

Федеральное государственное автономное образовательное учреждение
высшего образования
«Московский физико-технический институт
(национальный исследовательский университет)»
Физтех-школа физики и исследований им. Ландау
Кафедра космической физики

Направление подготовки / специальность: 03.03.01 Прикладные математика и физика
(бакалавриат)

Направленность (профиль) подготовки: Современные проблемы физики и энергетики

НЕРАЗРЕШЁННЫЕ ДВОЙНЫЕ ЗВЁЗДЫ В РАССЕЯННЫХ ЗВЁЗДНЫХ СКОПЛЕНИЯХ

(бакалаврская работа)

Студент:

Бородина Ольга Игоревна



(подпись студента)

Научный руководитель:

Ковалева Дана Александровна,
канд. физ.-мат. наук, ст. науч. сотр.



(подпись научного руководителя)

Консультант (при наличии):

(подпись консультанта)

Содержание

1 Анонотация	3
2 Обозначения и сокращения	4
3 Введение	5
4 Отбор РЗС для исследования неразрешенных двойных звезд и выбор вероятных звезд-членов РЗС	7
4.1 Создание выборки скоплений, определение их параметров	7
4.2 Выбор вероятных звезд-членов РЗС	9
5 Построение модели скопления	11
5.1 Модель скопления в картинной плоскости	11
5.2 Модель диаграммы звездная величина-показатель цвета	12
6 Методы определения доли двойных	15
6.1 Метод «координатных сеток»	15
6.2 Метод «профилей»	18
7 Апробация методов	22
7.1 NGC2516	22
7.2 NGC2447	23
8 Заключение	25
9 Список литературы	26

1 Аннотация

Вопрос об универсальности законов образования популяции двойных звезд в различных областях звездообразования связан с такими фундаментальными проблемами астрофизики, как состав и эволюция звездного населения Галактики, а также теория звездообразования.

Проведено исследование популяции двойных звезд в рассеянных звездных скоплениях Галактики с использованием данных космической миссии Европейского космического агентства Gaia.

Разработаны две независимые методики определения доли неразрешенных двойных звезд в РЗС. Методики исследованы на моделях скоплений, изучены их возможности и ограничения с учетом особенностей наблюдательных данных. Разработанные методики применены к данным скоплений NGC2516 и NGC2447.

2 Обозначения и сокращения

РЗС — рассеянное звездное скопление

ЗС — звездное скопление

ФМ — функция масс

ГП — главная последовательность

$N_{binaries}$ — число двойных звезд (двойная звезда считается как одна)

$N_{singles}$ — число одиночных звезд

α — доля двойных звезд в скоплении, $\alpha = \frac{N_{binaries}}{(N_{singles} + N_{binaries})}$

M_1 — масса главного компонента двойной

M_2 — масса вторичного компонента двойной

q — отношение масс компонентов, $q = M_2/M_1$

G — звездная величина в полосе G фотометрической системы Gaia

$(BP - RP)$ — показатель цвета в фотометрической системе Gaia

$E(BP - RP)$ — избыток цвета в фотометрической системе Gaia

3 Введение

Первые упоминания факта о наличии в звездных скоплениях большого количества неразрешенных двойных звезд можно обнаружить в 1937 году в работе Haffner & Heckmann [12]. С тех пор двойным звездам в скоплениях было посвящено множество различных исследований. Например, в 1974 Maeder [23] показал, как располагается двойная на диаграмме звездная величина - показатель цвета в зависимости от отношения масс компонентов $q = M_2/M_1$. В своей работе Hurley & Tout [13] продемонстрировали, что последовательность, которая лежит выше главной последовательности звезд скопления на диаграмме CMD, образована двойными с различными значениями параметра q .

Доля двойных звезд в шаровых звездных скоплениях относительно мала и обычно не превышает десяти процентов [26] за несколькими исключениями. Рассеянные звездные скопления имеют значения доли двойных $\alpha \geq 20\%$ [22, 2, 15, 35, 39]. Было также обнаружено, что доля двойных растет с увеличением массы главного компонента. Это чаще всего связывают с динамической эволюцией звездного скопления [14, 6].

Важной характеристикой ансамбля двойных звезд является функция распределения отношения масс компонентов двойной q . В настоящее время среди исследователей нет согласия по поводу формы этого распределения как относительно звезд поля ([34, 8, 9, 33, 27]), так и звезд скоплений([25, 26, 31]).

Так, например, согласно работе Duquennoy & Mayor за 1991 год [8] функция распределения параметра q имеет максимум ближе к случаю маломассивных вторичных компонентов, то есть далеко от 1. И наоборот, есть работы [9, 33], где пик расположен около случая равных масс компонентов. В работе Reggiani & Meyer [34] была предложена универсальная форма для распределения параметра q для звезд типа Солнца и для карликов класса M в поле: $dN/dq \sim q^\beta$ с $\beta = 0.25 \pm 0.29$. Это распределение можно считать плоским внутри интервала ошибок. Также существует предположение, что параметр q не является независимым от таких физических величин как орбитальный период и масса главного компонента [27].

Нет согласия и у исследователей скоплений. Maxted и др. [25] обнаружили пик функции распределения параметра q около 1 для маломассивных спектральных двойных в молодых скоплениях около σOri и λOri . Patience с соавторами [31] построили общее для скоплений Гиады, Ясли, Плеяды и Альфа Персея распределение параметра q в интервале $q \in [0.4, 1.0]$, на котором видно, что с увеличением q функция распределения падает. Milone [26] с соавторами определил, что в интервале $q \in [0.5, 1.0]$ распределение параметра q у шаровых скоплений примерно плоское, с некоторыми отклонениями для нескольких случаев.

Распределение отношения масс компонентов двойной является ключом к восстановлению характеристик первоначальной популяции двойных. Было проведено множество численных исследований в данном направлении [20, 11, 30].

Geller и его соавторы [11] показали на модели N-тел скопления NGC188, что распределение орбитальных параметров короткопериодичных двойных с солнечными массами (с $P < 1000^d$) должно быть примерно неизменным даже в пределах миллиарда лет эволюции. Это значит, что современные наблюдения двойных даже в старых скоплениях могут дать необходимую информацию о первоначальной их популяции. Parker & Reggiani [30] показали, что общая доля двойных уменьшается в ходе динамической эволюции, но форма распределения q не изменяется.

Двойные звезды являются существенной составляющей звездного населения Галактики [7], поэтому важно понимать закономерности образования и динамической эволюции двойных звезд для исследования процессов динамической, физической и химической эволюции Галактики, а также учитывать их наличие в ряде астрономических задач. Например, скорость разрушения РЗС связана с долей двойных звезд и их характеристиками [19].

Наличие неразрешенных двойных звезд искажает оценки дисперсии скоростей [1], а значит и оценки динамической массы ЗС. Если набор звезд, отобранных по оценке дисперсии скоростей (через лучевые скорости) содержит спектроскопические двойные, то значение дисперсии скоростей будет завышено. В результате, это приведет к завышенному значению массы скопления [38].

Когда масса скопления определяется через функцию светимости, полученную методом звездных подсчетов, то оценка массы будет меньше, чем в реальности, если не учитывать наличие в скоплениях неразрешенных двойных. Это может быть легко объяснено тем, что масса двойной звезды больше массы одиночной с той же звездной величиной из-за сильной зависимости светимости звезд от их массы $(L/L_{\odot}) \sim (M/M_{\odot})^4$ [5]. Если одиночная звезда имеет ту же звездную величину, что и двойная, то их светимости также равны $L_s = L_1 + L_2$ (где L_s — светимость одиночной звезды, а L_1 и L_2 — светимости главного и вторичного компонента двойной соответственно). Тогда $M_s^4 = M_1^4 + M_2^4$, а значит $(M_1 + M_2)^4 = M_1^4 + M_2^4 + 4M_1 M_2^3 + 6M_1^2 M_2^2 + 4M_1^3 M_2 = M_s^4 + 4M_1 M_2^3 + 6M_1^2 M_2^2 + 4M_1^3 M_2$. Так как все величины положительные, то $(M_1 + M_2)^4 > M_s^4$, и $M_1 + M_2 > M_s$.

В статье Borodina et al. [3] исследовалось, насколько занижается оценка массы скопления при определении методом звездных подсчетов в разных предположениях от доли двойных звезд и их распределения по отношению масс. Однако до сих пор не существует методики, которая позволяла бы однородным образом оценивать параметры населения двойных в РЗС. Это и является *целью исследования* — разработать методы определения доли двойных и применить их к данным нескольких РЗС. Такая возможность появилась благодаря публикации данных второго релиза космической миссии Gaia [10], содержащего высокоточные астрометрические и фотометрические данные для более чем миллиарда звезд Галактики. Это позволит использовать нашу методику на скоплениях на расстоянии до 2 кпк, основываясь на высокой точности измерений параллаксов и собственных движений.

Предмет исследования — доля неразрешенных двойных в РЗС. *Объектом исследования* являются звезды — вероятные члены скопления, включая неразрешенные двойные звезды. В ходе нашей работы мы пользовались следующими программами: TopCAT [40], Python и его встроенные и open-source библиотеки.

Работа организована следующим образом: в главе «Параметры РЗС» мы опишем имеющиеся данные и характеристики скоплений, которые мы используем. В главе «Построение модели скопления» описан алгоритм построения моделей скопления, которые потребуются для апробации методики. Глава «Методы определения доли двойных» состоит из двух разделов, соответствующих двум разработанным методам. В следующей главе «Апробация методов» мы опишем результаты апробации методов на данных скоплений NGC2447 и NGC2516. В конце мы обсудим результаты и сделаем выводы по проделанной работе.

4 Отбор РЗС для исследования неразрешенных двойных звезд и выбор вероятных звезд-членов РЗС

4.1 Создание выборки скоплений, определение их параметров

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

- Находится приблизительно в диапазоне расстояний между [300, 2000] пк, в котором оптимально использование принятого метода отбора наиболее вероятных членов скопления (раздел 4.2). Для более близких скоплений мы не можем использовать приближение о том, что собственные движения случайным образом отклоняются от среднего значения, а для далеких относительная ошибка параллакса и собственных движений становится слишком большой.
- Не перекрываетается в картиинной плоскости с другими известными нам скоплениями (проверяем по Онлайн-атласу, [37])
- Звезды скопления хорошо отделяются от звезд фона на диаграмме собственных движений (пример на рисунке 1) и распределении по параллаксам.

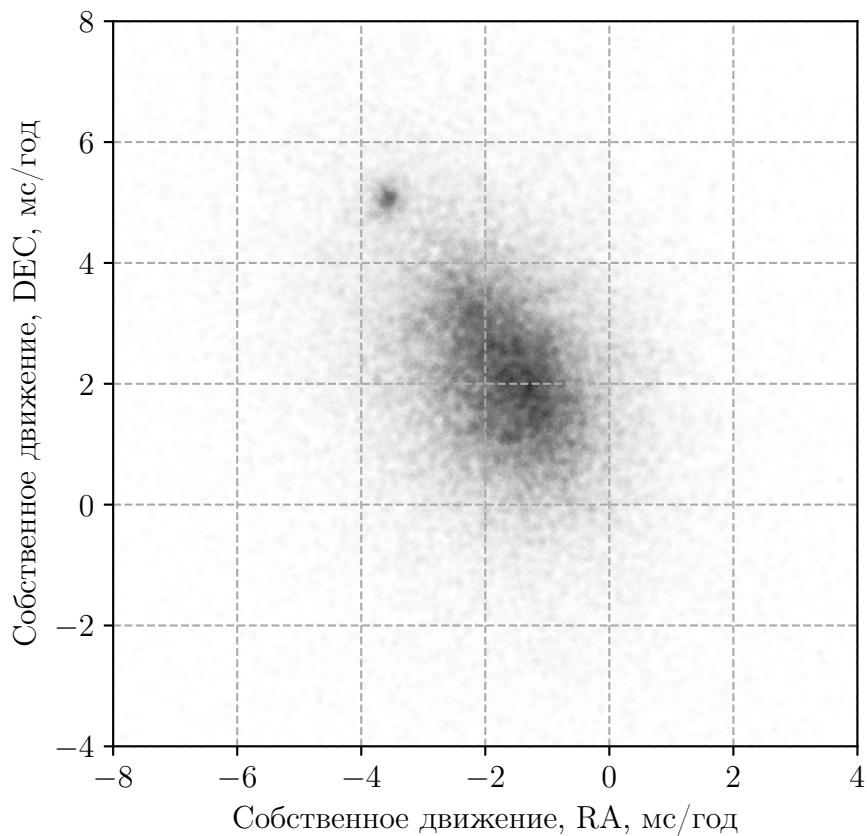


Рисунок 1 – График собственных движений скопления NGC2447

Из каталога MWSC [32] мы отобрали подходящие нашим требованиям скопления, они перечислены в таблице 1. Для этих скоплений мы определили средний параллакс (который пересчитали в расстояние по формуле $r[pc] = 1/\pi['']$), а по диаграмме звездная величина-показатель цвета определили значение поглощения $E(B - V)$ и возраст РЗС, корректируя данные каталога MWSC. Первичный отбор вероятных членов скопления проводился визуально по диаграмме собственных движений, параллаксу и на диаграмме звездная величина-показатель цвета. Результирующие диаграммы звездная величина - показатель цвета для

вероятных членов скоплений представлены на рисунке 2, и на них видно, что двойные присутствуют везде, но характеристики их популяции отличается. Причем сложно определить по диаграммам примерную долю двойных, а значит выявить однозначные закономерности в зависимости от возраста или других параметров. Это нас и мотивирует придумать методы определения двойных звезд, применимые ко всем этим скоплениям.

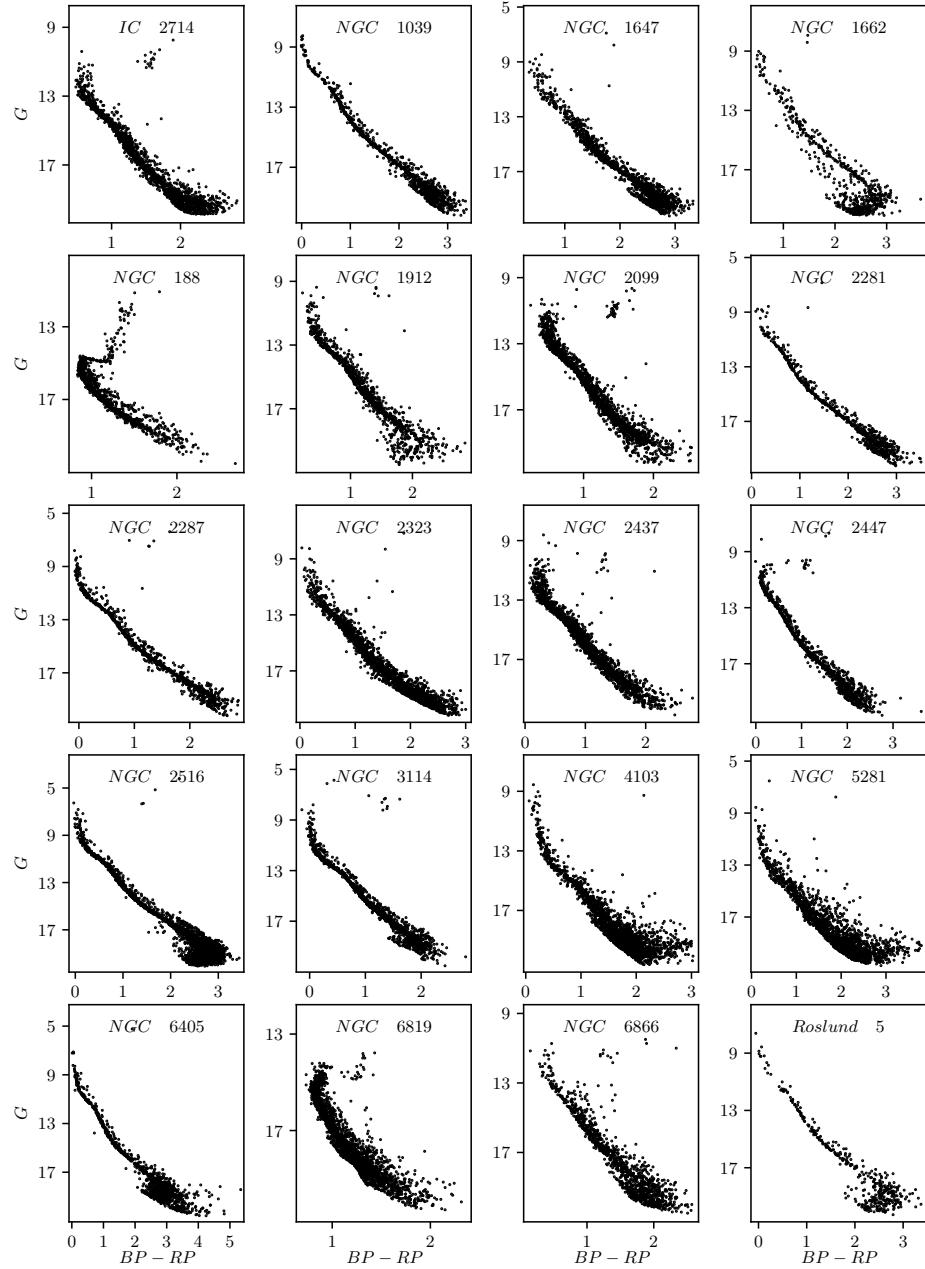


Рисунок 2 – Диаграммы звездная величина-показатель цвета для двадцати отобранных скоплений

Для пересчета видимых звездных величин в абсолютные использовалась формула Погсона для абсолютных звездных величин (1):

$$m - M = 5 \lg(r) - 5 + A(\lambda) \quad (1)$$

где m, M – видимая и абсолютная звездная величина, r – расстояние до объекта в парсеках, $A(\lambda)$ – поглощение в фильтре, в котором определены звездные величины:

Мы подбирали значения $E(B - V)$, основываясь на данных каталога MWSC, и пересчитывали его фотометрической системы UBV в систему Gaia [4, 29] по следующим

Таблица 1 – Параметры, полученные для отобранных скоплений

Скопление	$\log_{10} t$, t, год	Расстояние, пк	$E(B - V)$, mag
NGC2516	8.5	415	0.09
NGC2447	8.8	1031	0.04
NGC188	9.78	1800	0.092
NGC1647	8.55	540	0.354
NGC1662	8.7	420	0.30
NGC1912	8.35	1144	0.33
NGC1039	8.38	470	0.077
NGC2099	8.7	1400	0.30
NGC6866	8.64	1326	0.271
NGC2323	8.25	902	0.229
NGC2287	8.25	769	0.062
NGC2281	8.78	500	0.065
NGC3114	8.3	944	0.079
Roslund5	7.84	530	0.071
IC2714	8.67	1254	0.416
NGC2437	8.5	1375	0.15
NGC2447	8.73	1037	0.05
NGC4103	7.65	1940	0.4
NGC5281	7.75	1600	0.26
NGC6405	7.9	450	0.239

формулам (2, 3):

$$E(BP - RP) = (c_1 - c_2) \cdot R_V \cdot E(B - V) \quad (2)$$

$$A_G = c_3 \cdot R_V \cdot E(B - V) \quad (3)$$

Коэффициенты c_1, c_2, c_3 мы взяли из данных, представленных на сайте <http://stev.oapd.inaf.it/cmd>: $c_1 = 1.06794, c_2 = 0.65199, c_3 = 0.85926$.

Среди двадцати перечисленных скоплений мы отобрали два, в которых содержится наибольшее число звезд на главной последовательности: NGC 2516 и NGC2447. Также у этих скоплений явно выделяется последовательность двойных.

Эти два скопления имеют разный возраст и они находятся на разном расстоянии. Это позволит нам исследовать, как работают методы при различных параметрах РЗС.

4.2 Выбор вероятных звезд-членов РЗС

После выбора скоплений, на которых мы будем проверять работы методик определения доли двойных, мы решили провести тщательную процедуру отбора членов скоплений, чтобы получить более достоверный результат. Для этого мы будем рассчитывать для каждой звезды из скачанной области вероятность принадлежать скоплению. Наш метод основывается на алгоритме, предложенном Kharchenko et al. [16].

Для определения вероятности принадлежности звезды скоплению мы сначала вычисляем отдельно вероятности по собственным движениям P_{kin} , фотометрическую вероятность P_{ph} , а также вероятность по параллаксу P_{plx} , посчитать которую теперь можно благодаря данным Gaia. Пространственная вероятность P_s будет равна везде 1, так как мы скачиваем сразу область скопления с радиусом короны из каталога MWSC [32] с небольшим допуском в 0.3-0.5 градусов.

Расчет вероятности по собственным движениям P_{kin} происходил по той же формуле, что и у Kharchenko et al. [16], но с учетом того, что систематические ошибки собственного движения значительно меньше, чем в 2MAst. Мы учитываем характерную дисперсию скоростей звезд в скоплении и систематическую ошибку определения среднего значения собственного движения скопления, что в сумме дает величину $\epsilon_\mu \approx 1 \text{ mas}/y$.

Фотометрическая вероятность в отличие от статьи [16] определяется только по одной диаграмме звездная величина-показатель цвета, так как в фотометрической системе Gaia меньше фильтров. Также мы сделали более мягкие границы в связи с возможным плохим наложением изохроны на звезды скопления, а также для того, чтобы не отсекать звезды различной кратности.

Расчет вероятности P_{plx} принадлежности звезды к скоплению с параллаксом π происходил по формуле (4):

$$P_{plx} = \exp \left[-0.5 \left(\frac{\pi - \pi_0}{\sigma_{\pi_0}} \right)^2 \right] \quad (4)$$

где σ_{π_0} — дисперсия среднего параллакса, определяемая по наиболее надежным членам скопления, π_0 — средний параллакс РЗС.

Итоговая вероятность рассчитывается по формуле из статьи [16]:

$$P = P_s \min(P_{kin}, P_{ph}, P_{plx}) \quad (5)$$

Затем мы установили границу по вероятности для выбора вероятных членов скопления $P = 0.5$.

В результате итеративного отбора получены списки вероятных членов скоплений, которые позволяют построить следующие диаграммы звездная величина-показатель цвета для скоплений NGC2516 и NGC2447 (рис. 3):

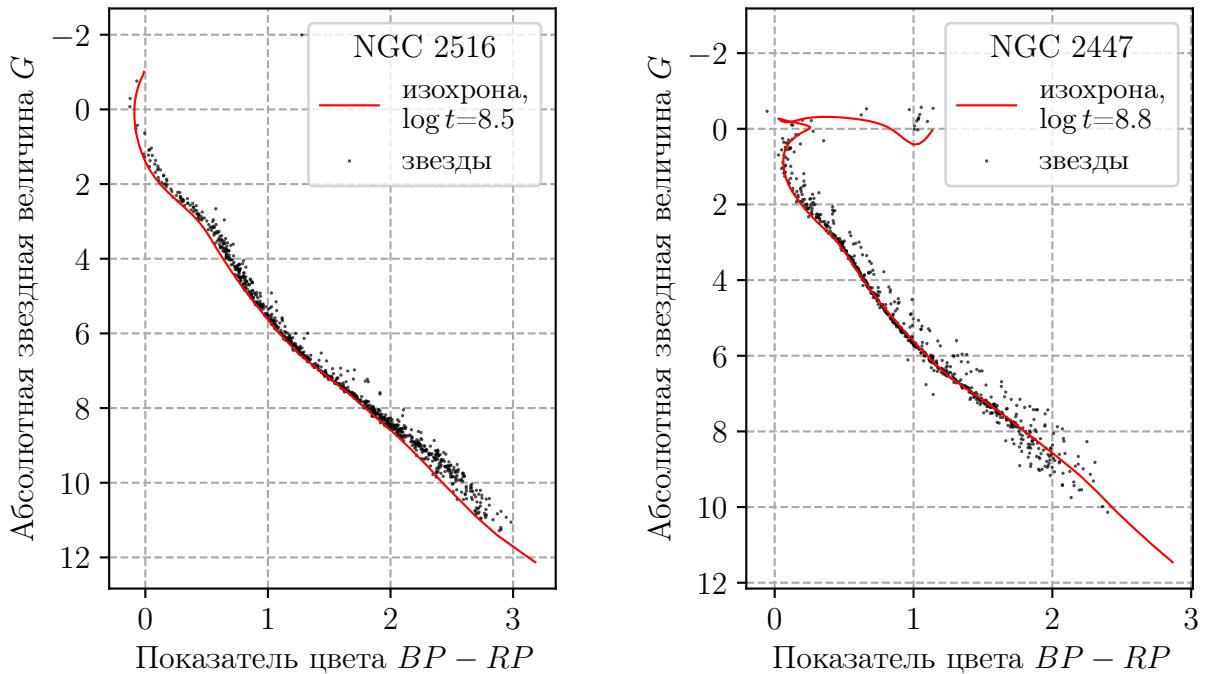


Рисунок 3 – Диаграмма абсолютная звездная величина - показатель цвета для скоплений NGC2516 и NGC2447. Звезды отобраны описанным методом по вероятности. Изохроны соответствуют возрастам, представленным в таблице 1

5 Построение модели скопления

5.1 Модель скопления в картинной плоскости

В нашей задаче нас интересуют прежде всего физические двойные, которые находятся на таком расстоянии, на котором телескоп Gaia не может их разрешить. Но также часто два гравитационно несвязанных объекта могут оказаться близкими в проекции на картинную плоскость, такие двойные называются оптическими. На практике почти невозможно отделить два этих типа двойных без дополнительных спектральных или других исследований. В то же время, для корректной оценки параметров популяции двойных в скоплении важно понимать, как часто среди неразрешенных двойных встречаются оптические и физические пары. Поэтому, сначала нам стало интересно оценить, какая доля неразрешенных двойных может быть обусловлена оптическими наложениями. Всего возможно два вида оптических двойных:

- Звезда скопления — звезда скопления
- Звезда скопления — звезда фона

Оба наложения будут приводить к смещению звезды на диаграмме звездная величина-показатель цвета, но интуитивно неясно, насколько вероятны эти события: возможно ли такое, что большинство неразрешенных двойных в РЗС не связаны гравитационно?

Для ответа на этот вопрос мы построим модель скопления и посчитаем число оптических двойных в предположении, что физических двойных там нет. Модель будет представлять собой проекцию скопления на картинную плоскость. Мы моделируем координаты звезд скопления и фона в полярной системе координат. Распределение угла ϕ считаем равномерным, т.е. модель скопления имеет центральную симметрию. Расстояние от центра r для звезд скопления задается распределением Кинга [17].

Для построения реалистичной модели скопления нам нужно взять параметры реального РЗС. Среди отобранных нами двух скоплений NGC2516 и NGC2447 мы взяли самое молодое, чтобы на главной последовательности было как можно больше звезд. Для построения моделей нам понадобились дополнительные параметры скопления NGC2516 (таблица 2), которые мы взяли из каталога MWSC.

Таблица 2 – Параметры скопления NGC2516

l, deg	b, deg	Приливной радиус	Радиус ядра	Фактор Кинга	Число звезд
273.8	-15.9	10 пк	1 пк	34.6	1000

Для оценки вероятности оптического наложения звезд фона и звезд скопления, мы также смоделировали звезды фона. Их мы распределяем равномерно внутри приливного радиуса ЗС. Плотность звезд поля мы взяли из Безансонской модели Галактики [28] для направления на скопление NGC2516 и предельной видимой звездной величины 17^m . Карта поверхностной плотности (рисунок 4) показывает, как выглядит построенная нами модель скопления.

Мы подсчитали угловые расстояния между всеми парами звезд скопления и парами, состоящими из звезды скопления и звезды фона. Пары, состоящие из звезд фона нас не интересуют, так как они не попадут в выборку звезд скопления из-за отбора по параллаксам или собственным движениям.

Теперь надо сравнить угловое расстояние в каждой паре звезд с разрешением телескопа космической миссии Gaia, данные которого мы используем. Опубликованные данные ([10]) показывают, что угловое разрешение телескопа зависит от видимых звездных величин разрешаемых источников, но можно считать, что двойные на угловом расстоянии 1 секунда разрешаются с большой вероятностью. Мы подсчитали число звезд, которые лежат друг

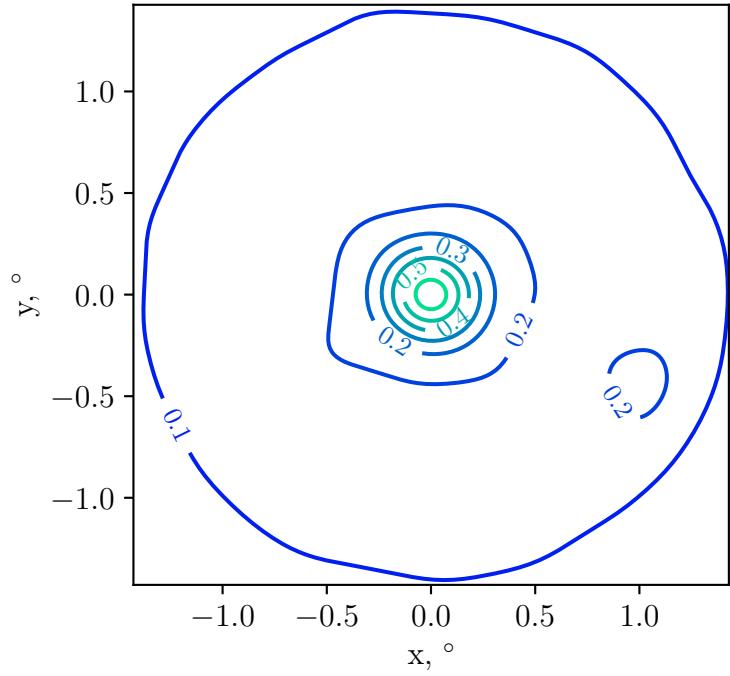


Рисунок 4 – Поверхностная плотность модели скопления

к другу ближе, чем значение разрешающей способности. Таких пар оказалось в среднем $1.7 \pm 0.5\%$.

Таким образом, полученная оценка доли оптических пар оказалась на порядок ниже, чем характерная доля двойных в РЗС. Поэтому мы пренебрежем этим эффектом и будем считать, что все неразрешенные двойные являются физическими.

5.2 Модель диаграммы звездная величина-показатель цвета

Модель скопления будет представлять из себя большое число звезд (до 20 000), часть из которых назовем двойными, а остальные — одиночными. Наши методы определения доли двойных будут основываться на диаграмме звездная величина-показатель цвета, а значит модель скопления будет представлять собой список звездных величин звезд в фильтрах G, BP и RP. Большое число звезд нам нужно, чтобы даже на маленьких интервалах показателя цвета или звездной величины было достаточно звезд для получения статистики.

Изначально мы задали число звезд в скоплении N , расстояние до него r , его возраст, долю неразрешенных двойных α . Определяем число двойных $N_{binaries} = \alpha N$ и одиночных звезд $N_{singles} = N - N_{binaries}$.

Массы двойных звезд мы моделируем при помощи алгоритма primary-constrained pairing [18], то есть для каждой двойной случайным образом выбираем массу главного компонента и параметр q , исходя из начальной ФМ и распределения параметра q соответственно. Затем можно вычислить массу вторичного компонента по формуле qM_1 . Для определения масс одиночных звезд и главных компонентов двойных мы использовали начальную ФМ из работы Kroupa [21].

Чтобы посчитать массу вторичного компонента, мы приписываем каждой двойной значение отношения масс q при помощи статистического метода Неймана в соответствии с выбранным распределением по q . Вопрос о возможности определения доли неразрешенных двойных в РЗС связан с распределением двойных звезд по отношению масс. Очевидно, например, что неразрешенные двойные с малыми q сложно отличить на диаграмме звездная величина - показатель цвета от одиночных звезд. Мы выбрали для исследования возможности определения доли неразрешенных двойных звезд следующие виды распределений по q :

- Плоское распределение
- Степенное распределение с показателем -2
- Степенное распределение с показателем 2

Плоское распределение — часто получаемый в литературе результат, степенное с показателем больше нуля имитирует пик распределения на $q = 1$, а степенное с отрицательным показателем имитирует рост функции распределения в области малых q (см. обсуждение в разделе 3).

Получив массы одиночных звезд и компонентов двойных, мы можем вычислить их фотометрические характеристики. Для этого мы используем таблицу изохрон [24], где для каждой массы приведены абсолютные звездные величины в полосах G, BP и RP.

Для двойных звезд звездная величина и показатель цвета должны складываться из двух соответствующих величин каждого компонента двойной. Из формулы Погсона можно вывести формулу (6) для нахождения звездной величины неразрешенной двойной системы.

$$m_{\text{binary}} = m_2 - 2.5 \lg(1 + 2.512^{m_2 - m_1}) \quad (6)$$

где m_1, m_2 — звездные величины компонентов двойной.

Подставив в формулу (6) значения $G_1, G_2, BP_1, BP_2, RP_1, RP_2$, можно получить выражения для $G, BP - RP$ двойной звезды (формула 7):

$$\begin{cases} G_{\text{binary}} = G_2 - 2.5 \lg(1 + 2.512^{G_2 - G_1}) \\ (BP - RP)_{\text{binary}} = (BP - RP)_2 - 2.5 \lg \left(\frac{1 + 2.512^{BP_2 - BP_1}}{1 + 2.512^{RP_2 - RP_1}} \right) \end{cases} \quad (7)$$

На рис. 5 представлена диаграмма цвет-звездная величина для одной из построенных моделей. На этом рисунке также видно, что в области маломассивных звезд виден пробел между двойными и одиночными. Он возникает из-за того, что существует минимальное значение массы звезды, а значит и диапазон параметра q становится меньше при уменьшении массы главного компонента.

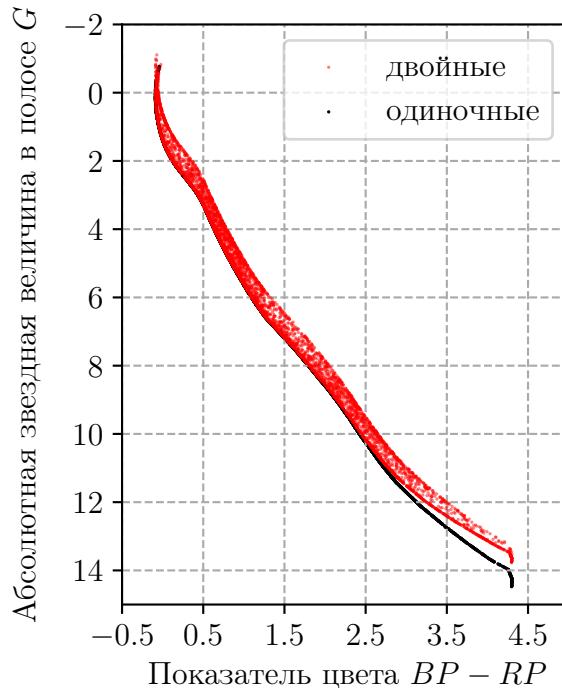


Рисунок 5 – Диаграмма звездная величина-показатель цвета

Также из рис. 5 явно видно, что двойные звезды с малыми q накладываются на последовательность одиночных звезд. Это усложняет определение доли двойных в скоплениях.

Затем от абсолютных звездных величин мы перешли к видимым, учитывая ошибки фотометрии (по G и показателю цвета), а также физическую дисперсию расстояния до звезд внутри скопления, которая приводит к разбросу видимых звездных величин.

Характерную величину фотометрических ошибок мы взяли из каталога Gaia для области скопления NGC2516. Для каждого интервала звездных величин мы нашли квантиль ошибки, соответствующий 1σ .

Для близких скоплений основной причиной «размытия» является дисперсия расстояний в скоплении. В случае далеких скоплений, где видимые звездные величины велики, размытие происходит за счет фотометрических ошибок.

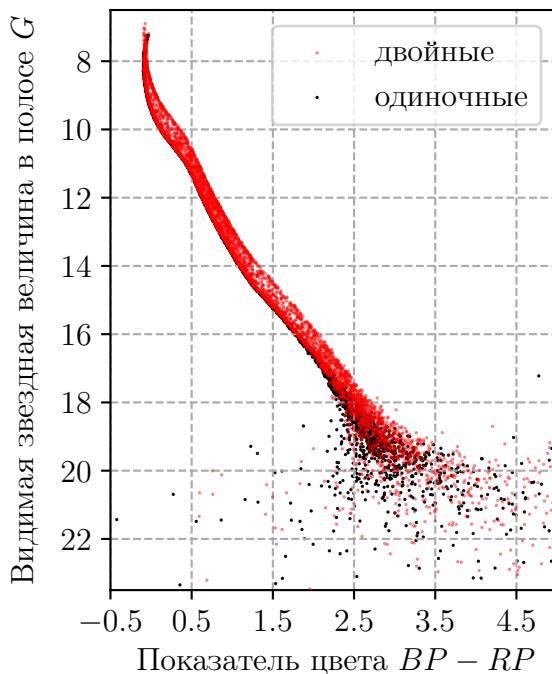


Рисунок 6 – Диаграмма звездная величина-показатель цвета

Заметим, что на рисунке 6 пробела в области маломассивных звезд, который был виден ранее, уже нет, его размыто ошибками. В реальных диаграммах скоплений (рисунок 2) наблюдается как раз подобное явление: никакого пробела нет, зато главная последовательность заметно уширяется.

6 Методы определения доли двойных

6.1 Метод «координатных сеток»

Треком неразрешенной двойной звезды будем называть линию, вдоль которой будет перемещаться звезда при увеличении массы вторичного компонента, или же параметра q . Данный трек имеет сложную форму, которая зависит от массы главного компонента (рисунок 7) и возраста скопления.

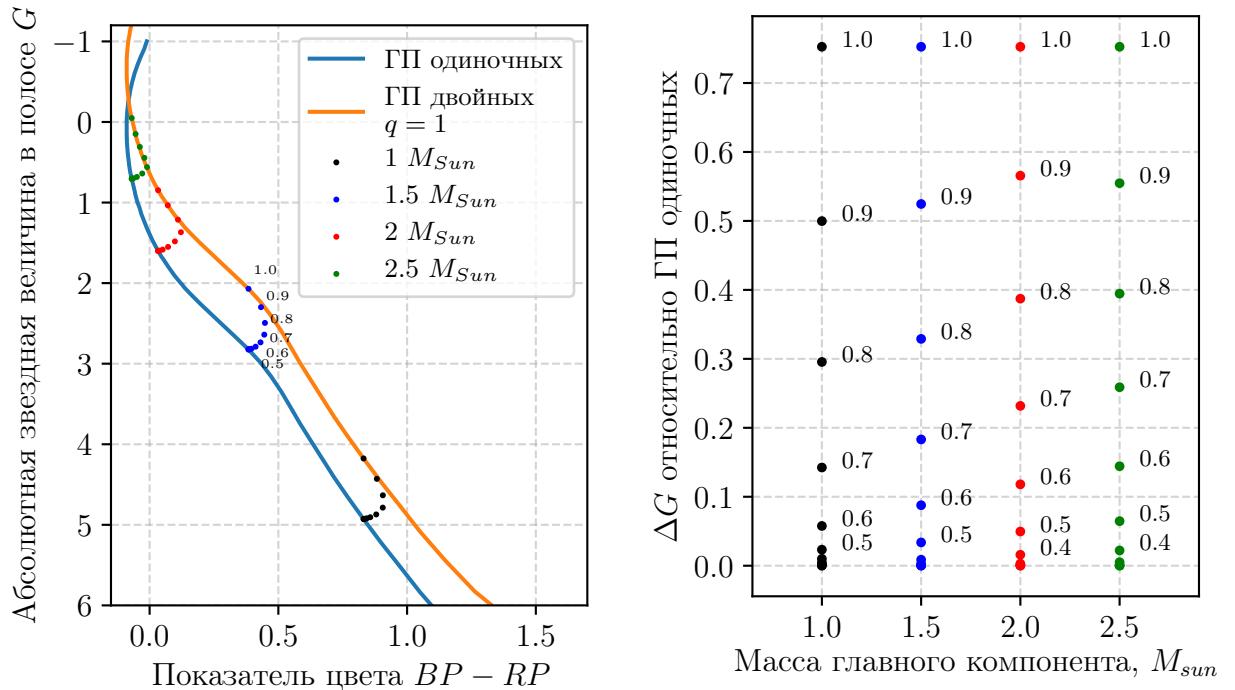


Рисунок 7 – Положение двойной звезды на диаграмме звездная величина-показатель цвета при разной массе главного компонента и параметре q

На рисунках видно, как трек вытягивается вдоль линии двойных с $q = 1$. Особая ситуации складывается на участках, где главная последовательность имеет больший наклон. Это приводит к тому, что звезды с $q < 1$ накладываются на последовательность двойных равных масс. Особенно хорошо это иллюстрирует трек с массой $2.5M_{sun}$.

Сдвиг по показателю цвета отличается для двойных разных масс, причем нелинейно, что легко видно на левой части рисунка 7. Также в зависимости от массы отличается и сдвиг вверх по звездной величине, что заметно, если мы построим график зависимости сдвига по звездной величине при разных значениях массы (правая часть рисунка 7). Так, при одном q звезды разных масс главных компонентов могут на разную величину подниматься над главной последовательностью одиночных. Такая сложная зависимость положения неразрешенной двойной от ее параметров усложняет процедуру определения доли двойных.

В качестве первого метода мы решили просто сопоставлять положение звезды на диаграмме звездная величина-показатель цвета с наиближайшим к ней треком. Так как трек зависит от q и массы главного компонента, то заодно мы сможем определить вид распределения параметра q . Мы создали неравномерную сетку координат q и с таким интервалом, чтобы ошибки определения звездных величин были порядка фотометрических ошибок каталога Gaia DR2. Сетка по q начинается с 0.1, так как меньшие q не различимы из-за ошибок фотометрии.

Каждой точке сетки координат q, M мы соотнесли звездную величину и показатель цвета. Затем для каждой звезды определили более близкий узел сетки.

Мы применили наш метод на модели скопления с плоским распределением по q и сравнили полученные значения q с промоделированными.

Из рис. 8 видно, что для малых значений q ошибка определения больше, а также истинно одиночные отождествляются как двойные и наоборот. Это происходит из-за того, что сдвиг по диаграмме звездная величина-показатель цвета при малых q сравним или меньше ошибок фотометрии.

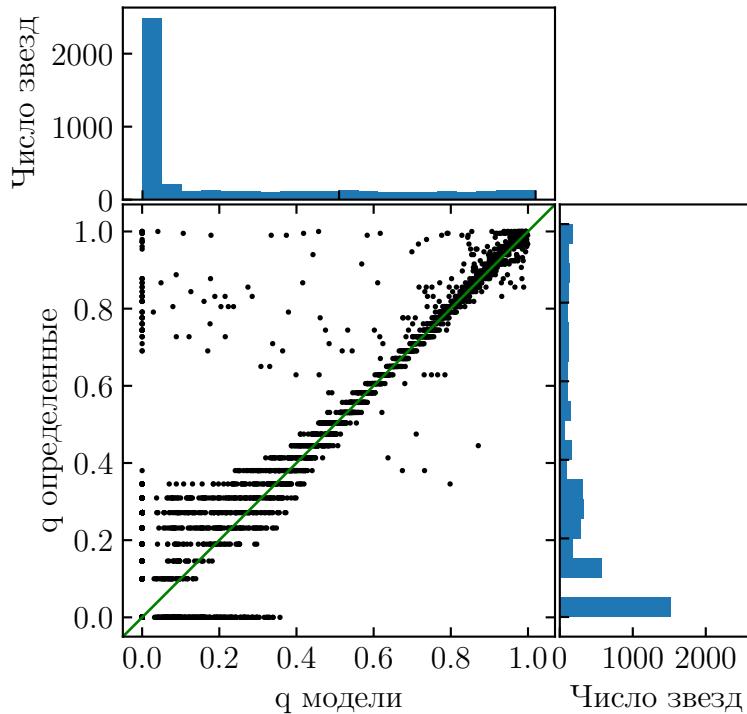


Рисунок 8 – Сравнение модельного и определенного нами распределений по q

Также приведем статистику ошибок первого и второго рода:

- 1) 1218 одиночных звезд определились как одиночные (50% от числа одиночных)
- 2) 1241 одиночных звезд стали двойными (50% от числа одиночных), из них 421 (17%) имеют $q = 0.1$
- 3) 58 одиночных звезд стали иметь с $q > 0.6$ (2.3%)
- 4) 304 двойных звезд стали одиночными (13% от числа двойных звезд)

Так как трек двойной различен для разных масс (а значит и для разных показателей цвета), то мы построили график зависимости ошибки определения параметра q ($q_{detected} - q_{model}$) от показателя цвета (9).

Так как для одиночных $q_{model} = 0$, значение отклонения для черных точек соответствует присвоенному методом значению q ($q_{detected}$). Из-за ошибок фотометрии одиночные звезды смещаются вверх от изохорон, смешиваясь с двойными. Минимальное q для двойных принимает значение 0.1, поэтому и наблюдается четкая линия на 0.1. Остальные горизонтальные линии определяются тем, что сетка координат по q дискретна.

Существует две причины, почему многие одиночные после использования метода определения q обрели значение больше 0.1. С одной стороны с ростом показателя растет ошибка фотометрии, из-за чего одиночная звезда сильнее отклоняется от главной последовательности одиночных. С другой стороны, на метод влияет угол наклона главной последовательности. При сдвиге по показателю цвета и большом наклоне ГП звезда может попасть на весьма высокий участок трека двойной. На рис. 9 этот эффект объясняет участок с

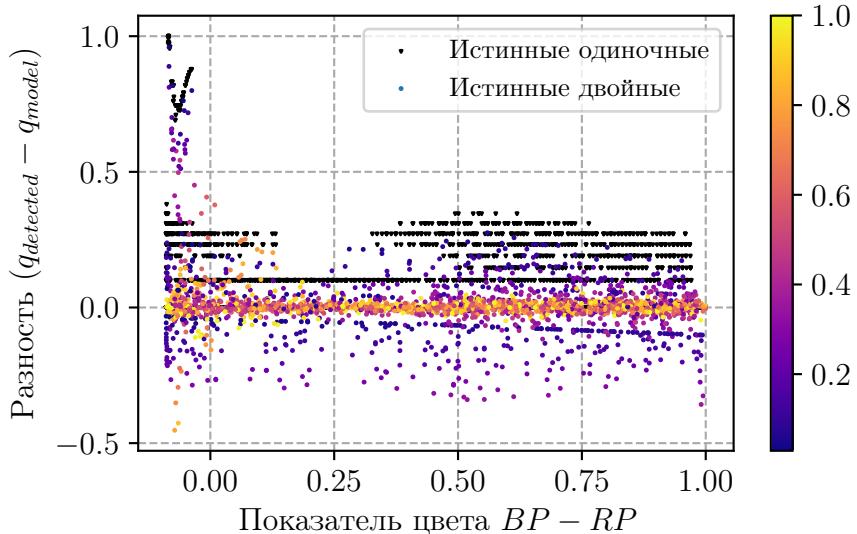


Рисунок 9 – График зависимости разности от показателя цвета

показателем цвета меньше 0: именно ему принадлежат те одиночные, которые стали двойными с $q > 0.6$.

Гипотезу о наклоне главной последовательности подтверждает и то, что на промежутке показателя цвета от 0.13 до 0.33 (что соответствует самому пологому участку ГП) должно определенных двойных почти нет, а для более ярких звезд есть (хотя ошибка фотометрии там меньше)

Разными цветами на рисунке 9 представлены двойные звезды разного q . В среднем все двойные, у которых q выше 0.6 отождествляются верно (значение стандартного отклонения — 0.05). Наклонная линия ниже нуля соответствует тем двойным, которые по ошибке стали одиночными. Данную ошибку можно объяснить ошибками фотометрии, так как при увеличении звездной величины двойные с большим q считаются одиночными.

Отберем звезды в интервале показателя цвета от 0.13 до 0.33 и снова сравним распределения по q :

- 1) 140 одиночных звезд определились как одиночные (55% от числа одиночных)
- 2) 116 одиночных звезд стали двойными (45% от числа одиночных), из них 112 звезд стали двойными с $q = 0.1$ (44%).
- 3) Ни одна одиночная не имеет определенное $q > 0.3$.
- 4) 35 двойных звезды стали одиночными (12% от числа двойных звезд)
- 5) Значение стандартного отклонения ошибки определения q для $q > 0.6$ стало равным 0.03

Для данного диапазона показателя цвета мы также нашли метрику recall — отношение количества двойных, найденных нашим методом, к количеству истинных двойных, которые попали в данный интервал. Двойными будем считать звезды, для которых определено значение $q \geq 0.3$. Мы определили данную метрику для всех моделей скоплений (таблица 3):

Таблица 3 – Значение recall в зависимости от модели с различными видами распределения параметра q

Диапазон показателя цвета	Плоское распределение	Степенное распределение степени 2	Степенное распределение степени -2
0.13 - 0.33	73%	99%	70%

Таким образом, в результате апробации метода координатных сеток на модели скопления обнаружено, что метод имеет наибольшую точность на «пологом» участке главной

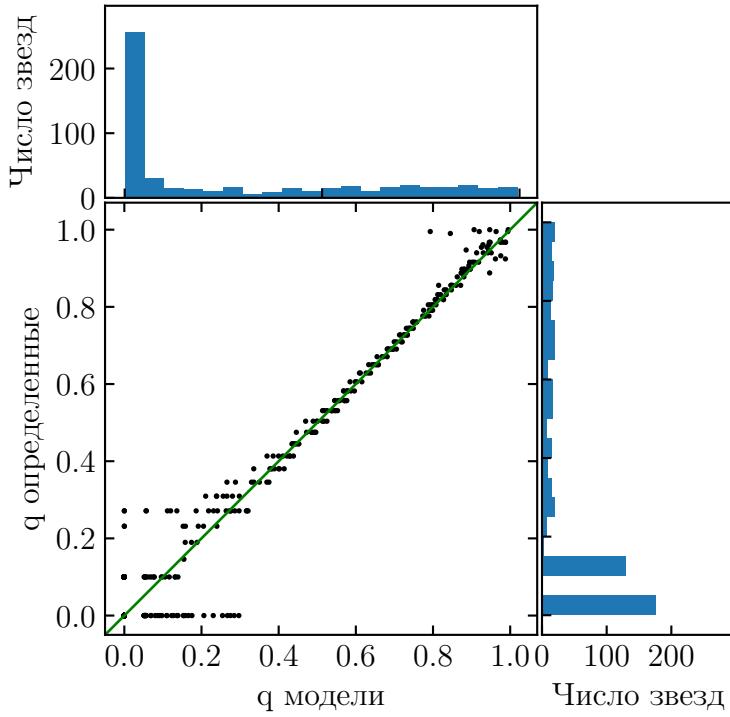


Рисунок 10 – Сравнение модельного и определенного нами распределений по q в диапазоне по показателю цвета от 0.13 до 0.33

последовательности, т.е. в интервале по абсолютному показателю цвета от 0.13 до 0.33. Также мы получили значение граничного значения $q = 0.3$, ниже которого не представляется возможным отличить неразрешенные двойные от одиночных звезд, и в дальнейшем будем считать те звезды одиночными. Из таблицы 3 можно сделать ожидаемый вывод, что метод работает лучше всего для распределения с пиком около 1, где звезд с малым q меньше всего, однако и для плоского, и для убывающего распределения по отношению масс показывает достаточно высокую потенциальную надежность.

6.2 Метод «профилей»

Профиль плотности одиночных звезд относительно изохроны скопления будет выглядеть как колокол ввиду ошибок фотометрии. При наличии еще и кратных систем, внешний вид профиля плотности будет несимметричным. Это выражается в наличии последовательности двойных на диаграмме звездная величина-показатель цвета.

Целью метода профилей является выделение профиля двойных звезд от теоретически симметричного профиля одиночных. Мы предполагаем, что зная профиль, можно узнать число двойных звезд в скоплении, а также вид распределения параметра q . Также мы предполагаем, что данный метод может быть использован для более широкого интервала по показателю цвета, чем метод координатных сеток.

Метод состоит из нескольких этапов: сначала мы приводим ГП к горизонтальной линии с помощью перехода к новой модифицированной звездной величине, образуя новую систему координат. Для этого нам понадобится таблица изохроны скопления.

Теоретическая изохрона может не идеально описывать положение звезд скопления на диаграмме звездная величина-показатель цвета, поэтому мы будем строить линию изохроны самостоятельно по имеющимся данным.

Для этого мы построили карту двумерной плотности звезд на диаграмме звездная величина-показатель цвета. Полученная картина напоминает высокий горный хребет и параллельно ему идущий второй, пониже. Линией изохроны скопления будем считать линию,

проходящую через максимумы плотности главной последовательности.

Так как мы определяем максимум плотности на дискретных интервалах, то линия изохроны получается ломаной. Поэтому мы ее сглаживаем при помощи фильтра Savitzky-Golay (ширина окна 7, степень полинома 2) [36]. Так как для модели истинная изохрона известна, можно найти относительное отклонение полученной изохроны от истинной. Максимальное отклонение варьируется от 0.3% до 0.8% в зависимости от вида распределения по q , поэтому данный метод определения изохроны будем считать приемлемым.

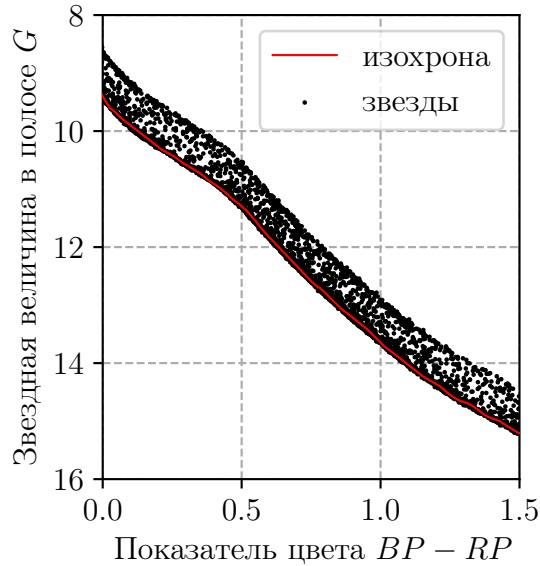


Рисунок 11 – Диаграмма звездная величина - показатель цвета и построенная нашим методом изохрона

На этом этапе мы получили изохрону — функцию от показателя цвета $f((BP - RP)_i)$ (рис. 11). Следующим этапом мы пересчитываем для каждой звезды модифицированную звездную величину, которая показывает, как звезда отходит от изохроны вдоль вертикальной оси.

$$G_{new_i} = G_i - f((BP - RP)_i) \quad (8)$$

Таким образом, при построении диаграммы модифицированная звездная величина-показатель цвета мы получили горизонтальную главную последовательность (рис. 12).

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

Полученный профиль складывается из двух распределений: симметричного распределения одиночных, обусловленного ошибками фотометрии, и распределения двойных (правые части рисунков 13, 14, 15).

Сначала определяем профиль одиночных звезд. Для этого мы выбрали окрестность максимума распределения и эту часть профиля аппроксимировали гауссовой функцией. Будем считать, что данный профиль принадлежит одиночным звездам (левые графики рис. 13, 14, 15).

Чтобы получить профиль двойных звезд, нужно вычесть профиль одиночных звезд, т.е. гауссиану. Полученный результат описан непрерывной красной линией на правых графиках (рис. 13, 14, 15).

Из этих рисунков (рис. 13, 14, 15) также видно, что метод не чувствителен к двойным, которые имеют малое q . Причем если звезд с малым q меньше, то и ошибка метода будет меньше. Таким образом, от распределения по q зависит то, насколько наша оценка доли двойных будет соответствовать истинной. К сожалению, начальный вид распределения не

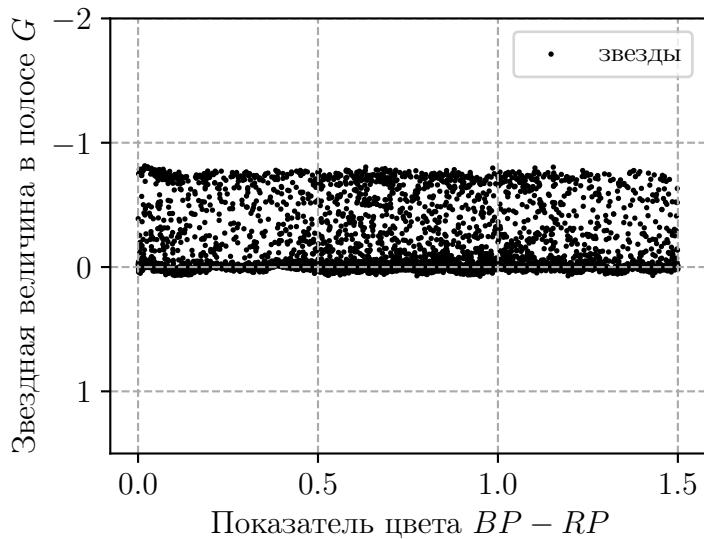


Рисунок 12 – Диаграмма новая звездная величина - показатель цвета

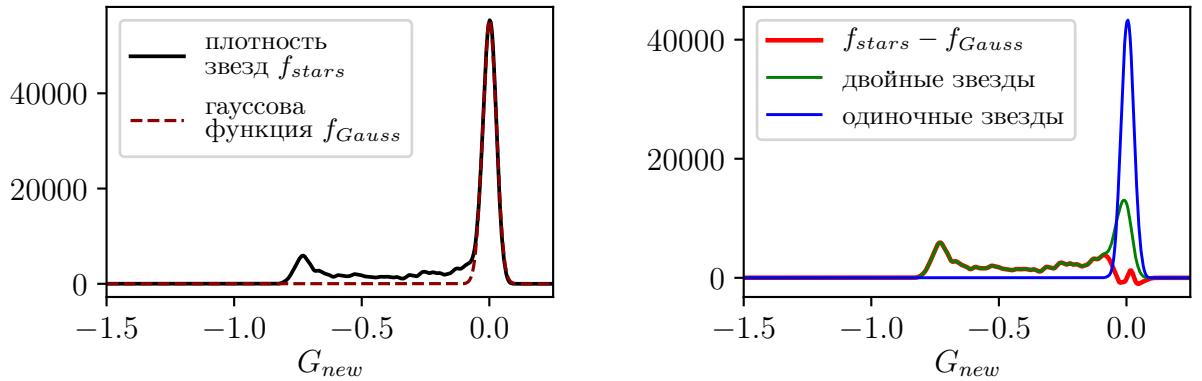


Рисунок 13 – Профиль плотности для случая плоского распределения параметра q

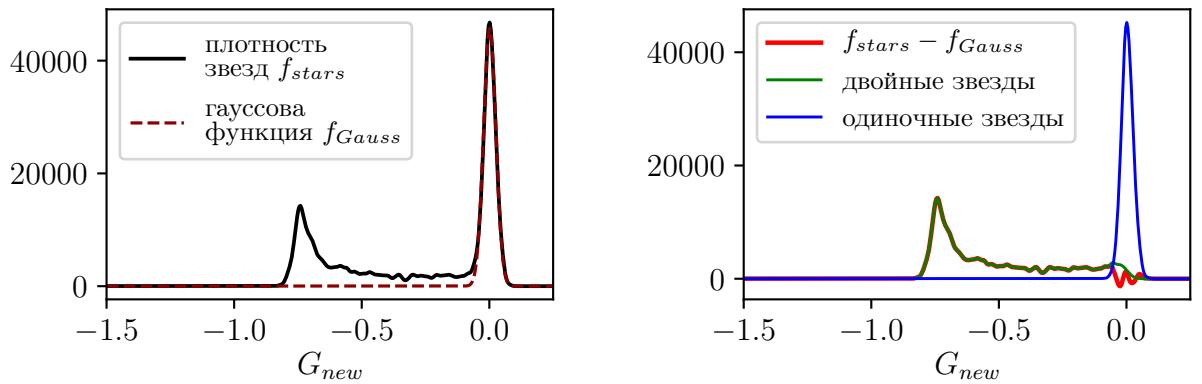


Рисунок 14 – Профиль плотности для случая степенного распределения параметра q с показателем степени 2

будет неизвестен, поэтому мы должны найти тот диапазон значений q , для которого наш метод работает, как мы это сделали в методе координатных сеток.

Также видно из рис. 13, 14, 15, что разные виды распределений параметра q приводят

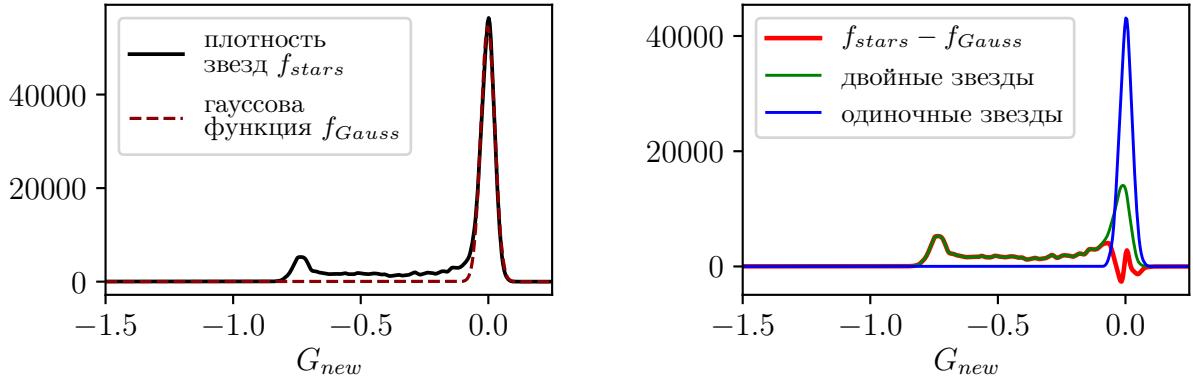


Рисунок 15 – Профиль плотности для случая степенного распределения параметра q с показателем степени -2

к разным внешним видам профилей двойных. Определить вид распределения по профилю двойных невозможно, так как это является обратной задачей, у которой единственного решения не существует.

Интегрируем профиль двойных, чтобы получить число двойных звезд в ЗС. Теперь мы знаем количество двойных звезд и можем определить долю двойных в модели скопления.

Проверим, как хорошо работает наш метод на большом диапазоне показателей цвета, а также на том, на котором хорошо работает метод координатных сеток.

Для этого определим параметр recall — отношение количества двойных, найденных нашим методом к количеству истинных двойных, которые попали в данный интервал (таблица 4).

Таблица 4 – Значение recall в зависимости от модели с различными видами распределения параметра q

Диапазон показателя цвета	Плоское распределение	Степенное распределение степени 2	Степенное распределение степени -2
0.13 - 0.33	66%	96%	64%
0.0 - 1.5	68%	95%	66%

Из таблицы 4 видно, что наше предположение о том, что вид распределения влияет на качество работы метода, подтвердилось: наш метод задетектировал около 95% двойных для модели со степенным распределением с показателем степени 2. Также видно, что метод не теряет качества на существенно большем интервале по показателю цвета, чем в методе координатных сеток.

Для всех моделей с разными распределениями мы определили значение параметра q , начиная с которого метод способен разделить население двойных от населения одиночных. Для этого мы построили сетку по q и последовательно для каждого q_i строили профили звезд $q_i < q < 1$. Выбрав наиболее близкий профиль, мы получили минимальное q . Усреднив результат по всем моделям, мы получили $q_{min} = 0.37 \pm 0.01$. Это значение выше минимального для метода координатных сеток.

Таким образом, в результате апробации метода профилей на модели скопления показано, что метод не чувствителен к ограничениям по показателю цвета и может быть применен на любом участке главной последовательности. Также мы получили значение граничного значения $q = 0.37$, ниже которого звезды будем считать одиночными.

7 Апробация методов

7.1 NGC2516

Для метода координатных сеток отбор по показателю цвета сильно обрезал данные: осталось всего 25 звезд. Это закономерный результат, так как на данном участке находятся массивные звезды, которых всегда меньше. В результате получилось, что двойными являются 96% (с $q > 0.3$). Возможно, на данном участке теоретическая изохона неидеально описывает главную последовательность и она смещена сильно вниз (рисунок 16). Этот факт очень сильно будет влиять на этот метод, так как подбор изохроны и параметров поглощения — задача, которую сложно свести к полностью автоматической процедуре.

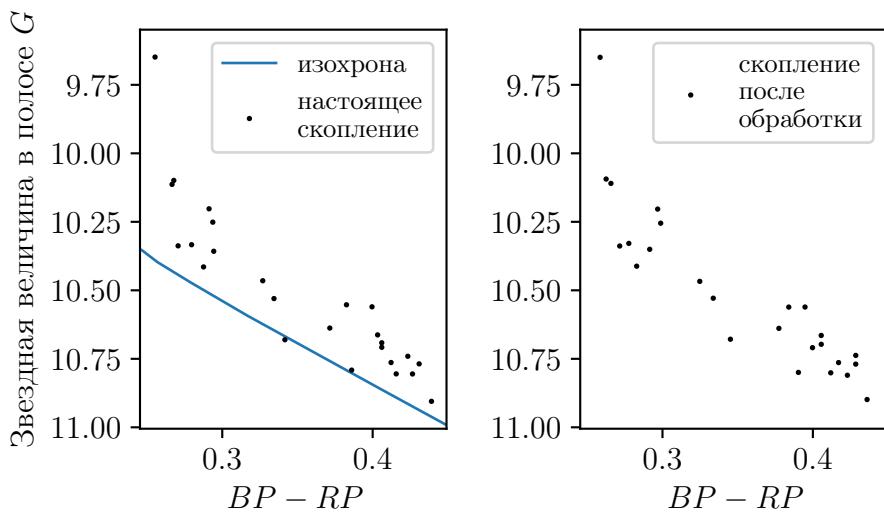


Рисунок 16 – Диаграмма абсолютная звездная величина - показатель цвета для скопления NGC 2516 и построенная диаграмма звездная величина - показатель цвета после переходов в другую СК

Во время анализа данных на модели скопления данный эффект обнаружить было невозможно, так как мы строили модель по теоретической изохоне, которую и использовали далее.

При этом легко заметить, что метод восстанавливает скопление до почти исходного состояния, что говорит о точности самого метода. Отсюда следует, что источником ошибки доли двойных, служат, как говорилось ранее, ошибки фотометрии, ошибка определения изохроны, а также ошибки самой изохроны. Так как последнюю ошибку почти невозможно выразить численно, то мы не можем привести размер доверительного интервала к определенному нами значению доли двойных. В данной работе не рассмотрены также и варианты учета этих ошибок.

Также мы применили к данным скопления NGC2516 метод профилей. Из-за того, что звезд мало, на участке показателя цвета от 0.7 до 1 изохона строится явно выше, чем нужно, что приводит к занижению результатов.

По данному участку доля двойных составила 16%.

Чтобы сравнить результаты двух методов, их нужно применить к одинаковым промежуткам по показателю цвета, так как доля двойных зависит от массы главного компонента. На промежутке по абсолютному показателю цвета от 0.13 до 0.33 доля двойных равна 4%. Этот результат объясняется тем, что метод профилей чувствителен к величине выборки, так как эмпирическая изохона пытается найти максимум плотности звезд вдоль ГП. На левой части рисунка 16 даже на глаз сложно выделить эту линию.

Таким образом, два метода показали различный результат: доля двойных на одном и том же участке ГП составила 96% и 4%. Но, как мы обсудили выше, метод координатных сеток

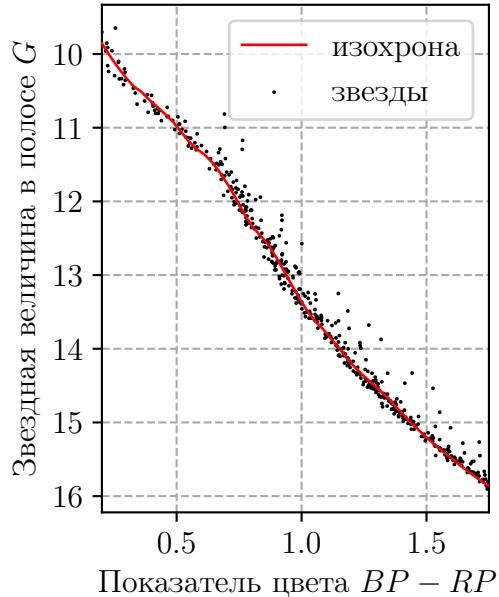


Рисунок 17 – Диаграмма абсолютная звездная величина - показатель цвета для скопления NGC 2516 с эмпирической изохроной

не может являться достоверным в случае смещения теоретической изохроны от истинной, а метод профилей не справляется с участками ГП, на которых попадает мало звезд. При этом на большом диапазоне по показателю цвета метод профилей позволил определить долю двойных, равную 15%.

7.2 NGC2447

Скопление NGC2447 является более населенным, чем NGC2516, поэтому для данного скопления в интервале от 0.13 до 0.33 лежит примерно в два раза больше звезд – 53 штуки. В результате после перехода к новой системе координат двойными оказались 92% звезд (звезды с $q > 0.3$). На рис. 18 видно, что на изохроне и под ней находится как раз 8% звезд. То есть любая звезда выше линии изохроны стала считаться двойной. Это происходит из-за того, что при $q < 0.3$ звезда сдвигается от ГП одиночных на тысячные доли звездной величины.

Также на рисунке 18 видно, что самая удаленная от изохроны звезда сильно изменила свое положение после обработки нашим методом. Это может быть следствием двух фактов: первый говорит о том, что звезда находится выше последовательности двойных звезд с равными компонентами. Такое возможно, если звезда является системой кратности, большей чем два. Во-вторых, это может быть свидетельством того, что теоретическая изохрона располагается ниже, чем истинная, а данная звезда – двойная с q , близким к 1.

Данное скопление более населенное, чем NGC2516, и можно различать высокую концентрацию звезд у ГП одиночных звезд, поэтому мы можем построить изохрону, которая лучше ложится на данные (рис. 19). С другой стороны, нам пришлось сдвинуть интервал по показателю цвета в большую сторону, так как РЗС NGC2447 более старое и точка поворота находится правее.

В результате работы метода профилей для NGC2447 доля двойных составила 21%.

На промежутке по абсолютному показателю цвета от 0.13 до 0.33 доля двойных равна 17%.

Таким образом, для данного скопления так же результаты двух методов сильно разошлись: 92% и 17%. На всем участке ГП доля двойных составила 21%. На данный момент мы не можем предложить метода проверки наличия смещения теоретической изохроны от истинной, а также его размер. По этой причине мы не можем сделать вывод о том, какой метод лучше и точнее описывает данные.

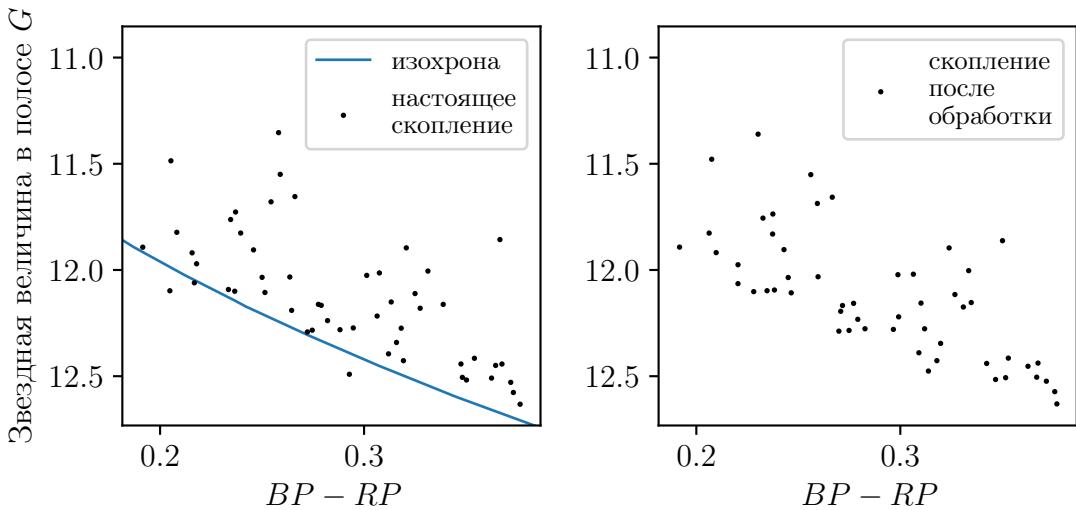


Рисунок 18 – Диаграмма абсолютная звездная величина - показатель цвета для скопления NGC 2447 и построенная диаграмма звездная величина - показатель цвета после переходов в другую СК

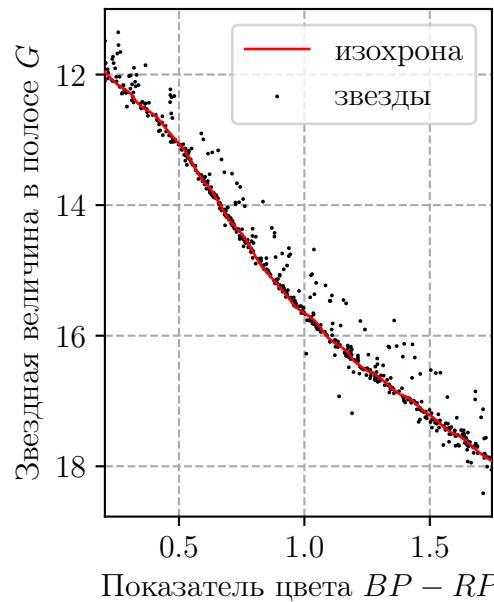


Рисунок 19 – Диаграмма абсолютная звездная величина - показатель цвета для скопления NGC 2447 с эмпирической изохроной

Подытожим результаты применения методов выделения популяции неразрешенных двойных к двум реальным скоплениям. Мы увидели, что значительная ошибка вносится при неполном согласии теоретической изохроны с наблюдательными данными.

Успешное применение метода координатных сеток требует согласия изохроны с наблюдательными данными в исследуемом интервале цветов на уровне характерной разницы между $G(q = 0.3)$ и $G(q = 0)$, то есть порядка 0.01 звездной величины. При этом мы не можем использовать напрямую эмпирическую изохрону как основу вместо теоретической, так как для перехода к координатам q и M нам нужны значения масс, которые соответствуют разным абсолютным величинам. Такой информации при построении эмпирической изохроны у нас нет.

8 Заключение

В ходе данной работы мы достигли поставленных целей:

1. Разработали методы подсчета доли двойных в РЗС;
2. Создали модели скоплений, показали, что для РЗС в диапазоне расстояний до 1000 пк основной источник неразрешенных двойных — физические двойные РЗС;
3. Апробировали работу методик на моделях скоплений и выявили их ограничения;
4. Нашли долю двойных для двух скоплений разными методами.

Исходя из работы двух методов на модельных и реальных данных, можно сделать следующие выводы:

1. Метод координатных сеток можно применять в узком диапазоне абсолютного показателя цвета — от 0.13 до 0.33;
2. Метод координатных сеток верно детектирует двойные с $q > 0.3$ при совпадении теоретической и истинной изохрон;
3. Метод профилей не имеет ограничений по показателю цвета кроме положения точки поворота изохроны;
4. Метод профилей верно детектирует двойные с $q > 0.37$;
5. Теоретически оба метода одинаково работают в пределах своих ограничений и потенциально являются взаимодополняющими, но на практике методы дают различный результат при применении на одинаковых участках ГП. У метода координатных сеток возникает проблема с неточностью положения теоретической изохроны, из-за чего он может работать некорректно, а метод профилей неверно находит эмпирическую изохрону на малонаселенных участках ГП.

В будущем нам предстоит большая работа, которая будет включать в себя следующие этапы:

1. Создать методику, при помощи которых оценивается близость теоретической изохроны и истинной, для того, чтобы оценить ошибку определения доли двойных методом координатных сеток;
2. Исследовать зависимость области применимости разработанных методов на моделях скоплений в зависимости от возраста и расстояния до скопления;
3. Опробовать работу данных методов с необходимой поправкой за согласие теоретической изохроны с наблюдательными данными к представительной выборке РЗС;
4. Определить долю двойных звезд и распределение $f(q)$ для представительной выборки РЗС;
5. Применить наши методы к близким скоплениям, чтобы сравнить результаты с наблюдательными данными;
6. Выявить зависимости в доле двойных от возраста, местоположения в Галактике или других факторов;
7. В III квартале 2020 г. ожидается публикация третьего раннего релиза данных Gaia, который будет содержать улучшенные фотометрические и астрометрические данные. После этого можно ожидать, что станут доступны теоретические изохроны в фотометрической калибровке Gaia DR3, которые, возможно, будут лучше согласоваться с наблюдательными данными для скоплений.

9 Список литературы

- [1] P. Bianchini, M. A. Norris, G. van de Ven, E. Schinnerer, A. Bellini, R. P. van der Marel, L. L. Watkins, and J. Anderson. The Effect of Unresolved Binaries on Globular Cluster Proper-motion Dispersion Profiles. *ApJL*, 820:L22, March 2016.
- [2] A. Bonifazi, F. Fusi-Peccia, G. Romeo, and M. Tosi. CCD photometry of Galactic open clusters. II - NGC 2243. *MNRAS*, 245:15–29, July 1990.
- [3] O. I. Borodina, A. F. Seleznev, G. Carraro, and V. M. Danilov. An Influence of Unresolved Binaries on the Open Cluster Mass Estimate. *ApJ*, 2019.
- [4] Jason A. Cardelli, Geoffrey C. Clayton, and John S. Mathis. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *ApJ*, 345:245, October 1989.
- [5] Bradley W. Carroll and Dale A. Ostlie. *An introduction to modern astrophysics*. Pearson Addison-Wesley, 2nd ed edition, 2007.
- [6] J. Dorval, C. M. Boily, E. Moraux, and O. Roos. Wide- and contact-binary formation in substructured young stellar clusters. *MNRAS*, 465:2198–2211, February 2017.
- [7] Gaspard Duchêne and Adam Kraus. Stellar Multiplicity. *Annu. Rev. A&A*, 51(1):269–310, August 2013.
- [8] A. Duquennoy and M. Mayor. Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II - Distribution of the orbital elements in an unbiased sample. *A&A*, 248:485–524, August 1991.
- [9] J. Fisher, K.-P. Schröder, and R. C. Smith. What a local sample of spectroscopic binaries can tell us about the field binary population. *MNRAS*, 361:495–503, August 2005.
- [10] Gaia Collaboration, A. G. A. Brown, and Vallenari et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. *A&A*, 616:A1, August 2018.
- [11] A. M. Geller, J. R. Hurley, and R. D. Mathieu. Direct N-body Modeling of the Old Open Cluster NGC 188: A Detailed Comparison of Theoretical and Observed Binary Star and Blue Straggler Populations. *AJ*, 145:8, January 2013.
- [12] H. Haffner and O. Heckmann. *VeGoe*. 1937.
- [13] J. Hurley and C. A. Tout. The binary second sequence in cluster colour-magnitude diagrams. *MNRAS*, 300:977–980, November 1998.
- [14] T. Kaczmarek, C. Olczak, and S. Pfalzner. Evolution of the binary population in young dense star clusters. *A&A*, 528:A144, April 2011.
- [15] P. Khalaj and H. Baumgardt. Vizier online data catalog: Praesepe members masses (khalaj+, 2013). *MNRAS*, 743, September 2014.
- [16] N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, E. Schilbach, S. Röser, and R. D. Scholz. Global survey of star clusters in the Milky Way. I. The pipeline and fundamental parameters in the second quadrant. *A & A*, 543:A156, July 2012.
- [17] Ivan King. The structure of star clusters. I. an empirical density law. *AJ*, 67:471, October 1962.
- [18] M.B.N. Kouwenhoven, A.G.A. Brown, S.P. Goodwin, S.F. Portegies Zwart, and L. Kaper. Exploring the consequences of pairing algorithms for binary stars. *A&A*, 493, January 2009.
- [19] P. Kroupa. The Birth, Evolution and Death of Star Clusters.

- [20] P. Kroupa. The universality hypothesis: binary and stellar populations in star clusters and galaxies. In J. Alves, B. G. Elmegreen, J. M. Girart, and V. Trimble, editors, *Computational Star Formation*, volume 270 of *IAU Symposium*, pages 141–149, April 2011.
- [21] Pavel Kroupa. On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, 322(2):231–246, April 2001.
- [22] Z.-M. Li, C.-Y. Mao, Q.-P. Luo, Z. Fan, W.-C. Zhao, L. Chen, R.-X. Li, and J.-P. Guo. Powerful CMD: a tool for color-magnitude diagram studies. *RAA*, 17:071, July 2017.
- [23] A. Maeder. Stellar evolution near the main sequence: on some systematic differences between cluster sequences and model calculations. *A&A*, 32:177–190, May 1974.
- [24] P. Marigo, L. Girardi, A. Bressan, P. Rosenfield, B. Aringer, Y. Chen, M. Dussin, A. Nanni, G. Pastorelli, T. S. Rodrigues, M. Trabucchi, S. Bladh, J. Dalcanton, M. A. T. Groenewegen, J. Montalbán, and P. R. Wood. A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase.
- [25] P. F. L. Maxted, R. D. Jeffries, J. M. Oliveira, T. Naylor, and R. J. Jackson. A survey for low-mass spectroscopic binary stars in the young clusters around σ Orionis and λ Orionis. *MNRAS*, 385:2210–2224, April 2008.
- [26] A. P. Milone, G. Piotto, L. R. Bedin, A. Aparicio, J. Anderson, A. Sarajedini, A. F. Marino, A. Moretti, M. B. Davies, B. Chaboyer, A. Dotter, M. Hempel, A. Marín-Franch, S. Majewski, N. E. Q. Paust, I. N. Reid, A. Rosenberg, and M. Siegel. The ACS survey of Galactic globular clusters. XII. Photometric binaries along the main sequence. *A&A*, 540:A16, April 2012.
- [27] Maxwell Moe and Rosanne Di Stefano. Mind Your Ps and Qs: The Interrelation between Period (P) and Mass-ratio (Q) Distributions of Binary Stars. *ApJS*, 230(2):15, June 2017.
- [28] R. Mor, A. C. Robin, F. Figueras, and T. Antoja. BGM FASt: Besançon Galaxy Model for big data. Simultaneous inference of the IMF, SFH, and density in the solar neighbourhood. *A&A*, 620:A79, December 2018.
- [29] James E. O'Donnell. R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction. *ApJ*, 422:158, February 1994.
- [30] R. J. Parker and M. M. Reggiani. The binary companion mass ratio distribution: an imprint of the star formation process? *MNRAS*, 432:2378–2384, July 2013.
- [31] J. Patience, A. M. Ghez, I. N. Reid, and K. Matthews. A High Angular Resolution Multiplicity Survey of the Open Clusters α Persei and Praesepe. *ApJ*, 123(3):1570–1602, March 2002.
- [32] A. E. Piskunov, A. Just, N. V. Kharchenko, P. Berczik, R. D. Scholz, S. Reffert, and S. X. Yen. Global survey of star clusters in the Milky Way. VI. Age distribution and cluster formation history. *A&A*, 614:A22, June 2018.
- [33] Deepak Raghavan, Harold A. McAlister, Todd J. Henry, David W. Latham, Geoffrey W. Marcy, Brian D. Mason, Douglas R. Gies, Russel J. White, and Theo A. ten Brummelaar. A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars. *ApJS*, 190(1):1–42, September 2010.
- [34] M. Reggiani and M. R. Meyer. Universality of the companion mass-ratio distribution. *A&A*, 553:A124, May 2013.
- [35] L. M. Sarro, H. Bouy, A. Berihuete, E. Bertin, E. Moraux, J. Bouvier, J.-C. Cuillandre, D. Barrado, and E. Solano. Cluster membership probabilities from proper motions and multi-wavelength photometric catalogues. i. method and application to the pleiades cluster. *A&A*, 563:A45, March 2014.

- [36] A. Savitzky and M. J. E. Golay. Smoothing and differentiation of data by simplified least squares procedures. *Analytical Chemistry*, 36:1627–1639, January 1964.
- [37] A. F. Seleznev, E. Avvakumova, M. Kulesh, Ju. Filina, P. Tsaregorodtseva, and A. Kvashnina. New atlas of open star clusters. *Open Astronomy*, 26(1):80–87, November 2017.
- [38] A. F. Seleznev, G. Carraro, R. Capuzzo-Dolcetta, L. Monaco, and G. Baume. On the mass of the Galactic star cluster NGC 4337. *MNRAS*, 467:2517–2528, June 2017.
- [39] N. Sheikhi, M. Hasheminia, P. Khalaj, H. Haghī, A. H. Zonoozi, and H. Baumgardt. The binary fraction and mass segregation in Alpha Persei open cluster. *MNRAS*, 457:1028–1036, March 2016.
- [40] M. B. Taylor. TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software. In P. Shopbell, M. Britton, and R. Ebert, editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, volume 347 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 29, December 2005.