

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПОГЛОЩЕНИЯ Q -МЕТОДОМ ДЛЯ JHK -ФОТОМЕТРИИ В ПОГРУЖЕННЫХ СКОПЛЕНИЯХ

© 2025 Т. А. Пермякова^{1*}

¹ Коуровская астрономическая обсерватория им. К. А. Бархатовой Уральского федерального университета им. первого Президента России Б. Н. Ельцина, Екатеринбург, 620000 Россия

Поступила в редакцию 16 апреля 2025 года; после доработки 10 июня 2025 года; принята к публикации 12 июня 2025 года

В работе изучаются особенности определения поглощения Q -методом для фотометрии 2MASS (полосы J , H и K_S). По звездам скоплений Плеяды и Ясли определяется последовательность непокрасневших звезд для разных значений отношений избытков цвета $E(J - H)/E(H - K_S)$. В работе рассматривается последовательность, состоящая из двух ветвей, что создает неопределенность при определении поглощения — одному значению параметра Q соответствуют два значения непокрасневшего показателя цвета. Предлагается способ выбора ветви последовательности непокрасневших звезд для звезд главной последовательности, принадлежащих скоплению. Способ опирается на различие положения звезд разных ветвей на функции блеска скопления. Для проверки предлагаемого метода проводится моделирование функций блеска скоплений с неравномерным распределением поглощения в области. При типичных значениях поглощения в погруженных скоплениях ошибочно определяется принадлежность около 10% звезд, но в некоторых случаях она может достигать до 20%. Таким образом, несмотря на то, что поглощение искажает распределение звезд разных ветвей на функции блеска скопления, предлагаемый метод позволяет разделить звезды с ошибкой не более 20%.

Ключевые слова: *методы: численные — ISM: пыль, поглощение — рассеянные скопления и ассоциации: общие сведения*

1. ВВЕДЕНИЕ

Существует проблема определения поглощения в областях с неравномерным распределением покраснения, в частности для погруженных скоплений. Способы, определяющие поглощение в области, например основанные на подсчетах звезд или на определении свойств газа и пыли, не отражают индивидуальное поглощение звезд, так как определяют полное поглощение на луче зрения в некоторой области. Реальное поглощение звезд может сильно отличаться от этих значений, даже если звезды проецируются на небесную сферу близко друг к другу. Это может происходить из-за разницы расстояний до них или из-за локальных неоднородностей распределения газа, вследствие чего на луче зрения будет разное количество поглощающего вещества. Другой способ — определение индивидуального покраснения на основе спектров — к сожалению, не носит массовый характер. Поэтому для изучения покраснения в погруженных скоплениях предпочтительнее использование метода определения поглощения, опирающегося на фотометрию звезд, такого как Q -метод. Он был впервые предложен в работе Johnson and

Morgan (1953) и с тех пор применяется не только к фильтрам UBV , но и к другим фотометрическим системам. Похожий подход — метод «цветовой разницы» — был предложен чуть ранее в работах Becker (1938; 1942). Отличие заключается в том, что Беккер выбрал эффективные длины волн так, чтобы отношение избытков цвета было равно единице.

Параметр Q широко применяется и как один из критериев определения спектральных классов (в основном O-, B- и A-звезд) (см., например, Straizys et al., 1998a; Comerón and Pasquali, 2005; Negueruela and Schurch, 2007; Garcia et al., 2010; Aidelman and Cidale, 2023). Это возможно потому, что существует связь между спектральными классами и величиной Q (Johnson, 1958; Straizys et al., 1998b; Hovhannessian, 2004). Впервые такая связь показана в работе Johnson and Morgan (1953) для UBV -фотометрии для звезд спектральных типов O5–A0. Для других спектральных типов или фотометрических систем одно значение Q может соответствовать нескольким спектральным классам звезд, поэтому классификация становится затруднительной (см., например, положение разных спектральных классов звезд на диаграмм-

*E-mail: t.a.permyakova@urfu.ru

мах «показатель цвета — параметр Q » в работах Straižys (1992) и Aidelman and Cidale (2023)).

Суть метода определения поглощения при помощи параметра Q заключается в сравнении положения звезды и последовательности непокрасневших звезд на диаграмме « Q — показатель цвета». Сам параметр считается не зависящим от расстояния и покраснения объекта. В общем виде он определяется по формуле:

$$Q = (m_1 - m_2) - \frac{E(m_1 - m_2)}{E(m_3 - m_4)}(m_3 - m_4), \quad (1)$$

где m_i — звездная величина в выбранной фотометрической системе, $(m_i - m_j)$ — наблюдаемые показатели цвета звезды, $E(m_1 - m_2)/E(m_3 - m_4)$ — отношение избытков цвета, определяемое из выбранного закона поглощения. Так как параметр Q свободен от влияния поглощения, зная величину Q у звезды, можно определить ее избыток цвета как разницу между наблюдаемым показателем цвета и теоретическим, вычисленным для этого же значения Q из последовательности непокрасневших звезд. Сама последовательность определяется для выбранных показателя цвета и параметра Q путем аппроксимации непокрасневших звезд или из изохрон в виде $(m_i - m_j)_0 = f(Q)$ (индекс 0 указывает на непокрасневший показатель цвета).

При вычислении параметра Q нужно учитывать, что закон поглощения может отклоняться от нормального, выражаемого параметром $R_V = A_V/E(B - V) \approx 3.1$. Он меняется как на малых, так и на больших масштабах (Johnson and Morgan, 1955; Hiltner and Johnson, 1956; Straižys, 1992; Gordon et al., 2003; Larson and Whittet, 2005 и др.), что влияет на значение отношения избытков цвета и, как следствие, на параметр Q . Считается, что в инфракрасном (ИК) диапазоне закон поглощения меняется меньше, чем в оптическом и ультрафиолетовом, но также не является постоянным (Draine, 2003; Nishiyama et al., 2006; Froebrich et al., 2007; Gosling et al., 2009; Fitzpatrick and Massa, 2009).

Примеры применения Q -метода для оценки поглощения можно найти, например, в работах Johnson and Morgan (1953), Wolff et al. (2011), Carraro et al. (2017), Permyakova et al. (2025) для звезд Млечного Пути и в Kim et al. (2012), Blair et al. (2015), Kahre et al. (2018) для звезд в ближайших галактиках. Более подробно Q -метод описан в работах Johnson and Morgan (1953), Straižys (1992).

В данной работе рассматривается проблема применения Q -метода определения поглощения, связанная с неопределенностью выбора ветви последовательности непокрасневших звезд без знания спектрального класса звезды. Предлагается

способ выбора ветви последовательности непокрасневших звезд для звезд главной последовательности (ГП), принадлежащих скоплению, с использованием ИК-фотометрии (полосы J , H и K_S обзора 2MASS).

Статья содержит следующие разделы. В разделе 1 приводятся общие данные о Q -методе. Раздел 2 содержит описание используемых выборок звезд скоплений и каталогов. В разделе 3 определяется последовательность непокрасневших звезд для фотометрии 2MASS с использованием звезд скоплений Плеяды и Ясли. В разделе 4 описывается метод выбора ветви последовательности непокрасневших звезд для звезд скопления и проводится его проверка на модельных скоплениях с неравномерным распределением поглощения. Выводы приведены в разделе 5.

2. КАТАЛОГИ И ВЫБОРКИ ЗВЕЗД СКОПЛЕНИЙ

Для построения последовательности непокрасневших звезд в работе используются данные каталога 2MASS (Skrutskie et al., 2006). Это обзор всего неба в ближнем ИК-диапазоне на длинах волн около 2 мкм. Наблюдения неба проводились с помощью двух специализированных телескопов диаметром 1.3 м, расположенных на горе Хопкинс в Аризоне и на горе Серро Тололо в Чили. Каталог 2MASS считается полным до звездных величин $J \approx 15^m8$, $H \approx 15^m1$, и $K_S \approx 14^m3$ (Skrutskie et al., 2006). Для ярких источников фотометрическая погрешность 1σ составляет менее 0^m03 , а астрометрическая точность — порядка 100 миллисекунд дуги (mas). Данный каталог широко используется для исследования погруженных скоплений.

Для определения расстояний до отдельных звезд скопления Плеяды при построении модельных скоплений и удаления слабых источников из выборок звезд Плеяд и Яслей используются данные параллаксов и фотометрия в полосе G каталога Gaia DR3 (Prusti et al., 2016; Vallenari et al., 2023).

Для построения последовательностей непокрасневших звезд (см. раздел 3) используются звезды скоплений Плеяды и Ясли. Эти скопления были выбраны из-за близкого расположения к Солнцу (135 и 187 пк соответственно, Lodieu et al., 2019) и малого поглощения в ИК-диапазоне. Выборки членов скоплений были взяты из работы Lodieu et al. (2019). Предварительно из этих выборок были удалены звезды со звездной величиной в полосе G (фотометрическая система Gaia) больше 18^m и звезды, не имеющие данных о фотометрии или ошибок хотя бы в одной из полос — J , H и K_S — каталога 2MASS. Слабые

звезды были удалены, так как из-за малой точности их фотометрии последовательности скоплений на Q -диаграммах значительно загрязняются. Загрязнение проявляется в «вытягивании» последовательности в области больших и малых значений параметра Q и уширении ее правой ветви.

3. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ НЕПОКРАСНЕВШИХ ЗВЕЗД

Фотометрия 2MASS позволяет получить два независимых параметра Q . Например, с использованием отношений избытков цвета $E(J - H)/E(H - K_S)$ и $E(J - H)/E(J - K_S)$:

$$Q_1 = (J - H) - \frac{E(J - H)}{E(H - K_S)}(H - K_S), \quad (2)$$

$$Q_2 = (J - H) - \frac{E(J - H)}{E(J - K_S)}(J - K_S), \quad (3)$$

где J , H и K_S — звездные величины фотометрической системы 2MASS, $(J - H)$, $(H - K_S)$ и $(J - K_S)$ — показатели цвета, $E(J - H)/E(H - K_S)$, $E(J - H)/E(J - K_S)$ — отношения избытков цвета. Параметр Q_3 , вычисляемый с использованием оставшегося отношения избытков цвета $E(H - K_S)/E(J - K_S)$, может быть выражен через Q_1 и Q_2 , поэтому при исследованиях используются только два параметра. В работе рассматривается только параметр Q_1 , задаваемый уравнением (2), так как он более удобен при определении поглощения. Далее под Q будет подразумеваться параметр, вычисляемый по формуле (2), а под коэффициентом k_R — отношение избытков цвета $E(J - H)/E(H - K_S)$, если не указано иное.

Для вычисления параметра Q необходимо знание отношения избытков цвета. В литературе можно найти разные значения, определенные разными методами для разных регионов неба (например, Naoi et al., 2006, Straižys and Laugaly, 2008, Wang and Jiang, 2014, Wang and Chen, 2019, Li et al., 2023 и ссылки в них). Для коэффициента $k_R = E(J - H)/E(H - K_S)$ значения в основном находятся в диапазоне от 1.62 до 2.15, но могут наблюдаться и большие величины. Для других отношений избытков цвета разброс значений меньше. Выбор закона поглощения влияет на наклон вектора покраснения (то есть на наклон линий постоянного Q), что может вызвать изменения в вычисленном поглощении. По этой причине последовательности непокрасневших звезд, определенные для разных значений коэффициента k_R , будут отличаться. В работе для вычисления параметра Q используется сетка значений отношения избытков

цвета $E(J - H)/E(H - K_S)$ от 1.55 до 2.10 с шагом 0.05.

Для определения последовательности непокрасневших звезд были выбраны скопления Плеяды и Ясли. Диаграммы «параметр Q — показатель цвета», построенные для звезд этих скоплений и для разных значений коэффициента k_R , приведены на рис. 1. Выборки звезд скоплений при построении диаграмм были объединены для увеличения количества звезд, по которым проводится аппроксимация ветви последовательности непокрасневших звезд с показателями цвета $(H - K_S) \leq 0.145$ (см. далее). Это объединение возможно по двум причинам. Во-первых, параметр Q не зависит от расстояния до объекта и его покраснения. Это значит, что у звезд, принадлежащих разным скоплениям, но имеющих один спектральный класс и класс светимости, будут одинаковые значения параметра Q . Таким образом, последовательности разных скоплений не смещены относительно друг друга вдоль оси параметра Q . Во-вторых, сдвиг звезд вдоль оси показателей цвета на Q -диаграммах обусловлен только наличием покраснения. Рассматриваемые скопления имеют очень малое поглощение в ИК-диапазоне, поэтому последовательности звезд этих скоплений также не будут смещены друг относительно друга вдоль оси показателей цвета.

На рис. 1 видно, что последовательность непокрасневших звезд состоит из двух ветвей. Далее они обозначаются как левая (включает звезды с меньшими показателями цвета: $(H - K_S) \leq 0.145$) и правая (соответственно с большими). Стоит отметить, что последовательность непокрасневших звезд должна включать еще одну ветвь с показателями цвета $(H - K_S) \leq 0$. На нее должны попадать звезды спектральных типов О и В, как, например, показано на правой нижней панели рис. 5 работы Aidelman and Cidale (2023). В Плеядах звезд таких спектральных классов довольно мало (самые яркие звезды принадлежат к типам В6–В9), а в Яслях они отсутствуют (самые яркие звезды относятся к спектральному классу А), поэтому в дальнейшей работе эта ветвь не рассматривается. Также не учитываются звезды спектрального класса, близкого к М9. Они довольно тусклые, поэтому точность их фотометрии недостаточна для определения последовательности непокрасневших звезд. Добавление их на Q -диаграмму приводит к «растягиванию» правой ветви в области больших и малых значений параметра Q . Кроме того, в скоплениях на расстояниях больших, чем Плеяды и Ясли, они, скорее всего, будут не видны.

На рис. 1 видно, что в зависимости от показателя цвета, выбранного для оси абсцисс, различается относительная ширина левой и правой ветвей. Более узкие левые ветви наблюдаются при показателе

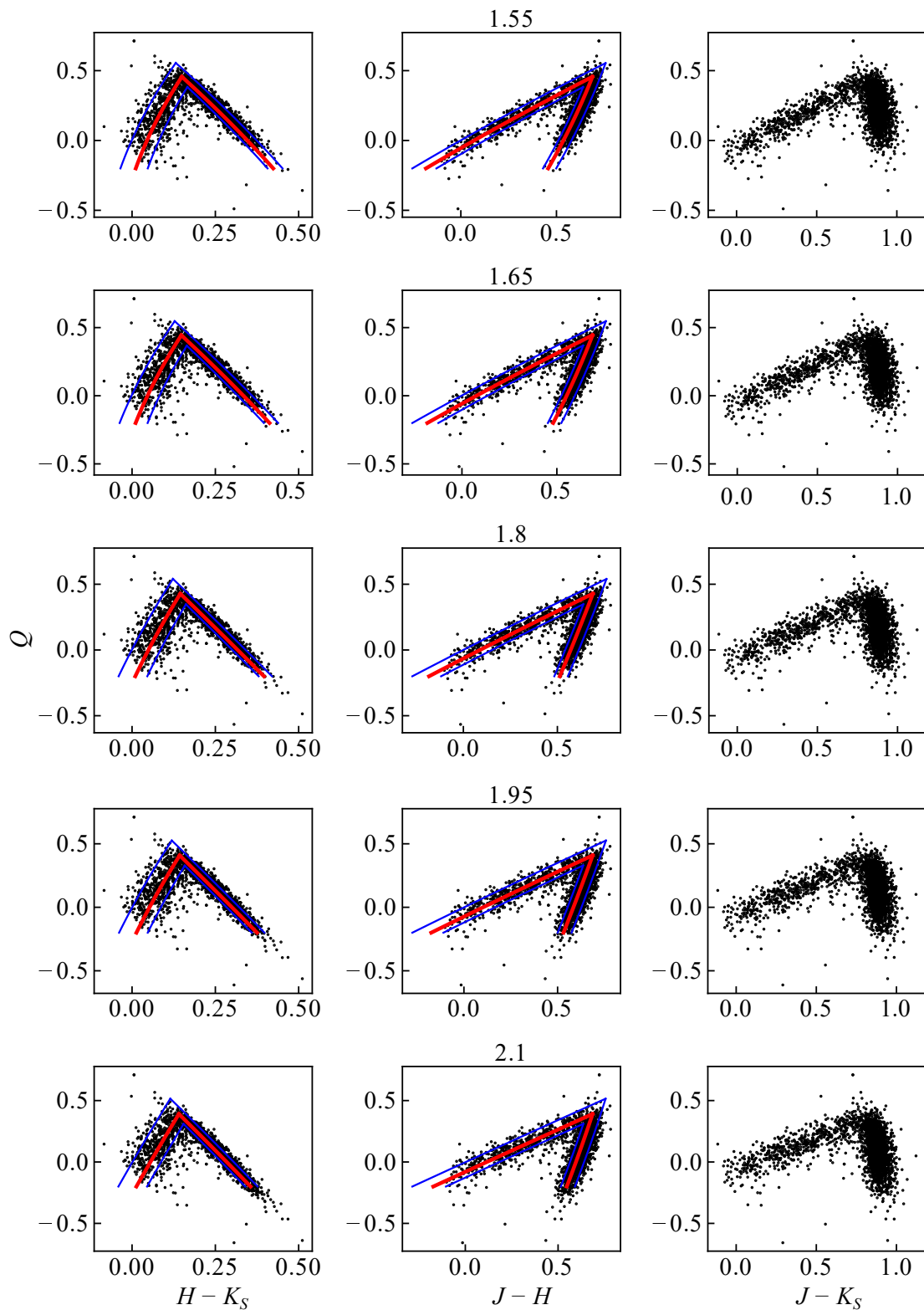


Рис. 1. Примеры диаграмм «показатель цвета — параметр Q ». Q вычисляется по формуле (2) для разных значений отношений избытков цвета $E(J-H)/E(H-K_S)$ (указаны над графиком). Черным показаны звезды Плеяд и Яслей, красными линиями — определенные последовательности непокрасневших звезд, синими — границы этих последовательностей. Для диаграмм, построенных в осях $(J-K_S, Q)$ (правая колонка), аппроксимация последовательности непокрасневших звезд не проводилась, так как в этом случае наблюдаются более широкие ветви, чем для остальных показателей цвета.

цвета ($J - H$), более широкие — при ($H - K_S$), более узкие правые — при ($H - K_S$), более широкие — при ($J - K_S$). Аналогичное соотношение ширины ветвей можно увидеть при использовании параметра Q , задаваемого формулой (3). Также на рис. 1 можно заметить, что диапазон параметров Q , длины и отчасти наклоны ветвей меняются в зависимости от величины коэффициента k_R .

Аппроксимация последовательности непокрасневших звезд скоплений проводилась в осях ($J - H, Q$) и ($H - K_S, Q$) и для всех значений коэффициента k_R (в диапазоне от 1.55 до 2.10 с шагом 0.05). Эти показатели цвета были выбраны потому, что для них наблюдаются более узкие ветви. Объединенные наборы данных двух скоплений были аппроксимированы при помощи функции `curve_fit` пакета `scipy.optimize` языка Python. Для аппроксимации ветвей использовались две параболы вида $y = ax^2 + bx + c$, где a, b, c — определяемые программой параметры, y — показатель цвета ($J - H$) или ($H - K_S$), x — параметр Q . Ошибки коэффициентов параболы определяются из матрицы ковариаций, вычисляемой функцией `curve_fit`. Точность коэффициентов a и b составляет два знака после запятой, коэффициента c — три знака после запятой.

Перед аппроксимацией выборка звезд была разделена на две части. Левая ветвь определялась по звездам с показателем цвета ($H - K_S$) < 1.6, правая — ($H - K_S$) > 1.4. Условие разделения ветвей по значению показателя цвета ($H - K_S$) было выбрано по двум причинам. Во-первых, на Q -диаграмме, построенной в осях ($H - K_S, Q$), звезды левой и правой ветвей пересекаются в меньшем диапазоне показателей цвета, чем в других случаях. Во-вторых, одному значению показателя цвета соответствует только одно значение параметра Q . То есть для разделения достаточно использовать только один параметр звезды: показатель цвета ($H - K_S$). В противоположность этому, одному значению показателя цвета ($J - H$) вблизи пересечения ветвей могут соответствовать два значения параметра Q . Это усложняет разделение, так как вместо одного параметра (показатель цвета), необходимо использовать два (показатель цвета и Q). Последовательности непокрасневших звезд были определены в диапазоне значений параметра Q от -0.2 до $Q_{\max}$, где $Q_{\max}$ — ордината точки пересечения парабол, разная для разных значений отношения избытков цвета (см. колонку $Q_{\max}$ в таблице 1). Здесь стоит заметить, что при использовании отношений избытков цвета, построенных для других комбинаций показателей цвета (например, $E(H - K_S)/E(J - K_S)$), точке пересечения ветвей может соответствовать не максимальное, а минимальное значение параметра Q .

Коэффициенты парабол (a, b, c), аппроксимирующих последовательности непокрасневших звезд в осях ($H - K_S, Q$) и ($J - H, Q$), и координаты точек пересечения левой и правой ветвей приведены в таблице 1.

В реальных скоплениях звезды не лежат строго на последовательности непокрасневших звезд, поэтому ее полуширина должна учитываться при оценке ошибок избытков цвета наряду с ошибками измерения звездных величин. В работе ширина ветви последовательности определяется путем смещения соответствующей ветви влево и вправо вдоль оси показателей цвета. Сдвиг производился до тех пор, пока, соответственно, слева или справа от последовательности не остается 10% звезд Плеяд и Яслей, принадлежащих ветви. Таким образом, между границами одной ветви находится 80% звезд, принадлежащих этой ветви. На рис. 1 найденные границы ветвей обозначены синим цветом. Расстояние между смещенными последовательностями по оси показателя цвета принимается за ширину ветви. Замечено, что с увеличением используемого коэффициента k_R увеличивается ширина левой ветви последовательности непокрасневших звезд, построенной в координатах ($J - H$)– Q . В этом же случае ширина ветви более чем в три раза превышает типичные ошибки показателей цвета звезд. В других случаях ширина ветвей с увеличением коэффициента k_R меняется мало и либо сопоставима (показатель цвета ($H - K_S$), правая ветвь), либо в 1.5–2 раза превышает ошибки показателей цвета (показатель цвета ($H - K_S$), левая ветвь, и показатель цвета ($J - H$), правая ветвь). Полученные значения ширины ветвей приведены в таблице 1.

4. ВЫБОР ВЕТВИ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ НЕПОКРАСНЕВШИХ ЗВЕЗД

Как было сказано ранее, определить, к какой ветви принадлежит звезда, без знания ее спектрального класса довольно сложно. В данном разделе описывается способ, с помощью которого можно произвести частичное разделение по ветвям звезд, принадлежащих скоплению. Впервые способ был предложен и кратко описан в статье Permyakova et al. (2025). Он опирается на различие в блеске звезд, лежащих на разных ветвях. Разные участки последовательности непокрасневших звезд соответствуют звездам разных спектральных классов. Более тусклые звезды спектрального класса M и, частично, K лежат на правой ветви последовательности непокрасневших звезд, более яркие звезды спектральных классов F , G , K и A — на левой. Если рассматриваемые звезды принадлежат ГП и лежат на одном расстоянии

Таблица 1. Характеристики последовательностей непокрасневших звезд. В столбцах приведены значения коэффициентов, описывающие последовательности непокрасневших звезд (в виде $H - K_S = aQ^2 + bQ + c$ или $J - H = aQ^2 + bQ + c$, параметр Q задается формулой (2)), ширины ветвей и координаты точки их пересечения. Число значащих цифр в представлении величины соответствует порядку ошибки

В осях $(H - K_S), Q$										
$\frac{E(J - H)}{E(H - K_S)}$	Левая				Правая				Пересечение	
	a	b	c	ширина	a	b	c	ширина	$Q_{\max}$	$(H - K_S)$
1.55	0.09	0.19	0.045	0.082	-0.07	-0.40	0.346	0.045	0.46	0.15
1.60	0.10	0.19	0.046	0.083	-0.05	-0.40	0.340	0.044	0.45	0.15
1.65	0.08	0.19	0.046	0.084	-0.05	-0.40	0.334	0.043	0.44	0.15
1.70	0.06	0.20	0.047	0.085	-0.05	-0.39	0.328	0.043	0.44	0.15
1.75	0.04	0.21	0.048	0.085	-0.02	40.40	0.323	0.042	0.43	0.15
1.80	0.04	0.21	0.049	0.086	-0.01	-0.40	0.317	0.040	0.43	0.15
1.85	0.05	0.20	0.050	0.085	-0.02	-0.39	0.311	0.039	0.42	0.14
1.90	0.04	0.20	0.051	0.086	-0.01	-0.39	0.305	0.039	0.41	0.14
1.95	0.04	0.21	0.053	0.086	-0.01	-0.38	0.300	0.038	0.41	0.14
2.00	0.04	0.20	0.054	0.085	-0.01	-0.37	0.294	0.038	0.40	0.14
2.05	0.05	0.20	0.055	0.085	-0.02	-0.37	0.289	0.038	0.40	0.14
2.10	0.01	0.21	0.055	0.086	-0.01	-0.36	0.284	0.037	0.39	0.14

В осях $(J - H), Q$										
$\frac{E(J - H)}{E(H - K_S)}$	Левая				Правая				Пересечение	
	a	b	c	ширина	a	b	c	ширина	$Q_{\max}$	$(J - H)$
1.55	0.14	1.29	0.070	0.126	-0.10	0.38	0.537	0.069	0.46	0.69
1.60	0.15	1.30	0.074	0.132	-0.08	0.36	0.545	0.071	0.45	0.69
1.65	0.13	1.32	0.077	0.137	-0.07	0.34	0.552	0.071	0.44	0.69
1.70	0.11	1.34	0.080	0.143	-0.08	0.33	0.557	0.071	0.44	0.69
1.75	0.07	1.36	0.084	0.147	-0.03	0.30	0.565	0.072	0.43	0.69
1.80	0.08	1.37	0.088	0.153	-0.02	0.29	0.571	0.072	0.43	0.69
1.85	0.08	1.38	0.093	0.158	-0.03	0.28	0.575	0.073	0.42	0.69
1.90	0.08	1.39	0.097	0.163	-0.02	0.27	0.580	0.074	0.41	0.69
1.95	0.08	1.40	0.102	0.166	-0.02	0.26	0.585	0.074	0.41	0.69
2.00	0.09	1.41	0.107	0.170	-0.03	0.25	0.589	0.075	0.40	0.69
2.05	0.09	1.41	0.113	0.175	-0.03	0.25	0.593	0.076	0.40	0.69
2.10	0.03	1.45	0.116	0.181	-0.03	0.24	0.596	0.076	0.39	0.69

от Солнца (например, находясь в скоплении), то разница в их видимой звездной величине будет обусловлена разницей спектральных классов (при отсутствии или одинаковом для всех звезд поглощении).

В основе предлагаемого способа выбора ветвей последовательности непокрасневших звезд лежит сравнение функций блеска исследуемого скопления и «эталонного». В качестве «эталонных» здесь рассматриваются функции светимости непокрас-

невших скоплений, построенные по абсолютным звездным величинам. На рис. 2 представлены такие функции светимости Плеяд и Яслей. На них видно, что звезды левой и правой ветвей занимают разные диапазоны звездных величин. Звезды левой ветви более яркие (2^m5-5^m5 в полосе K_S), правой — менее (4^m0-8^m5 в полосе K_S). Эти диапазоны пересекаются в малом промежутке значений звездных величин (4^m0-5^m5 в полосе K_S). Звезды, расположенные в этой области, лежат вблизи точки

пересечения ветвей. Для них различие в покраснении, определенном по правой и левой ветвям, в среднем ненамного превышает значение ошибки избытка цвета.

На рис. 2b можно также заметить некоторое количество тусклых звезд (абсолютные звездные величины в полосе K_S больше 7^m), относимых к левой ветви. Это звезды со значительными ошибками измерения звездных величин либо попавшие в выборку звезды фона. Они составляют «хвост», отходящий от ГП, на фотометрических диаграммах «показатель цвета—звездная величина» в области больших звездных величин. На Q -диаграмме такие объекты лежат вблизи точки пересечения ветвей либо находятся выше последовательности непокрасневших звезд. Также на рис. 2b видны две яркие звезды ($K_S < -1^m5$), определяемые как принадлежащие правой ветви. Это звезды, которые, скорее всего, сошли с ГП и лежат на ветви красных гигантов. Такие звезды хоть и лежат вблизи правой ветви, составляют отдельный сегмент последовательности непокрасневших звезд. Перечисленные выше объекты не рассматриваются далее, так как либо имеют большие ошибки фотометрии, либо не относятся к ГП, а значит, не встречаются в молодых погруженных скоплениях, для которых характерно наличие сильно меняющегося от звезды к звезде поглощения.

Если предположить, что подобное (рис. 2) разделение ветвей сохраняется (или нарушается незначительно) в погруженных скоплениях, то можно разделить звезды по ветвям. Алгоритм выбора ветви последовательности непокрасневших звезд следующий. Внутри области пересечения ветвей на функции блеска «эталонного» скопления выбирается некоторая граничная звездная величина. Далее функция блеска «эталонного» скопления сдвигается до совмещения ее левого края с левым краем функции блеска исследуемого скопления. Граничная величина такой смещенной «эталонной» функции блеска принимается в качестве граничной величины исследуемого скопления. Для звезд исследуемого скопления со звездными величинами меньше граничной поглощение определяется по левой ветви, для всех остальных — по правой.

При выборе «эталонного» скопления нужно ориентироваться на возраст исследуемого. У старых скоплений яркие звезды постепенно сходят с ГП, поэтому диапазон значений звездных величин, в которых расположены звезды ГП, принадлежащие левой ветви, уменьшается. Соответственно, расстояние между левым концом функции блеска (при учете только звезд ГП) и граничной звездной величиной также уменьшается. Если для сравнения использовать скопление с сильно отличающимся возрастом, это приведет к неправильному

определению граничной звездной величины исследуемого скопления. В случае, когда «эталонное» скопление сильно моложе исследуемого, определяемая с помощью предлагаемого способа граничная звездная величина окажется правее реальной. В случае, когда «эталонное» скопление сильно старше исследуемого, граничная величина, наоборот, будет расположена левее реальной.

В данной работе в качестве граничной предлагается использовать звездную величину, при которой количество звезд левой ветви еще больше количества звезд правой. Подобный критерий разделения был выбран в связи с тем, что использование в качестве граничного значения минимальной звездной величины функции блеска правой ветви или максимальной звездной величины левой ветви приведет к искажению оценки поглощения большего числа звезд. Примеры расположения такой граничной величины приведены на рис. 2 (красная вертикальная линия). На этих функциях светимости видно, что слева от граничной звездной величины число звезд левой ветви (обозначена оранжевым цветом) больше числа правой (обозначена синим), а справа от граничной звездной величины — наоборот. На рис. 2 также видно, что положение граничной звездной величины немного отличается в разных скоплениях. Это связано с индивидуальными особенностями распределения звезд в них. Здесь на значение граничной звездной величины влияет выбор шага разбиения функции блеска. При выборе меньшего значения (например, 0^m2) положения граничных звездных величин на функциях светимости Плеяд и Яслей совпадают.

Чтобы изучить, как может меняться распределение звезд правой и левой ветви на функции блеска при наличии покраснения, были построены модельные скопления с неравномерным распределением поглощения в области. Значительное размытие области пересечения звезд разных ветвей делает невозможным применение предлагаемого метода, так как в этом случае для большинства звезд будет неверно определено поглощение. Поэтому необходимо знать, как при типичных значениях поглощения в погруженных скоплениях может меняться функция блеска. Для построения модельного скопления используется центральная часть Плеяд. Это скопление было выбрано потому, что оно находится довольно близко к Солнцу, имеет малое поглощение, и для большинства его звезд известна ИК-фотометрия. Благодаря этим факторам модельные скопления будут воспроизводить звездное население реальных скоплений и распределение количества звезд по ветвям последовательности непокрасневших звезд. Для удобства расчетов экваториальные координаты и расстояния до звезд были переведены в прямоугольные координаты с центром, совпадающим с центром скопления, и

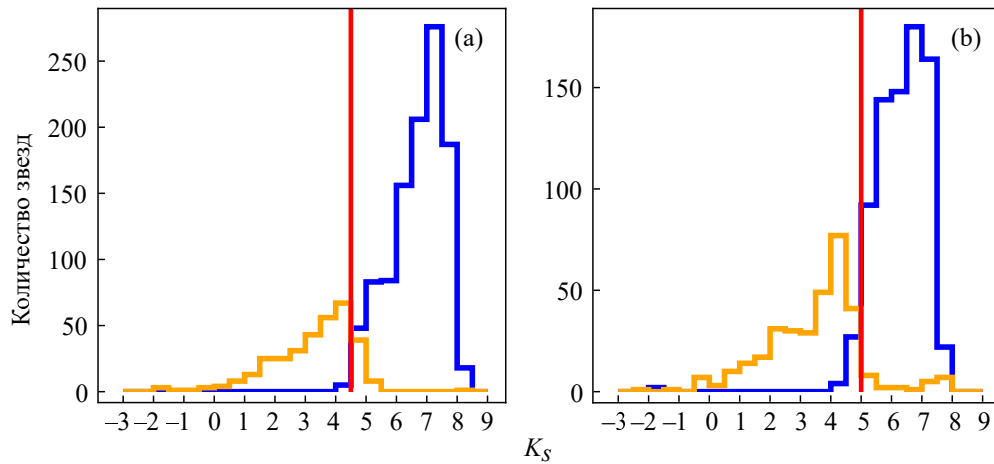


Рис. 2. Функции светимости Плеяд (а) и Яслей (b), построенные по абсолютным звездным величинам в полосе K_S . Оранжевым показаны звезды, принадлежащие левой ветви последовательности непокрасневших звезд, синим — правой. Красная вертикальная линия показывает граничную звездную величину.

размерностью осей в парсеках. Ось z направлена от наблюдателя. Расстояния до звезд были получены с использованием Gaia DR3 (Vallenari et al., 2023) как обратное значение параллакса. Если для какой-либо звезды не известен параллакс, ей присваивается случайное значение z при помощи функции `random.normal` библиотеки `numpy` языка Python. Функция генерирует случайное значение из нормального распределения. Используемые параметры функции: среднее значение распределения равно нулю, стандартное отклонение — 8 пк. Здесь стоит отметить, что при использовании расстояний, полученных с помощью Gaia DR3, скопление Плеяды кажется вытянутым по направлению от Солнца. Это происходит из-за систематических ошибок параллаксов (см., например, Bailer-Jones et al., 2021; Lindegren et al., 2021, и др.), но для малых расстояний данные эффекты не столь значительны. Чтобы скорректировать видимую растянутость скопления, для звезд с параллаксами меньше 6.7 мсд или больше 8.0 мсд координата z выбиралась случайным образом аналогично звездам с отсутствующими значениями параллаксов. Использование заданных случайным образом расстояний до некоторых звезд возможно потому, что при построении модели в первую очередь необходима информация о распределении звезд по ветвям в реальном скоплении, а не точное воспроизведение положения звезд в Плеядах.

Так как приведенное в разделе 3 деление звезд скопления на левую и правую ветви только по показателю цвета $(H - K_S) \approx 0.145$ является приближенным, принадлежность звезд модельного скопления к разным ветвям переопределяется на основе найденных последовательностей непокрасневших звезд и их границ. В области пересечения звезды разделяются по линии, проходящей через

точки пересечения верхней и нижней границ ветвей, построенных для коэффициента $k_R = 1.65$.

Для моделирования поглощения используются две компоненты, обозначаемые далее как равномерная и неравномерная. Равномерная имитирует однородное облако, в которое целиком погружено скопление. Для равномерной компоненты используется постоянное значение поглощения на парсек в полосе K_S для всех звезд скопления. При наложении равномерной компоненты объекты находящиеся дальше, будут иметь большее поглощение, чем ближние. Для создания неравномерной компоненты в трехмерном пространстве случайным образом размещаются сферы разного радиуса, имитирующие неоднородности в поглощающем материале. Поглощение на парсек в таких сферах спадает от центра к краям по гауссиане, максимальное значение в центре каждой сферы определяется случайным образом. Для того, чтобы найти поглощения отдельной звезды интегрируется поглощение на луче зрения (параллелен оси z), вызываемое равномерной и неравномерной компонентами. Далее строится функция блеска скопления с использованием звездных величин, к которым добавлено соответствующее значение поглощения.

Всего было построено 5000 моделей. В каждой из них шаг функции блеска равен 0^m5 . Для каждой модели случайным образом определялись параметры поглощающих сфер в следующих диапазонах значений: количество сфер — от 6 до 12, размер (соответствует дисперсии σ в гауссиане) — от 0.3 пк до 5 пк, поглощение в центре — от 0^m05 до 0^m3 на парсек в полосе K_S . Поглощение равномерной компоненты для каждой модели определялось случайно в диапазоне от 0^m02 до 0^m04 на парсек в полосе K_S . Перевод индивидуального покраснения звезды из полосы K_S в полосы J

и H осуществлялся с использованием отношений поглощения в выбранной полосе к поглощению в полосе K_S : $A_J/A_{K_S} \approx 2.4552$ и $A_H/A_{K_S} \approx 1.5488$. Эти значения выведены из отношений поглощения в выбранной полосе к поглощению в полосе V , приведенных на странице вывода изохрон Падуи¹. Отношения получены из кривых экстинкции (Cardelli et al., 1989; O'Donnell, 1994) для нормального закона поглощения с $R_V = 3.1$, и им соответствует отношение избытков цвета $E(J - H)/E(H - K_S) = 1.65$. Примеры полученных функций блеска и распределения поглощения в проекции на картинную плоскость (плоскость xy , перпендикулярна оси z , вдоль которой рассчитывалось поглощение) приведены на рис. 3. В ходе моделирования было установлено, что разделение ветвей более выражено для полосы K_S . В полосах J и H влияние поглощения более значительно и область пересечения ветвей на функции блеска покрасневшего скопления слишком широка по сравнению с полосой K_S . Это не позволяет разделить ветви, поэтому полосы J и H не подходят для использования предлагаемого способа и не рассматривались в дальнейшем.

Для всех моделей были определены ширина пересечения левой и правой ветвей на функции блеска и доли звезд, которые при использовании метода будут отнесены к противоположной ветви. Для удобства анализа построенных моделей они были нанесены на график «разница поглощения — доля неверно определяемых звезд» (рис. 4а). На рисунке наблюдается увеличение процента звезд, относимых к противоположной ветви, с увеличением разницы минимального и максимального поглощения звезд скопления. Наибольшее уширение области пересечения отмечается в случаях, когда у значительной группы звезд наблюдается разница в поглощении более $4^m5 - 5^m$ относительно остальных звезд и, соответственно, скопление имеет большое среднее поглощение. Однако такие случаи являются экстремальными. Поглощение в 5^m в полосе K_S соответствует примерно 43^m в полосе V . Здесь переход от поглощения в полосе K_S к поглощению в полосе V выполнен с использованием отношения $A_{K_S}/A_V = 0.11675$, приведенного на странице вывода изохрон Падуи. Типичное поглощение в погруженных скоплениях составляет $A_V \approx 3^m - 20^m$, что меньше приведенного выше значения. В основном доля звезд, ошибочно относимых к противоположной ветви, в построенных моделях составляет не более 11%, но в единичных случаях может превышать 20%. Для сравнения, в функции блеска непокрасневшего скопления неверно определяются около 4% звезд.

¹<http://stev.oapd.inaf.it/cmd>

Стоит заметить, что реальные погруженные скопления находятся на больших расстояниях от Солнца, чем Плеяды и Ясли. В связи с этим часть слабых звезд таких скоплений будет не видна из-за ограничений, связанных с полнотой каталога. Поэтому отношение количества звезд с неверно выбранной ветвью к числу наблюдаемых звезд скопления может увеличиться, по сравнению с моделями, рассматриваемыми выше. Для оценки влияния полноты выборки на долю звезд с неверно определенной ветвью модельные скопления «сдвигались» на некоторый случайный модуль расстояния (соответствующий значениям расстояния от 200 до 1000 пк). Все звезды с «видимыми» (с добавленными поглощением и модулем расстояния) звездными величинами в полосе K_S больше выбранной границы полноты каталога (для всех моделей равна 15^m5) не учитывались при подсчете доли звезд. При таком учете ограничений полноты каталога доля звезд с неверно определяемой ветвью увеличилась до 20% (см. рис. 4б). В отдельных случаях доля звезд, ошибочно относимых к противоположной ветви, достигала 30% и более. С некоторого расстояния при выбранной фиксированной границе полноты каталога звезды правой ветви становятся не видны, поэтому доля неверно определяемых звезд падает до нуля.

Таким образом, хоть неравномерное поглощение и искажает распределение звезд на функции блеска, с помощью предлагаемого способа для большинства звезд возможно определить, по какой из ветвей последовательности непокрасневших звезд необходимо оценивать поглощение. Выбор ветви, к которой относится звезда скопления, необходим, так как при использовании для определения поглощения только одной из них наблюдается значительное уширение фотометрических последовательностей скопления по оси звездных величин. Это обстоятельство значительно затрудняет определение модуля расстояния и влияет на определение массы скопления фотометрическим способом.

Описываемый в работе способ выбора ветвей был опробован на скоплениях S235 North-West, S235 A-B-C, S235 Central и S235 East1 + East2 в статье Permyakova et al. (2025) для данных фотометрической системы UKIDSS. С помощью него удалось частично разделить звезды, принадлежащие разным ветвям.

В статье Permyakova et al. (2025) также замечено, что при определении поглощения Q -методом с использованием двух ветвей может возникать разрыв в последовательности скопления на фотометрической диаграмме «показатель цвета — звездная величина» (примеры такого разрыва можно увидеть на рис. 6 упоминаемой статьи). Он наблюдается вблизи непокрасневшего показателя

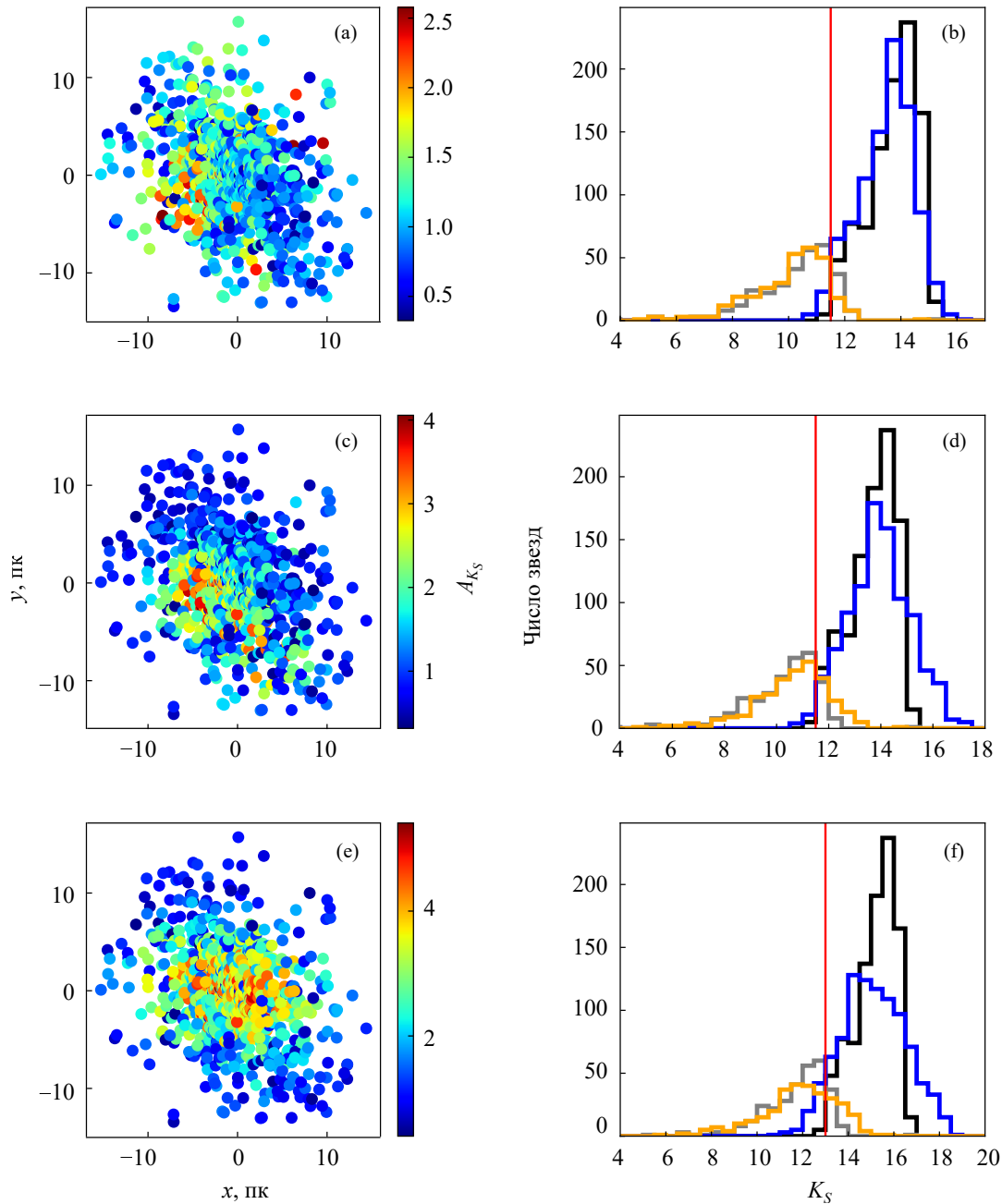


Рис. 3. Примеры модельных скоплений. Панели (a), (c), (e) — распределение поглощения в модели в проекции на картинную плоскость (плоскость xy , перпендикулярна оси z , вдоль которой рассчитывается поглощение). Цветом показано поглощение звезды в полосе K_S . Панели (b), (d), (f) — функции блеска соответствующих модельных скоплений. Оранжевым показаны звезды левой ветви модельного скопления, синим — правой. Серым показаны звезды левой ветви «эталонного» скопления, черным — правой. Красная вертикальная линия — граничная звездная величина, найденная путем сравнения функций блеска модельного скопления и «эталонного».

цвета $(H - K)_0 \approx 0.15$ (фотометрическая система UKIDSS). В фотометрической системе 2MASS такой разрыв может возникать вблизи непокрасневших показателей цвета $(H - K_S)_0 \in [0.14; 0.15]$ в зависимости от значения выбранного коэффициента k_R (см. колонку $(H - K_S)$ в таблице 1). Он связан с отсутствием в рассматриваемых

скоплениях звезд со значениями параметра Q , близкими к $Q_{\max}$ (ордината точки пересечения ветвей). В связи с тем, что последовательность при определении поглощения задается линиями, звезда может иметь непокрасневший показатель цвета $(H - K_S) \approx 0.145$ только когда значение ее параметра Q равно максимальному ($Q_{\max}$). При

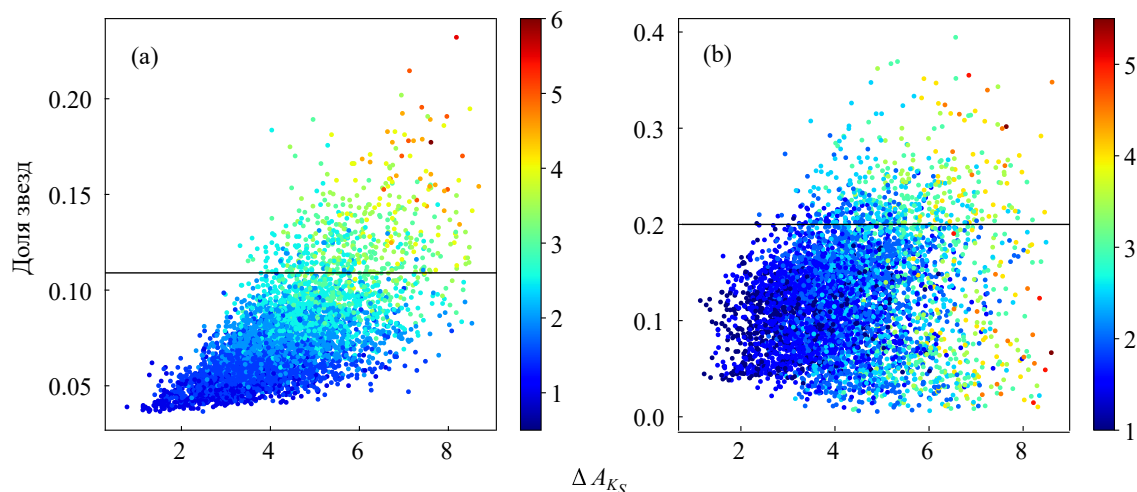


Рис. 4. Зависимость доли неверно определяемых звезд модельного скопления от разницы между максимальным и минимальным поглощением звезд (в полосе K_S). Панель (a) — доля звезд рассчитана для всех звезд модельного скопления, панель (b) — только для звезд со звездной величиной меньше выбранной границы полноты каталога ($15^m.5$ в полосе K_S). Каждой точке соответствует одна модель. Цветом показана ширина области пересечения звезд левой и правой ветвей на функции блеска соответствующей модели. Черная линия — граница, ниже которой находится 90% всех моделей.

значениях параметра Q меньше максимального разницы непокрасневшего показателя цвета между звездами, принадлежащими разным ветвям (но с одним и тем же значением Q), будет ненулевой. Для параметра Q , задаваемого формулой 2, чем меньше его значение, тем больше разница между непокрасневшими показателями цвета разных ветвей. Таким образом, если в скоплении нет звезд с параметром Q , равным $Q_{\max}$ используемой последовательности непокрасневших звезд, на фотометрической последовательности будет наблюдаться разрыв. Ширина разрыва равна разнице между показателями цвета ветвей последовательности непокрасневших звезд для значения максимального параметра Q скопления (исключая значения Q , выходящие за диапазон, в котором определена последовательность непокрасневших звезд). В реальных скоплениях звезды не лежат строго на последовательности непокрасневших звезд, а занимают некоторую область вблизи нее. Поэтому непокрасневшему показателю цвета $(H - K_S) \approx 0.145$ может соответствовать некоторый диапазон значений Q . Разрыв на фотометрической последовательности при использовании Q -метода связан исключительно с тем, что последовательность непокрасневших звезд задается линиями.

5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В работе были изучены особенности использования Q -метода для определения поглощения для фотометрии 2MASS. В частности, рассматривалась проблема выбора ветви последовательности

непокрасневших звезд в случае, когда не известен спектральный класс звезды. Были сделаны следующие шаги.

1. Определена последовательность непокрасневших звезд в осях $(H - K_S, Q)$ и $(J - H, Q)$ по звездам скоплений Плеяды и Ясли для разных значений отношения избытков цвета $E(J - H)/E(H - K_S)$. Определена ширина последовательности для всех рассматриваемых случаев.
2. Предложен метод выбора ветви последовательности непокрасневших звезд, к которой относится звезда. Он применим к звездам ГП, находящимся в скоплении.
3. Проведено моделирование функций блеска скоплений с неравномерным распределением поглощения. На их примере показана возможность применения метода выбора ветвей последовательности непокрасневших звезд для погруженных скоплений. Чтобы подтвердить надежность работы предлагаемого способа выбора ветви для реальных скоплений, необходимо проведение спектральной классификации для большого числа звезд в ближайших погруженных скоплениях.

В работе не рассматривались звезды, сошедшие с ГП, так как неравномерное распределение поглощения в области, на которое делался акцент, характерно в первую очередь для молодых погруженных скоплений. Скопления находятся в родительском газе не более 3–5 млн лет, и за это время звезды не успевают сойти с ГП. Прогнозируемые звезды будут иметь более

красные показатели цвета и большие светимости. На последовательности непокрасневших звезд они, скорее всего, будут лежать ближе к правой ветви (благодаря большим показателям цвета), но при использовании предлагаемого метода выбора ветвей будут отнесены к левой (из-за больших звездных величин). Возможность использования данного способа для старых скоплений с большим количеством звезд, сошедших с ГП, требует отдельного рассмотрения.

БЛАГОДАРНОСТИ

Автор признателен А. Ф. Селезневу за полезные замечания при подготовке статьи. В этой публикации используются данные, полученные в ходе обзора всего неба на длине волны два микрона (Two Micron All-Sky Survey, 2MASS), который является совместным проектом Массачусетского университета и Центра инфракрасной обработки и анализа Калифорнийского технологического института и финансируется Национальным управлением по аэронавтике и исследованию космического пространства и Национальным научным фондом. В этой работе использовались данные миссии Gaia Европейского космического агентства (European Space Agency (ESA), <https://www.cosmos.esa.int/gaia>), обработанные Консорциумом по обработке и анализу данных Gaia (Data Processing and Analysis Consortium (DPAC), <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Финансирование DPAC было предоставлено национальными учреждениями, в частности учреждениями, участвующими в Многостороннем соглашении Gaia.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа выполнена при финансовой поддержке Министерства науки и высшего образования Российской Федерации, № FEUZ-2023-0019.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Автор заявляет об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Y. Aidelman and L. S. Cidale, *Galaxies* **11** (1), id. 31 (2023). DOI:10.3390/galaxies11010031
2. C. A. L. Bailer-Jones, J. Rybizki, M. Fouesneau, et al., *Astron. J.* **161** (3), id. 147 (2021). DOI:10.3847/1538-3881/abd806
3. W. Becker, *Zeitschrift fur Astrophysik* **15**, 225 (1938).
4. W. Becker, *Astronomische Nachrichten* **272** (4), 179 (1942). DOI:10.1002/asna.19412720406
5. W. P. Blair, P. F. Winkler, K. S. Long, et al., *Astrophys. J.* **800** (2), article id. 118 (2015). DOI:10.1088/0004-637X/800/2/118
6. J. A. Cardelli, G. C. Clayton, and J. S. Mathis, *Astrophys. J.* **345**, 245 (1989). DOI:10.1086/167900
7. G. Carraro, G. Baume, A. F. Seleznev, and E. Costa, *Astrophys. and Space Sci.* **362** (7), article id. 128 (2017). DOI:10.1007/s10509-017-3110-3
8. F. Comerón and A. Pasquali, *Astron. and Astrophys.* **430**, 541 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:20041788
9. B. T. Draine, *Annual Rev. Astron. Astrophys.* **41**, 241 (2003). DOI:10.1146/annurev.astro.41.011802.094840
10. E. L. Fitzpatrick and D. Massa, *Astrophys. J.* **699** (2), 1209 (2009). DOI:10.1088/0004-637X/699/2/1209
11. D. Froebrich, G. C. Murphy, M. D. Smith, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **378** (4), 1447 (2007). DOI:10.1111/j.1365-2966.2007.11886.x
12. M. Garcia, A. Herrero, N. Castro, et al., *Astron. and Astrophys.* **523**, id. A23 (2010). DOI:10.1051/0004-6361/201015243
13. K. D. Gordon, G. C. Clayton, K. A. Misselt, et al., *Astrophys. J.* **594** (1), 279 (2003). DOI:10.1086/376774
14. A. J. Gosling, R. M. Bandyopadhyay, and K. M. Blundell, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **394** (4), 2247 (2009). DOI:10.1111/j.1365-2966.2009.14493.x
15. W. A. Hiltner and H. L. Johnson, *Astrophys. J.* **124**, 367 (1956). DOI:10.1086/146231
16. R. K. Hovhannessian, *Astrophysics* **47** (4), 499 (2004). DOI:10.1023/B:ASYS.0000049788.48071.55
17. H. L. Johnson, *Lowell Observatory Bulletin* **4** (90), 37 (1958)
18. H. L. Johnson and W. W. Morgan, *Astrophys. J.* **117**, 313 (1953). DOI:10.1086/145697
19. H. L. Johnson and W. W. Morgan, *Astrophys. J.* **122**, 142 (1955). DOI:10.1086/146063
20. L. Kahre, R. A. Walterbos, H. Kim, et al., *Astrophys. J.* **855** (2), id. 133 (2018). DOI:10.3847/1538-4357/aab101
21. H. Kim, B. C. Whitmore, R. Chandar, et al., *Astrophys. J.* **753** (1), article id. 26 (2012). DOI:10.1088/0004-637X/753/1/26
22. K. A. Larson and D. C. B. Whittet, *Astrophys. J.* **623** (2), 897 (2005). DOI:10.1086/428877
23. L. Li, S. Wang, X. Chen, and Q. Jiang, *Astrophys. J.* **956** (1), id. 26 (2023). DOI:10.3847/1538-4357/aced8a
24. L. Lindegren, U. Bastian, M. Biermann, et al., *Astron. and Astrophys.* **649**, id. A4 (2021). DOI:10.1051/0004-6361/202039653
25. N. Lodieu, A. Pérez-Garrido, R. L. Smart, and R. Silvotti, *Astron. and Astrophys.* **628**, id. A66 (2019). DOI:10.1051/0004-6361/201935533

26. T. Naoi, M. Tamura, Y. Nakajima, et al., *Astrophys. J.* **640** (1), 373 (2006). DOI:10.1086/500112
27. I. Negueruela and M. P. E. Schurch, *Astron. and Astrophys.* **461** (2), 631 (2007). DOI:10.1051/0004-6361:20066054
28. S. Nishiyama, T. Nagata, N. Kusakabe, et al., *Astrophys. J.* **638** (2), 839 (2006). DOI:10.1086/499038
29. J. E. O'Donnell, *Astrophys. J.* **422**, 158 (1994). DOI:10.1086/173713
30. T. A. Permyakova, G. Carraro, A. F. Seleznev, et al., *Astrophys. J.* **979** (2), id. 162 (2025). DOI:10.3847/1538-4357/ad957d
31. T. Prusti et al. (Gaia Collab.), *Astron. and Astrophys.* **595**, id. A1 (2016). DOI:10.1051/0004-6361/201629272
32. M. F. Skrutskie, R. M. Cutri, R. Stiening, et al., *Astron. J.* **131** (2), 1163 (2006). DOI:10.1086/498708
33. V. Straizys, *Multicolor Stellar Photometry* (Pachart Pub. House, Tucson, 1992).
34. V. Straizys and V. Laugalys, *Baltic Astronomy* **17**, 253 (2008).
35. V. Straizys, R. Lazauskaite, R. Liubertas, and A. Azusienis, *Baltic Astronomy* **7**, 605 (1998a). DOI:10.1515/astro-1998-0406
36. V. Straizys, R. Liubertas, and R. Lazauskaite, *Baltic Astronomy* **7**, 529 (1998b). DOI:10.1515/astro-1998-0402
37. A. Vallenari et al. (Gaia Collab.), *Astron. and Astrophys.* **674**, id. A1 (2023). DOI:10.1051/0004-6361/202243940
38. S. Wang and X. Chen, *Astrophys. J.* **877** (2), article id. 116 (2019). DOI:10.3847/1538-4357/ab1c61
39. S. Wang and B. W. Jiang, *Astrophys. J.* **788** (1), article id. L12 (2014). DOI:10.1088/2041-8205/788/1/L12
40. S. C. Wolff, S. E. Strom, and L. M. Rebull, *Astrophys. J.* **726** (1), article id. 19 (2011). DOI:10.1088/0004-637X/726/1/19

Determination of Absorption by Q -Method for JHK Photometry in Embedded Clusters

T. A. Permyakova¹

¹Kourovka Astronomical Observatory named after K. A. Barkhatova, Ural Federal University named after the first President of Russia B. N. Yeltsin, Yekaterinburg, 620000 Russia

In this paper, we describe the absorption determination with the Q -method for the 2MASS photometry (J , H , and K_S bands). Using the Pleiades and Praesepe stars, we determine the zero-reddening sequence for different values of the color excess ratios $E(J - H)/E(H - K_S)$. In this paper, we consider a sequence consisting of two segments, that leads to an uncertainty in the determining of absorption—one value of the Q parameter corresponds to two values of the non-reddened color index. We propose a method to select a segment of the zero-reddening sequence for the main sequence stars of the cluster. The method is based on the difference in the position of stars of different segments in the cluster luminosity function. To test the proposed method, we simulate the luminosity functions of clusters with the non-uniform absorption distribution in the cluster region. With the typical absorption values in embedded clusters, about 10% of stars are erroneously assigned, but in some cases this fraction can reach 20%. Thus, despite the fact that irregular absorption distorts the distribution of stars of different segments on the cluster luminosity function, our method allows one to separate stars with an error of no more than 20%.

Keywords: *methods: numerical—ISM: dust, extinction—open clusters and associations: general*