MASS 3D maps of Galactic interstellar dust within 3 kpc // *A&A.* — 2019. — Vol. 625. — P. A135.
148. *Bono G., Iannicola G., Braga V. F. et al.* On a New Method to Estimate the Distance, Reddening, and Metallicity of RR Lyrae Stars Using Optical/Near-infrared (B, V, I, J, H, K) Mean Magnitudes:  $\omega$  Centauri as a First Test Case // *ApJ.* — 2019. — Vol. 870, № 2. — P. 115.