

**МОСКОВСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ  
имени М.В. ЛОМОНОСОВА**

**ГОСУДАРСТВЕННЫЙ АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ИНСТИТУТ  
имени П.К. ШТЕРНБЕРГА**

На правах рукописи  
УДК 524.3, 524.4, 524.6

**Глушкова Елена Вячеславовна**

**КОМПЛЕКСНОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ РАССЕЯННЫХ ЗВЁЗДНЫХ  
СКОПЛЕНИЙ ГАЛАКТИКИ**

**Специальность 01.03.02 – астрофизика и звёздная астрономия**

Диссертация на соискание ученой степени  
доктора физико-математических наук

Москва – 2014

# Оглавление

Введение .....	4
Глава 1. Собственные движения и лучевые скорости РЗС.....	19
1.1. Абсолютные собственные движения.....	19
1.1.1 Абсолютизация собственных движений звёзд в 21 рассеянном скоплении.....	20
1.1.2 Оценка ошибок каталога 4M.....	27
1.1.3 Оценка параметров кривой вращения по собственным движениям 21 РЗС.....	28
1.1.4 Абсолютные собственные движения 181 молодого скопления.....	28
1.1.5 Кривая вращения подсистемы молодых рассеянных скоплений.....	37
1.1.6 Каталог абсолютных собственных движений РЗС.....	38
1.1.7 Членство звёзд в скоплениях.....	39
1.2 Лучевые скорости .....	40
1.2.1 Каталог лучевых скоростей рассеянных скоплений.....	40
1.2.2 Лучевые скорости скоплений NGC 6494, NGC 6694, NGC 6755 и NGC 6819.....	42
1.2.3 Исследование рассеянного звёздного скопления NGC 6811.....	48
1.2.4 Красные гиганты в поле NGC 1817.....	58
1.2.5 Переменность лучевых скоростей ярких красных звёзд в РЗС.....	64
Глава 2. Рассеянные скопления и цефеиды.....	66
2.1 Исследование изменчивости периодов цефеид, входящих в состав рассеянных скоплений и ассоциаций .....	67
2.2 Распределение цефеид, рассеянных скоплений и ассоциаций в Галактике .....	73
Глава 3. Поиск и открытие новых скоплений.....	77
3.1 Появление больших обзоров неба и первые работы по поиску новых скоплений.....	77
3.2 Открытие новых звёздных скоплений в ГАИШ МГУ.....	79
3.2.1 Программа автоматического поиска звёздных скоплений.....	80
3.2.2 Приложение разработанного метода к данным обзора 2MASS.....	84
3.2.3 Результаты исследования области антицентра Галактики.....	88
3.2.4 Открытие и исследование РЗС в галактической плоскости.....	99
3.3 Интернет-каталог физических параметров РЗС.....	110
Глава 4. Изучение рассеянных скоплений по данным многоцветной фотометрии.....	114
4.1 Фотометрическое исследование РЗС в направлении рукава Персея.....	114
4.1.1 Скопления King 13, King 18, King 19, King 20, NGC 136 и NGC 7245.....	114
Наблюдения и обработка данных.....	116
Результаты исследования скоплений.....	121
4.1.2 Скопления Ве 96, Ве 97, King 12, NGC 7261, NGC 7296 и NGC 7788.....	128
Получение данных ПЗС фотометрии в поле скоплений.....	129
Физические параметры РЗС.....	133
Изучение функции масс скоплений.....	139
4.2 Оптическая фотометрия скоплений, открытых по обзору 2MASS .....	142
4.2.1 Скопления Korosov 12, Korosov 53 и Korosov 77.....	142
Наблюдения и обработка данных.....	143
Определение параметров скоплений.....	146
4.2.2 Скопления SAI 63 и SAI 75.....	155
Глава 5. Исследование структуры и кинематики молодого населения галактического диска.....	158

5.1 Анализ кривой вращения Галактики и параметры солнечного апекса.....	158
5.1.1 Используемые данные.....	159
Расстояния до объектов.....	160
Лучевые скорости.....	161
Собственные движения.....	162
5.1.2 Модель галактического вращения .....	162
5.1.3 Определение расстояния до центра Галактики.....	165
5.1.4 Результаты анализа.....	166
5.2 Статистические параллаксы и кинематические параметры классических цефеид и молодых рассеянных скоплений.....	171
5.2.1 Метод анализа .....	173
5.2.2 Учет движения Солнца и дифференциального вращения выборки. ....	175
5.2.3 Преобразование координат, скоростей и тензора ковариации.....	177
5.2.4 Распределение остаточных скоростей и функция правдоподобия.....	179
5.2.5 Наблюдательный материал и вычисления.....	180
Классические цефеиды.....	180
Молодые рассеянные скопления.....	182
5.2.6 Обсуждение результатов.....	190
5.3 Сравнение полученных нами результатов с современными.....	192
ЗАКЛЮЧЕНИЕ.....	194
ЛИТЕРАТУРА.....	200

## Введение

Рассеянные звёздные скопления – это, пожалуй, самые подходящие и наиболее “информативные” объекты для исследования нашей Галактики. С точки зрения современных представлений о звёздообразовании скопления – это “кирпичики”, из которых построена не только наша Галактика (или, как её часто называют, Млечный Путь), но и другие звёздные системы. Почти все звёзды рождаются в группах, которые сначала наблюдаются как концентрации звезд, погружённые в туманности, т.е. в родительские газо-пылевые облака (embedded clusters). По мере эволюции такие объекты превращаются, в зависимости от начальных условий, либо в гравитационно-связанные скопления, либо в несвязанные ассоциации звёзд, которые распадаются через несколько миллионов лет. Звёздные скопления принято делить на рассеянные (РЗС) и шаровые (ШЗС) в зависимости от массы и размера. К настоящему моменту подсистемы скоплений открыты и, в разной степени, изучены в нескольких сотнях галактик (Уитмор, 2003; Ларсен, 2006). Многие исследователи внегалактических звёздных скоплений полагают, что разделение изучаемых объектов на рассеянные и шаровые утратило смысл, так как во множестве галактик обнаружены подсистемы скоплений, которые по внешнему виду и массе подобны ШЗС Млечного Пути, но по возрасту и химическому составу похожи на РЗС нашей Галактики.

Исследования, о которых пойдёт речь в настоящей работе, касаются только галактических объектов, где граница между РЗС и ШЗС хорошо заметна: две подсистемы различаются, прежде всего, своим пространственным распределением в Галактике, возрастом и содержанием тяжёлых элементов, а также массой, размерами, кинематическими параметрами. Связано это с тем, что в современную эпоху в Галактике практически не образуется скоплений звёзд с массами, превышающими  $10^5$  солнечных, хотя недавно было открыто несколько довольно массивных (около  $10^4$  масс Солнца) молодых объектов, которые сейчас активно изучаются в ИК-диапазоне (например, Галван-Мадрид, Лиу, 2014).

**Актуальность темы.** Подсистема рассеянных скоплений Млечного Пути отслеживает дисковую составляющую Галактики и является наиболее подходящим объектом для изучения её структуры, кинематики, химической и динамической эволюции. Это связано с тем, что все физические параметры: расстояние, возраст, избыток цвета, химический состав, лучевая скорость и собственное движение для скоплений определяются намного точнее, чем для одиночных звёзд. В первую очередь, это обусловлено большой статистикой, но, кроме того, такие характеристики, как возраст, расстояние и поглощение в направлении на

скопление, определяются методом совмещения главных последовательностей (ГП) скоплений с теоретическими изохронами и/или эмпирической начальной главной последовательностью (НГП) на диаграммах “цвет-величина” и двухцветных диаграммах, которые имеют характерные для скоплений особенности (например, “red clump” – сгущение звёзд у основания ветви красных гигантов). Такие особенности облегчают процесс совмещения изохрон с ГП скоплений и увеличивают точность измерения их физических характеристик. Поэтому подсистему РЗС используют для определения расстояния до центра Галактики, положения Солнца над галактической плоскостью и шкалы высот в диске, для изучения распределения газо-пылевой материи в Млечном Пути, расположения спиральных рукавов и определения скорости вращения спирального узора, для построения кривой вращения и т.д.

Рассеянные скопления – это хороший инструмент для изучения процессов звёздообразования в диске Галактики, исследования начальной функции масс, уточнения эволюционных моделей звёзд. Во многих работах, как отмечалось выше, авторы определяют параметры скоплений с помощью теоретических изохрон разной металличности. Но в некоторых исследованиях, наоборот, по фотометрическим данным высокой точности строят диаграммы “цвет-величина” и получают эмпирические изохроны, с помощью которых затем уточняют модели эволюции звёзд на различных стадиях, включая стадию протозвезды.

Шкала расстояний в Галактике опирается на РЗС, так как зависимость “период-светимость” для цефеид в ряде работ выводится по цефеидам – членам рассеянных скоплений и ассоциаций, расстояния до которых определяются независимым методом. Цефеид – надёжно подтверждённых членов скоплений и ассоциаций в Галактике всего несколько десятков, поэтому их физические характеристики определяются с особой тщательностью. В частности, при измерении периодов пульсации этих звёзд, особое внимание уделяют изменению периодов с течением времени.

Именно в силу изложенных выше причин интерес к исследованию РЗС и определению их физических характеристик не угасает на протяжении почти целого столетия, с тех пор как Х. Шепли (1916) ввёл понятие “open cluster” (открытое, или рассеянное, скопление). Однако, изучение рассеянных скоплений с помощью фотографической и фотоэлектрической фотометрии продвигалось довольно медленно, так как наблюдателям требовалось много времени на исследование одного объекта, состоящего из большого числа звёзд, каждая из которых фотометрировалась отдельно. Качественный скачок произошёл с появлением ПЗС-приёмников и развитием вычислительной техники. На первый взгляд, теперь, если мы имеем качественные ПЗС-снимки, то весь процесс нахождения параметров

скопления (включая обработку изображений, определение величин индивидуальных звёзд в нескольких полосах пропускания, построение диаграмм “цвет-величина” и двухцветных диаграмм скопления и наложения на них НПП и теоретических изохрон) может занимать всего несколько часов. Однако, для изучения свойств галактического диска необходим однородный каталог физических параметров РЗС. Точность ПЗС-фотометрии звёзд в скоплениях может на порядок превышать точность фотоэлектрических измерений, но систематические ошибки, возникающие при обработке данных, особенно при автоматическом нахождении величин звёзд, как это часто делается в больших обзорах неба, могут на порядок превосходить внутренние ошибки ПЗС-фотометрии. Поэтому, когда мы наносим на одну и ту же диаграмму величины и показатели цвета из работ разных авторов, то отличие в положении ГП скопления по разным данным может достигать  $0.5^m$ , что приводит к ошибке в расстоянии порядка 20%. Эта проблема широко известна, поэтому, например, при исследовании скоплений по данным обзора SDSS (Sloan Digital Sky Survey) часть авторов сначала заново обрабатывает исходные изображения и самостоятельно определяет величины звёзд в разных фильтрах.

Таким образом, до сих пор остаётся **актуальной** задача получения однородных высокоточных данных для отдельных рассеянных скоплений: измерение собственных движений и лучевых скоростей звёзд в скоплениях, определение химического состава, нахождение возраста, расстояния, избытка цвета.

Исследование Галактики с помощью подсистемы РЗС, кроме преимуществ, имеет и ряд трудностей. Рассеянные скопления, особенно молодые, с возрастом менее  $10^7$  лет, концентрируются к галактической плоскости вместе с поглощающим излучение газо-пылевым веществом. Это не только затрудняет исследование известных скоплений, но и искажает наши общие представления о подсистеме РЗС из-за эффекта селекции. Ведь в первую очередь были открыты и изучены молодые массивные объекты, а небольшие слабоконцентрированные скопления остались незамеченными либо из-за плотного фона звёзд поля, либо из-за сильного поглощения.

Посмотрим, что известно о РЗС к настоящему времени. Наиболее полным и самым цитируемым сводным каталогом параметров рассеянных скоплений является регулярно обновляющийся каталог Диаса и др. (2002), где из разных публикаций собраны воедино физические параметры РЗС, такие, как расстояние до скопления, избыток цвета  $E(B-V)$ , возраст, среднее собственное движение членов скопления, лучевая скорость и металличность. В каталоге содержится около 2000 скоплений, а всего, по оценкам разных авторов (например, Сурдин, 1997; Пискунов

и др., 2006), в нашей Галактике должно быть порядка 100 000 РЗС. Поэтому ещё одной **актуальной** задачей является поиск, открытие и исследование новых скоплений в Галактике. Появление больших обзоров неба, особенно выполненных в инфракрасном диапазоне, где степень поглощения излучения меньше, вызвало всплеск интереса к решению этой задачи, в том числе и у нашей научной группы.

**Цель работы.** Настоящая работа посвящена всестороннему изучению популяции рассеянных звёздных скоплений, представляющих собой характерное население галактического диска. Исследуются как кинематические и физические характеристики отдельных рассеянных скоплений (собственные движения, лучевые скорости, размеры, возрасты, расстояния, избытки цвета в направлении на скопления), так и подсистема РЗС в целом (определяются параметры движения Солнца и кривой вращения Галактики по данным о молодых скоплениях). Проводится поиск и верификация новых звёздных скоплений в Галактике с помощью инфракрасного обзора неба. Изучаются характеристики цефеид, являющихся членами РЗС.

**Диссертация состоит** из введения, пяти глав и заключения; включает в себя 40 таблиц и 80 рисунков. Список цитируемой литературы содержит 241 публикацию. Результаты, представленные в диссертации, получены на протяжении последних 20 лет и отражены в 50 публикациях. Каждая глава представляет собой отдельное независимое исследование и включает в себя небольшой обзор поставленной задачи. Общий объем диссертации составляет 209 страниц.

**В первой главе** исследованы кинематические характеристики большой выборки рассеянных скоплений. Получены средние собственные движения и лучевые скорости скоплений, как по опубликованным данным, так и по выполненным нами высокоточным измерениям отдельных звёзд. На основе кинематического и фотометрического критериев выделены звёзды, принадлежащие к скоплениям, уточнены размеры некоторых скоплений. Создан каталог собственных движений и лучевых скоростей РЗС и список звёзд – членов скоплений.

**Вторая глава** посвящена изучению РЗС, содержащих цефеиды. По фотометрическим данным, опубликованным за последние 150 лет, изучена изменчивость периодов цефеид и уточнена их стадия эволюции. Изучено пространственное распределение комплексов цефеид по отношению к группировкам рассеянных скоплений и *OB*-ассоциаций.

**В третьей главе** описывается новый автоматический метод поиска скоплений звёзд по данным из больших фотометрических обзоров неба. Результатом применения этого метода к каталогу 2MASS (Скрутски и др., 2006) стало открытие более полутора сотен новых рассеянных скоплений. Для

подтверждения реальности скоплений как физически связанных группировок звёзд был разработан новый метод, учитывающий концентрацию звёзд к центру скопления и вид диаграммы Хесса, которая представляет собой разность нормированных и сглаженных диаграмм “цвет-величина” звёзд скопления и звёзд фона вокруг скопления. Для большинства новых скоплений были определены их физические характеристики, как по данным каталога 2MASS (Скрутски и др., 2006), так и по собственным фотометрическим измерениям.

**В четвертой главе** изложены результаты исследования большой выборки РЗС на основе их многоцветной фотометрии, полученной из собственных наблюдений. По диаграммам “цвет-величина” и двухцветным диаграммам определены основные физические параметры скоплений: расстояние, возраст, избыток цвета в направлении на скопление. Для ряда скоплений построена функция масс.

**В пятой главе** описываются результаты исследования строения, кинематики и динамики галактического диска по данным о молодых скоплениях, цефеидах и красных сверхгигантах. Были найдены параметры солнечного апекса и кривой вращения Галактики, а также сделана оценка расстояния от Солнца до центра Галактики. Применение метода статистических параллаксов, основанного на методе максимального правдоподобия, к выборке молодых РЗС и цефеид позволило уточнить светимости этих объектов и найти согласованное решение для всех кинематических характеристик выборки, а также форму и размеры эллипсоида остаточных скоростей.

**Научная новизна работы.** Впервые абсолютизация собственных движений в полях 21 РЗС была проведена по большому числу звёзд (от 70 до 300 в каждом), причем члены скоплений выделялись с помощью высокоточных относительных собственных движений. Впервые был создан большой однородный каталог абсолютных собственных движений 331 РЗС на основе данных 4-миллионного каталога, с последующей редукцией результатов в систему каталогов HIPPARCOS и ГYCHO. Измерены относительные собственные движения звёзд в поле скопления NGC 7063 и выделены члены скопления. Впервые созданы списки звёзд, принадлежащих к каждому из 331 РЗС, путем тщательного анализа всех имеющихся данных.

Впервые выведены средние лучевые скорости четырех РЗС на основе высокоточных измерений индивидуальных скоростей красных гигантов – членов этих скоплений. Впервые найдены размеры корональных областей NGC 1817 и NGC 6811 на основе фотометрических и спектральных исследований этих скоплений.

Изменяемость периодов пульсаций 40 цефеид, расположенных в полях рассеянных скоплений и ассоциаций, впервые исследована по более чем 100-летним



временным интервалам.

Создана и апробирована оригинальная методика поиска и верификации звёздных скоплений по большим обзорам всего неба. Разработан новый эффективный алгоритм нахождения основных физических параметров РЗС, таких как размер, возраст, расстояние и избыток цвета в направлении на скопление. Открыто 168 новых звёздных скоплений нашей Галактики. Подтверждена природа 13 РЗС, которые числились в каталогах как сомнительные объекты. Создана электронная версия каталога рассеянных скоплений, открытых и/или изученных в ГАИШ МГУ.

Впервые получены однородные, свободные от систематических ошибок и массовые фотометрические данные для звёзд в полях 17 малоизученных или ранее не исследованных скоплений. Их физические характеристики впервые определены с использованием оригинальной методики и однородных данных. Впервые найден разрыв функции масс на главных последовательностях трех рассеянных скоплений.

При анализе поля скоростей молодых объектов галактического диска впервые были использованы собственные движения рассеянных скоплений. Метод статистических параллаксов впервые был применен к совместной выборке молодых РЗС и цефеид для согласования и уточнения их шкал расстояний.

#### **Научная и практическая значимость результатов работы.**

Каталог собственных движений и каталог лучевых скоростей рассеянных скоплений можно использовать для дальнейшего изучения кинематики галактического диска. Индивидуальные лучевые скорости звёзд и информация о принадлежности звёзд к скоплению будут полезны при исследовании отдельных объектов.

Результаты исследования изменяемости периодов цефеид будут востребованы при изучении эволюции этих звёзд.

Метод поиска и верификации звёздных скоплений может быть применен к различным всенебесным обзорам, как уже имеющимся, так и будущим. Метод нахождения основных физических характеристик РЗС можно использовать для анализа фотометрических данных, полученных различными методами и на разных инструментах для звёзд в полях рассеянных скоплений.

Открытие более полутора сотен новых звездных скоплений по сравнительно неглубокому каталогу 2MASS подтверждает вывод о наличии большого числа неизвестных скоплений в Галактике и стимулирует поиск новых РЗС по более глубоким обзорам неба.

Созданный нами интернет-каталог рассеянных скоплений с интегрированными в него инструментами виртуальной обсерватории используется для проведения практических занятий со студентами астрономического отделения

физического факультета МГУ.

Найденные нами физические характеристики 19 рассеянных скоплений (размеры, возрасты, расстояния и избытки цвета) могут быть использованы при изучении структуры и эволюции диска Галактики.

Методика, разработанная для анализа поля скоростей молодых объектов диска, применима при исследовании любой подсистемы Галактики.

**Достоверность представленных результатов** подтверждается хорошим согласием наших измерений и вычисленных нами характеристик с наиболее точными результатами, опубликованными другими авторами; эффективным применением разработанных нами методик к различным наблюдательным данным, а также обсуждением этих результатов на российских и международных семинарах и конференциях.

### **Результаты, выносимые на защиту.**

1. Создание каталога абсолютных собственных движений 331 рассеянного скопления на основе 4-миллионного каталога звезд, редуцированного затем в систему каталогов HIPPARCOS и TYCHO, путем усреднения абсолютных собственных движений предварительно отобранных членов скоплений. Члены скоплений выделялись с использованием всех имеющихся данных: высокоточных относительных собственных движений, индивидуальных лучевых скоростей, данных многоцветной фотометрии. Создание списка звёзд с высокой вероятностью принадлежности к каждому из скоплений.
2. Высокоточное измерение лучевых скоростей 48 звёзд поздних спектральных классов в полях одиннадцати рассеянных скоплений и определение средних лучевых скоростей этих скоплений. Создание компилятивного каталога лучевых скоростей рассеянных скоплений, содержащего 165 РЗС, путем усреднения лучевых скоростей предварительно отобранных членов скоплений.
3. Результаты исследования изменчивости периодов пульсаций 40 цефеид, входящих в состав рассеянных скоплений и ассоциаций по многолетним рядам наблюдений. Обнаружение как плавного увеличения или уменьшения периода пульсаций, так и его скачкообразных изменений.
4. Метод поиска концентраций звёзд по большим обзорам неба и оригинальная методика верификации обнаруженных звёздных скоплений с одновременным определением их основных физических параметров. Детектирование 11 тысяч

пиков плотности в области  $|b| < 24^\circ$  по данным инфракрасного обзора 2MASS. Открытие 168 новых звёздных скоплений как результат детального анализа обнаруженных пиков плотности. Независимое открытие и подтверждение реальности 13 РЗС, существование которых было сомнительно. Оценка физических параметров 145 скоплений. Создание интернет-каталога скоплений, открытых и/или исследованных в ГАИШ МГУ.

5. Результаты исследования 17 рассеянных скоплений по данным многоцветной фотометрии, полученной на телескопах “Цейсс 1000” САО РАН и на 104-см телескопе индийского института ARIES. Определение основных физических характеристик скоплений (размеров, расстояний, возрастов и избытков цвета) с использованием оригинальной методики и однородных данных. Обнаружение разрыва функции масс на главной последовательности трех РЗС.

6. Результаты анализа поля скоростей 770 молодых объектов галактического диска, определение полного набора кинематических параметров выборки. Результаты применения метода статистических параллаксов к 117 молодым рассеянным скоплениям и к 270 классическим цефеидам и уточнение их шкал расстояний.

**Апробация работы.** Основные результаты, полученные в диссертации, неоднократно докладывались на семинарах по звёздной астрономии ГАИШ МГУ, на Ломоносовских чтениях в 2012 г., на семинаре института ARIES (Индия), на семинаре Женевской обсерватории (Швейцария) и др., а также на следующих российских и международных конференциях:

“The Origins, Evolutions, and Destinies of Binary Stars in Clusters”, Калгари, Канада, июнь 1995 г.

JENAM-98, Прага, Чешская республика, сентябрь 1998 г.

JENAM-2000, Москва, май 2000 г.

JENAM-2001, Мюнхен, сентябрь 2001 г.

“Star candles for intergalactic distance scale”, Консепсьон, Чили, декабрь 2002 г.

“The Light-Time Effect in Astrophysics”, Брюссель, Бельгия, июль 2004 г.

“Stellar Pulsation and Evolution”, Рим, Италия, июнь 2005 г.

79-ая ежегодная конференция немецкого астрономического общества, Кёльн, Германия, сентябрь 2005 г.

ADAS, Сан Лоренцо, Испания, октябрь 2005 г.

“Evolution of Galaxies across the Hubble Time”, Прага, Чешская республика, сентябрь 2006 г.

Flows, Boundaries, and Interaction Workshop, Синая, Румыния, май 2007 г.

“Legacy of Multi-Wavelength Surveys”, Синин, Китай, сентябрь 2007 г.  
“Star Clusters: Basic Galactic Building Blocks throughout Time and Space”, Рио-де-Жанейро, Бразилия, август 2009 г.  
Workshop on Indian-Russian collaboration on Astronomy and Astrophysics, Москва, сентябрь 2009 г.  
Международная конференция памяти Б.В. Кукаркина “Переменные звёзды, галактическое гало и формирование Галактики”, Звенигород, октябрь 2009 г.  
“Star Clusters in the Era of Large Surveys”, Лиссабон, Португалия, сентябрь 2010 г.  
“Современная звёздная астрономия”, Москва, июнь 2012 г.  
“Наблюдаемые проявления звёздной эволюции”, САО РАН, сентябрь 2012 г.  
“Современная звёздная астрономия”, Пулковое, июнь 2013 г.

### **Список публикаций по теме диссертации**

#### **Собственные движения и лучевые скорости РЗС**

1. Mermilliod J.-C., Latham D.W., Glushkova E.V., Ibrahimov M.A., Batirshinova V.M., Stefanik R.P., James D.J. “Red giants in open clusters. X. NGC 1817” // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 399. P. 105-112
2. Glushkova E.V. “Variability of luminous red stars in some open clusters based on radial velocity measurements” // *Interplay of Periodic, Cyclic and Stochastic Variability in Selected Areas of the H-R Diagram*. Edited by C. Sterken, *ASP Conf. Ser.* San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 2003. V. 292. P. 259-260
3. Sachkov M.E., Glushkova E.V., Rastorguev A.S. “Systematic Spectroscopic Observations on Small Telescopes: Past and Future Research of Stellar Kinematics” // *Small Telescope Astronomy on Global Scales, ASP Conference Series*, IAU Colloquium 183. Edited by Bohdan Paczynski, Wen-Ping Chen, and Claudia Lemme. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-084-6, 2001. V. 246. P. 327-328
4. Глушкова Е.В., Батыршинова В.М., Ибрагимов. “Исследование рассеянного звездного скопления NGC 6811” // *Письма в Астрон. журн.* 1999. Т. 25 С. 115-122
5. S.V. Antipin, N.A. Gorynya, M.E. Sachkov, N.N. Samus, L.N. Berdnikov, A.S. Rastorguev, E.V. Glushkova. “The Radial Velocity of Double-Mode Cepheid BD -10 4669” // *Com. 27 and 42 IAU Inf. Bull. On variable stars.* 1999. No. 4718
6. Glushkova E.V., Zabolotskikh M.V., Rastorguev A.S., Uglova I.M., Fedorova A.A.,

Volchkov A.A. “Absolute Proper Motions of 331 Open Clusters” // on-line catalogue at <http://www.sai.msu.su/groups/cluster/cl/pm/> ; <http://www.univie.ac.at/webda/elena.html> 1998.

7. Горыня Н.А., Самусь Н.Н., Сачков М.Е., Расторгуев А.С., Глушкова Е.В., Антипин С.В. “Каталог лучевых скоростей цефеид, измеренных с корреляционным спектрометром в 1995-1998 гг.” // *Письма в Астрон. журн.* 1998. Т. 24. С. 939-942

8. Глушкова Е.В., Углова И.М. “Собственные движения звёзд в поле рассеянного скопления NGC 7963” // *Письма в Астрон. журн.* 1997. Т. 23. С. 674-682

9. Глушкова Е.В., Заболотских М.В., Расторгуев А.С., Углова И.М., Фёдорова А.А. “Абсолютные собственные движения 181 рассеянного скопления” // *Письма в Астрон. журн.* 1997. Т. 23. С. 90-97

10. Глушкова Е.В., Заболотских М.В., Расторгуев А.С., Углова И.М., Фёдорова А.А., Волчков А.А. “Абсолютизация собственных движений звёзд в 21 рассеянном скоплении” // *Письма в Астрон. журн.* 1996. Т. 22. С. 850-857

11. Glushkova E.V., Dambis A.K. “Absolute Proper Motions and Distances of the Young Open Cluster System” // *The origins, evolution, and destinies of binary stars in clusters*, edited by E. F. Milone and J.-C. Mermilliod. *ASP Conference Series*. 1996. V. 90. P. 487-488

12. Глушкова Е.В., Мельник А.М. “Абсолютные собственные движения в рассеянных скоплениях М 39 и Tr 37” // *Письма в Астрон. журн.* 1993. Т. 19. С. 305-309

13. Глушкова Е.В., Кулагин Ю.В., Расторгуев А.С. “Лучевые скорости звёзд в рассеянных скоплениях NGC 6494, 6694, 6755 и 6819” // *Письма в Астрон. журн.* 1993. Т. 19. С. 587-592

14. Глушкова Е.В. “Некоторые замечания о границах применимости метода Сандерса выделения членов скопления” // *Астрон. журн.* 1991. Т. 68. С. 1190-1196

15. Глушкова Е.В. “Собственные движения звёзд в рассеянном скоплении NGC 7092” // *Астрон. журн.* 1991. Т. 68. С. 936-941

16. Глушкова Е.В. “Собственные движения звёзд в рассеянном скоплении TR 37” // Письма в Астрон. журн. 1991. Т. 17. С. 513-520

17. Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. “Измерение собственных движений и лучевых скоростей звёзд в рассеянном скоплении NGC 6939” // Письма в Астрон. журн. 1991. Т. 17. С. 149-158

18. Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. “Лучевые скорости звёзд в рассеянных скоплениях” // Письма в Астрон. журн. 1991. Т. 17. С. 30-42

19. Токовинин А.А., Павловская Е.Д., Каримова Д.К., Расторгуев А.С., Валитова А.М., Глушкова Е.В., Кулагин Ю.В., Павлов М.В., Самусь Н.Н. “Каталог измерений лучевых скоростей. Каталог собственных движений.” 1990. Из-во МГУ, Москва. С. 1-120.

20. Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. “Лучевые скорости звёзд в рассеянном скоплении М 67” // Астрон. журн. 1990. Т. 67. С. 1333-1335

#### **Рассеянные скопления и цефеиды**

21. Glushkova E.V., Berdnikov L.N., Turner D.G. “Period changes in cluster and association Cepheids” // *Mem. Soc. Astron. Italiana*. 2006. V.77. P. 127-128

22. Berdnikov L.N., Glushkova E.V., Turner D.G. “Period Changes in Cepheids Belonging to Open Clusters and Associations” // *Odessa Astron. Publ.* 2005. V. 18. P. 29-31

23. Berdnikov L.N., Efremov Yu.N., Glushkova E.V., Turner D.G. “Groupings of Population I Objects in the Galaxy” // *Odessa Astron. Publ.* 2005. V. 18. P. 26-28

24. Glushkova E.V., Berdnikov L.N., Turner D.G. “O-C Diagrams for Cepheids in Open Clusters and Associations” // *The Light-Time Effect in Astrophysics, Proceedings of ASP Conference Series*, held in Brussels 19-22 July 2004. Edited by C. Sterken. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 2005. V. 335. P. 303-304

#### **Поиск и открытие новых скоплений**

25. E.V. Glushkova «Discovery and investigation of open star clusters in the Milky Way»

// *Astronomische Nachrichten*. 2013. V. 334. P. 843-846

26. Glushkova E. V., Kopusov S. V., Zolotukhin I. Yu., Yadav R. S. “Properties of Star Clusters Found and Investigated by Data from Large Surveys” // *Star Clusters in the Era of Large Surveys, Astrophysics and Space Science Proceedings*, ISBN 978-3-642-22112-5. Springer-Verlag Berlin Heidelberg. 2012. P. 47-52

27. Zolotukhin I., Glushkova E. “Open Clusters Science in the Virtual Observatory Era” // *Star Clusters in the Era of Large Surveys, Astrophysics and Space Science Proceedings*, ISBN 978-3-642-22112-5. Springer-Verlag Berlin Heidelberg. 2012. P. 87-92

28. Glushkova E.V., Kopusov S.E., Yadav R.S., Zolotukhin I.Yu. “Discovery and Investigation of New Clusters in the Galaxy” // *Variable Stars, the Galactic halo and Galaxy Formation, Proceedings of an international conference held in Zvenigorod, Russia, 12-16 October 2009*. Published by Sternberg Astronomical Institute of Moscow University, Russia. 2010. P. 169-172

29. Е.В. Глушкова, С.Е. Копосов, И.Ю. Золотухин, Ю.В. Белецкий, А.Д. Власов, С.И. Леонова. “Автоматический поиск звёздных скоплений в больших многоцветных обзорах. II. Открытие и исследование РЗС в галактической плоскости” // *Письма в Астрон. журн.* 2010. Т. 36. С. 83-93

30. Kopusov S., Belokurov V., Evans N.W., Hewett P.C., Irwin M.J., Gilmore G., Zucker D.B., Rix H.-W., Fellhauer M., Bell E.F., Glushkova E.V. “The Luminosity Function of the Milky Way Satellites” // *Astrophys. J.* 2008. V. 686. P. 279-291

31. Kopusov S.E., Glushkova E.V., Zolotukhin I.Yu. “Automated search for Galactic star clusters in large multiband surveys. I. Discovery of 15 new open clusters in the Galactic anticenter region” // *Astron. Astrophys.* 2008. V. 486. P. 771-777

32. Kopusov S., Glushkova E. “Search for and investigation of new open clusters using the data from huge astronomical catalogues” // *Mem. Soc. Astron. Italiana*. 2006. V.77. P. 1174

33. Zolotukhin I., Kopusov S., Glushkova E. “Search for New Open Clusters in Huge Catalogues” // *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV ASP Conference Series, Vol. 351, Proceedings of the Conference Held 2-5 October 2005 in San Lorenzo*

de El Escorial, Spain. Edited by Carlos Gabriel, Christophe Arviset, Daniel Ponz, and Enrique Solano. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 2006. P. 240

34. Kopusov S., Glushkova E., Zolotukhin I. “Search for and investigation of new stellar clusters using the data from huge stellar catalogues” // *Astron. Nachr.* 2005. V. 326. P. 597

#### **Изучение рассеянных скоплений по данным многоцветной фотометрии**

35. R.K.S. Yadav, S. Leonova, R. Sagar, E.V. Glushkova. “A multicolour CCD photometric study of Galactic star clusters SAI 63 and SAI 75” // *Journal of Astrophysics and Astronomy.* 2014. V. 35. No. 2 (June)

36. Glushkova E.V., Zabolotskikh M.V., Kopusov S.E., Spiridonova O.I., Leonova S.I., Vlasyuk V.V., Ratorguev A.S. “Photometric study of open clusters Berkeley 96, Berkeley 97, King 12, NGC 7261, NGC 7296 and NGC 7788” // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 2013. V. 429. P. 1102-1112

37. Yadav R.K.S., Glushkova E.V., Sariya Devesh Path, Porokhova A.V., Kumar Brijesh, Sagar Ram. “Optical photometric study of the open clusters Kopusov 12, Kopusov 53 and Kopusov 77” // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 2011. V. 414. P. 652-658

38. Glushkova E., Yadav R., Kopusov S. “Investigation of star clusters found in the 2mass catalog” // *Star clusters: basic galactic building blocks throughout time and space, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium.* 2010. V. 266. P. 402

39. Е.В. Глушкова, М.В. Заболотских, С.Е. Копосов, О.И. Спиридонова, В.В. Власюк, А.С. Расторгуев. “Фотометрия малоизученных рассеянных звёздных скоплений Галактики: King 13, King 18, King 19, King 20, NGC 136, NGC 7245” // *Письма в Астрон. журн.* 2010. Т. 36. С. 16-28

40. Glushkova E.V., Zabolotskikh M.V., Kopusov S.E., Spiridonova O.I., Vlasuk V.V., Ratorguev A.S. “Photometry in 6 galactic open star clusters” // *VizieR On-line Data Catalog: J/PAZh/36/16.*

41. Glushkova E.V., Kopusov S.E., Zolotukhin I.Yu., Beletsky Yu.V., Vlasov A.D., Leonova S.I. “SAI Open Clusters Catalog” // *VizieR On-line Data Catalog: V/132.*



Online version at: <http://ocl.sai.msu.ru/>

42. Zabolotskikh M.V., Glushkova E.V., Kopusov S.E., Spiridonova O.I., Rastorguev A.S. “The Photometry of Poorly Studied Open Star Clusters in the Milky Way” // FLOWS, BOUNDARIES, INTERACTIONS: Flows, Boundaries, and Interaction Workshop. *AIP Conference Proceedings*. 2007. V. 934. P. 181-187

43. Glushkova E., Kopusov S. “Investigation of star clusters detected automatically in 2MASS Point Source Catalogue” // *Mem. Soc. Astron. Italiana*. 2006. V.77. P. 1178

#### **Изучение структуры и кинематики галактического диска**

44. Dambis A.K., Glushkova E.V., Mel'nik A.M., Rastorguev A.S. “The Distance scale and the rotation curve of young supergiants and open clusters” // *Astron. Astrophys. Trans.* 2001. V. 20. P. 161-164

45. Rastorguev A.S., Glushkova E.V., Zabolotskikh M.V., Baumgardt H. “Velocity field of young open clusters and cepheids and the effects of the spiral density wave” // *Astron. Astrophys. Trans.* 2001. V. 20. P. 103-106

46. Расторгуев А.С., Глушкова Е.В., Дамбис А.К., Заболотских М.В. “Статистические параллаксы и кинематические параметры классических цефеид и молодых рассеянных скоплений” // *Письма в Астрон. журн.* 1999. Т. 25. С. 689-703

47. Glushkova E.V., Dambis A.K., Rastorguev A.S. “Rotation curve of the Milky Way” // *Astron. Astrophys. Trans.* 1999. V. 18. С. 349-365

48. Glushkova E.V., Dambis A.K., Mel'nik A.M., Rastorguev A.S. “Investigation of the kinematics of young disk populations” // *Astron. Astrophys.* 1998. V. 329. P. 514-521

49. Rastorguev A.S., Glushkova E.V., Dambis A.K., Zabolotskikh M.V. “Open clusters, cepheids and the problems of distance scale” // *Dynamical Studies of Star Clusters and Galaxies, Parallel Meeting P5 of Prospects of Astronomy and Astrophysics for the New Millennium, JENAM98, held in Prague, Czech Rep., Sep. 9-12, 1998, Convenors and Editors of P5: P. Kroupa, J. Palous, and R. Spurzem, ESA Publ. Division, Noordwijk, The Netherlands.* 1998. P. 195

50. Glushkova E.V., Uglova I.M. "Kinematics of star complexes within the Sgr-Car arm" // Dynamical Studies of Star Clusters and Galaxies, Parallel Meeting P5 of Prospects of Astronomy and Astrophysics for the New Millennium, JENAM98, held in Prague, Czech Rep., Sep. 9-12, 1998, Convenors and Editors of P5: P. Kroupa, J. Palous, and R. Spurzem, *ESA Publ. Division*, Noordwijk, The Netherlands. 1998. P. 173

**Личный вклад автора.** В публикациях, где диссертант указан первым соавтором, ей, как правило, принадлежит постановка задачи и оформление статьи, а также равный со всеми соавторами вклад в работу. Во всех остальных публикациях диссертант, как правило, внес одинаковый со всеми соавторами вклад в выполнение исследования.

**Благодарности.** Я искренне благодарна моим учителям Елизавете Дмитриевне Павловской и Александру Сергеевичу Шарову за поддержку и мудрые наставления в начале моей научной деятельности. Я благодарна Алексею Сергеевичу Расторгуеву за многолетнее сотрудничество, дружбу и ценные советы. Я благодарна мои коллегам и друзьям за долгие часы, проведенные рядом с ними за совместной работой, спорами, обсуждениями и ночными наблюдениями: Марине Заболотских, Леониду Николаевичу Бердникову, Сергею Копосову, Ольге Ивановне Спиридоновой, Валерию Валентиновичу Власюку, Юрию Кулагину, Андрею Карловичу Дамбису, Анне Мельник, Ивану Золотухину, Рамаканту Ядаву, Виктору Геральдовичу Корнилову, Артуру Давидовичу Чернину, Юрию Николаевичу Ефремову, Ольге Возяковой, Андрею Аврельевичу Токовину, Наталье Андреевне Горыня, Николаю Николаевичу Самусю, Михаилу Сачкову, Анатолию Анатольевичу Волчкову, всем участникам семинара по звёздной астрономии.

## Глава 1. Собственные движения и лучевые скорости РЗС

Как отмечалось во Введении, рассеянные звёздные скопления, наряду с классическими цефеидами, являются объектами с наиболее надёжно определяемыми расстояниями. Кроме того, широкий набор возрастов этой популяции – от миллиона и почти до 10 миллиардов лет – предоставляет возможность изучить историю звёздообразования и динамическую эволюцию галактического диска на большом интервале времени. Интереснее всего популяция молодых (с возрастом до 100 миллионов лет) РЗС, насчитывающая около 200 скоплений с известными расстояниями и возрастом. Они наряду с кинематически родственными объектами – классическими цефеидами, ОВ-звёздами и сверхгигантами – являются объектами с наиболее “спокойной” кинематикой и, следовательно, минимальной скоростью “отставания” от закона галактического вращения. Кроме того, эти РЗС населяют области текущего звездообразования и концентрируются к спиральным рукавам. Всё это делает молодые РЗС наилучшим тестом для исследования вращения галактического диска, строения и кинематики областей текущего звездообразования. А для решения всех этих задач требуется однородный каталог абсолютных собственных движений и лучевых скоростей РЗС.

### **1.1. Абсолютные собственные движения**

Самый богатый массив исходных данных (измерения лучевых скоростей индивидуальных звёзд, библиография собственных движений в полях РЗС, принадлежность к скоплению индивидуальных звёзд по данным об относительных собственных движениях) собран в постоянно обновляющейся базе данных WEBDA (Мермийо, 1992). Там же перечислены каталоги абсолютных собственных движений рассеянных скоплений. В этом списке всего 6 работ, опубликованных за последние 15 лет, причём самым ранним является каталог Глушковой и др., который выложен в WEBDA (Мермийо, 1992) и на страничке ГАИШ (<ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/pm/>), а также опубликован в двух статьях: Глушкова и др. (1996), Глушкова и др. (1997).

Возможность массового определения абсолютных собственных движений РЗС появилась у нас после создания в отделе астрометрии ГАИШ МГУ так называемого “четырёхмиллионного каталога” звёзд (далее будем для краткости обозначать его 4М) (Гуляев, Нестеров, 1992). Каталог 4М содержит координаты и абсолютные собственные движения около 4.5 млн. звёзд всего неба до 13 звёздной величины ( $V$ ,  $pg$ ), хотя и не является полным до этого предела. Его полнота

определяется исходным материалом, использованным для вычисления собственных движений. Собственные движения звёзд этого каталога рассчитаны по разности координат звёзд между каталогом гидрировочных звёзд космического телескопа им. Хаббла (GCS) и Астрографическим каталогом (АК или Carte du Ciel) и редуцированы к системе абсолютных собственных движений PPM (Розер, Бастиан, 1991). По оценке авторов каталога, точность положений звёзд в каталоге составляет 0.2" , а абсолютных собственных движений - 0.003-0.004 "/год. Дамбис и др. (1995) по остаточным отклонениям  $\mu_l$  и компоненте  $\mu_b$  системы цефеид оценили точность собственных движений этого каталога 0.004-0.005 "/год.

### 1.1.1 Абсолютизация собственных движений звёзд в 21 рассеянном скоплении

Целью нашей работы было первое массовое определение абсолютных собственных движений РЗС из списка Дамбиса (1999), включающего молодые скопления с возрастом  $\log(t) \leq 8.3$ , с использованием каталога 4М, а также независимый анализ точности этого каталога. На первом этапе из полного списка РЗС с помощью базы данных WEBDA (Мермийо, 1992) были отобраны те скопления, для которых различными авторами ранее были определены надёжные относительные собственные движения звёзд и вычислены вероятности их членства в скоплениях. Первоначально таких скоплений оказалось 24. Однако скопления NGC 1502, NGC 7380 и IC 2391 были исключены из рассмотрения, поскольку ошибки определения относительных собственных движений их звёзд превышали 0.004 "/год. В окончательном списке оставлено 21 скопление, данные для которых, взятые из работы Дамбиса (1999) (обозначение, галактические координаты  $l$  и  $b$  в градусах, гелиоцентрическое расстояние в кпк и логарифм возраста), приведены в таблице 1.

**Таблица 1.** Список исследованных скоплений.

Скопление	$l$	$b$	$r$ , кпк	$\log(t)$
NGC 654	129.1°	-0.4°	2.45	7.1
NGC 1647	180.4	-16.8	0.41	8.2
NGC 2168	186.6	2.2	0.76	8.1
NGC 2244	206.4	-2.0	1.43	6.4
NGC 2264	202.9	2.2	0.72	6.5
NGC 2516	273.9	-15.9	0.37	8.1
NGC 4103	297.6	1.2	1.77	7.4
NGC 4755	303.2	2.5	1.89	7.1

NGC 5662	316.9	3.5	0.72	8.0
NGC 6087	327.8	-5.4	0.82	8.0
NGC 6530	6.1	-1.4	1.27	6.5
NGC 6611	17.0	0.8	1.74	6.4
NGC 6709	42.2	4.7	0.82	8.1
NGC 6823	59.4	-0.1	1.91	6.4
NGC 6913	76.9	0.6	1.15	7.0
IC 1805	134.7	1.0	1.93	6.5
IC 4665	30.6	17.1	0.33	7.6
IC 4725	13.6	-4.5	0.53	7.6
Carina	287.5	-0.6	2.58	6.4
Orion	195.1	-12.0	0.36	6.5
Trumpler 37	99.3	3.7	0.81	7.0

Под скоплением Carina подразумеваются три РЗС в области вокруг  $\eta$  Car: Trumpler 14, Trumpler 16 и Collinder 232. Они находятся приблизительно на одинаковом расстоянии от Солнца и имеют близкие значения  $\mu$ , поэтому мы усреднили собственные движения их членов. Правомерность объединения трёх РЗС подтверждается следующей оценкой: дисперсия компонентов абсолютного собственного движения звёзд в этом “объединённом” скоплении не превышает 0.0045"/год, что сравнимо с величиной случайной ошибки каталога 4М. Разумеется, из-за неглубокого предела АК не все звёзды рассеянных скоплений с известными  $\mu_{rel}$  вошли в каталог 4М.

В ходе работы для каждого РЗС по всем звёздам с имеющимися абсолютными и относительными собственными движениями (как членам скопления, так и звёздам фона) были построены зависимости между  $\mu_{rel}$  и  $\mu_{abs}$  по каждой координате. На рисунке 1 в качестве примера показаны связи относительных собственных движений  $\mu_x$  и  $\mu_y$  с абсолютными ( $\mu_{abs}(\alpha) = 15 \frac{d\alpha}{dt} \cos\delta$  и  $\mu_{abs}(\delta) = \frac{d\delta}{dt}$ ) для звёзд в поле скопления NGC 6087. Линиями показаны прямая и обратная регрессии и биссектрисы угла между ними, уравнения которых имеют вид:

$$\begin{aligned}\mu_x &= 1.012 \mu_{abs}(\alpha) + 0.0132 \text{ "/год}, \\ \mu_y &= 1.0400 \mu_{abs}(\delta) + 0.086 \text{ "/год}.\end{aligned}$$

Среднеквадратичные отклонения от этих прямых, рассчитанные по всем звёздам,

составляют соответственно 0.0056"/год и 0.0053"/год. В обоих случаях углы наклона прямых к осям близки к  $45^\circ$ , что свидетельствует о хорошем согласии шкал относительных и абсолютных собственных движений в этом скоплении, различающихся лишь нуль-пунктом, т.е. искомой поправкой за абсолютизацию.

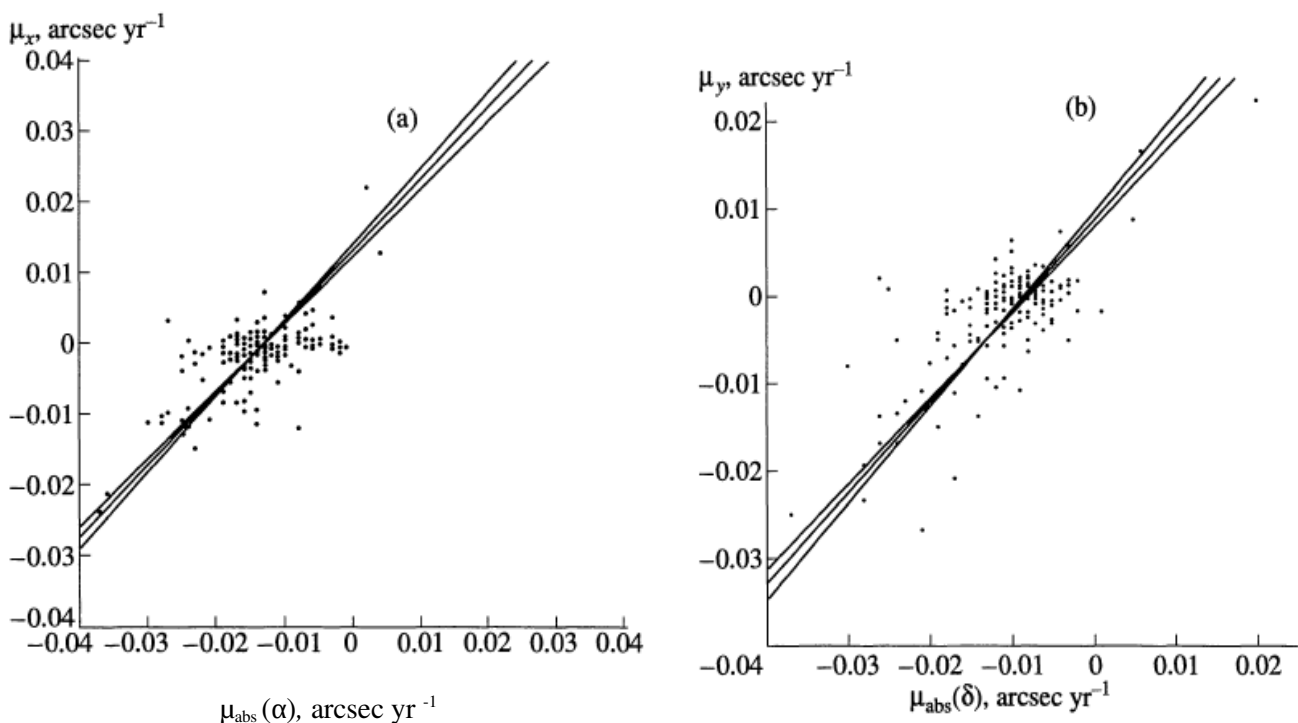


Рис.1 Связь относительных (Кинг, 1982) и абсолютных собственных движений для звёзд в области скопления NGC 6087: (а) – по прямому восхождению, (б) – по склонению.

Абсолютное собственное движение скопления сначала находилось с помощью поправки к относительному собственному движению, вычисленной двумя способами: а) по всем звёздам в поле скопления и б) только по звёздам фона. На рисунке 2а показана гистограмма распределения разностей  $\Delta\mu_x = (\mu_{\text{abs}}(\alpha) - \mu_x)$  только для звёзд с отклонениями, превышающими уровень  $3\sigma$ .

Среднее значение отклонения оказалось равным  $-0.0131''/\text{год}$ , а среднеквадратичная ошибка этой величины  $0.0006''/\text{год}$ . На рисунке 2б приведена такая же зависимость, но для звёзд скопления. Среднее значение величины  $\Delta\mu_x$  после исключения звёзд с отклонениями от среднего, выходящими за пределы  $3\sigma$ , равно  $-0.0118 \pm 0.0005''/\text{год}$ .

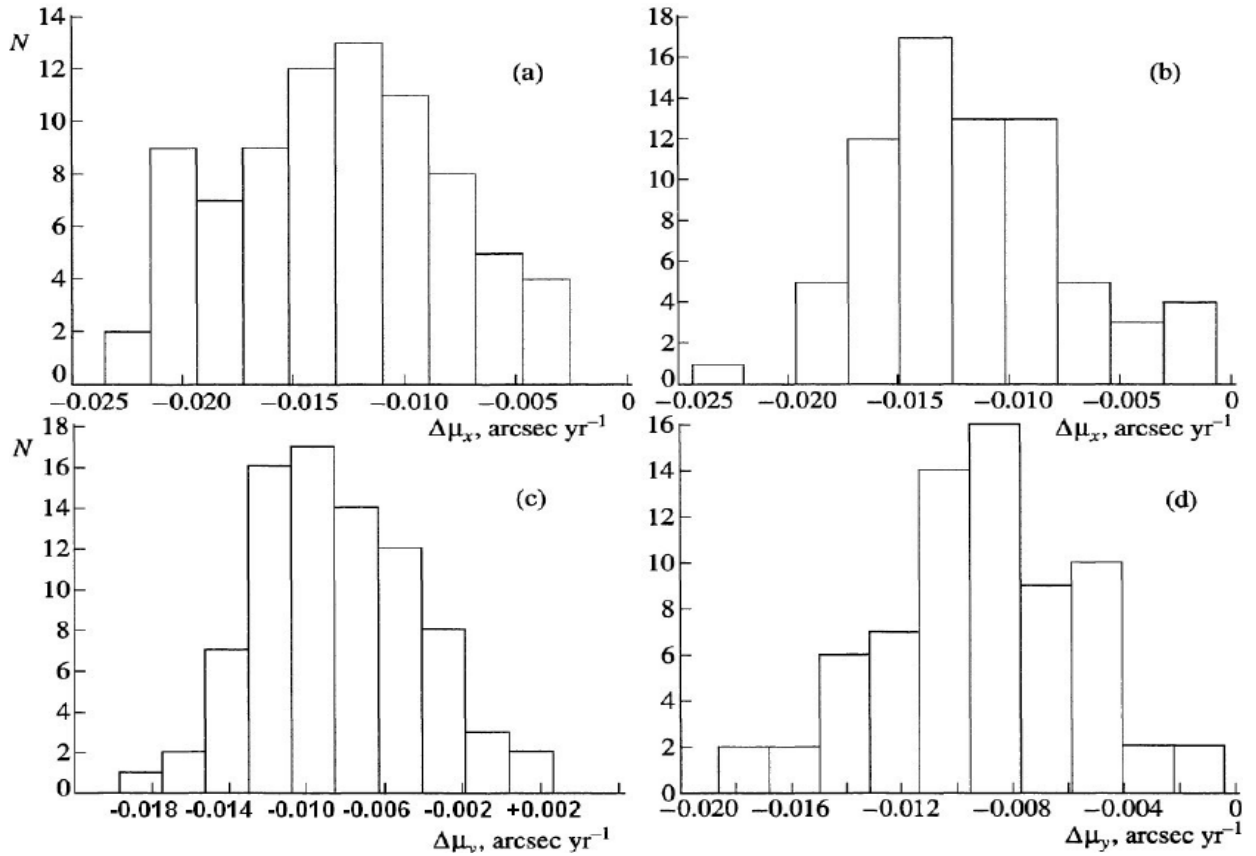


Рис. 2. Гистограммы распределения поправок  $\Delta\mu_x$  и  $\Delta\mu_y$  для звёзд в области скопления NGC 6087: а), с) – для звёзд фона; б), d) – для членов скопления. Поправки даны в "/год.

На рисунке 2с, 2d изображены гистограммы распределения разностей  $\Delta\mu_y = (\mu_{\text{abs}}(\delta) - \mu_y)$  соответственно для звёзд фона и для звёзд скопления. Средние значения этих величин равны соответственно  $-0.0081 \pm 0.0006$ "/год и  $-0.0092 \pm 0.0004$ "/год. Видно, что средние значения отклонений, рассчитанные отдельно по звёздам фона и по звёздам скопления, отличаются не более, чем на  $0.0013$ "/год. Поэтому в дальнейшем поправка к относительному движению вычислялась по всем звёздам в поле скопления.

Описанная методика применялась к каждому из исследованных РЗС. Углы наклона биссектрис к оси абсцисс (вдоль которой отложены абсолютные собственные движения) для 17 из 21 скопления из таблицы 1 лежат в пределах от  $39^\circ$  до  $47^\circ$ . Угол наклона биссектрисы к оси абсцисс на диаграмме  $(\mu_{\text{abs}}(\alpha), \mu_y)$  для скопления Trumpler 37 (вычисленный по относительным собственным движениям, опубликованным Маршаллом и ван Альтеной, 1987) составил  $\sim 135^\circ$ , т.е. абсолютные и относительные движения по прямому восхождению для одних и тех же звёзд этого скопления оказались направленными противоположно друг другу.

Соответствующий угол на графике  $(\mu_{\text{abs}}(\delta), \mu_y)$  близок к  $45^\circ$ . Мы полагаем, что указанные авторы вычислили и опубликовали значения относительных собственных движений  $\mu_x$ , направив ось  $x$  в сторону уменьшения прямого восхождения  $\alpha$ , а не в сторону увеличения, как это считается общепринятым. Крайне маловероятно, что причиной расхождения служит каталог 4М, поскольку в этом случае пришлось бы предположить, что в области скопления Trumpler 37 в каталоге имеется большая систематическая ошибка по прямому восхождению, составляющая, по крайней мере,  $-0.012$  "/год. Наш вывод подтверждается согласием абсолютных собственных движений скопления Trumpler 37, выведенных в данной работе после исправления ориентации оси, и в работе Глушковой, Мельник (1993, табл. 5).

Средние относительные собственные движения РЗС вычислялись по всем звёздам с вероятностью членства в скоплении  $P \geq P_{\text{lim}}$ . Граничная вероятность  $P_{\text{lim}}$  в каждом случае определялась нами по гистограмме распределения  $P$ .

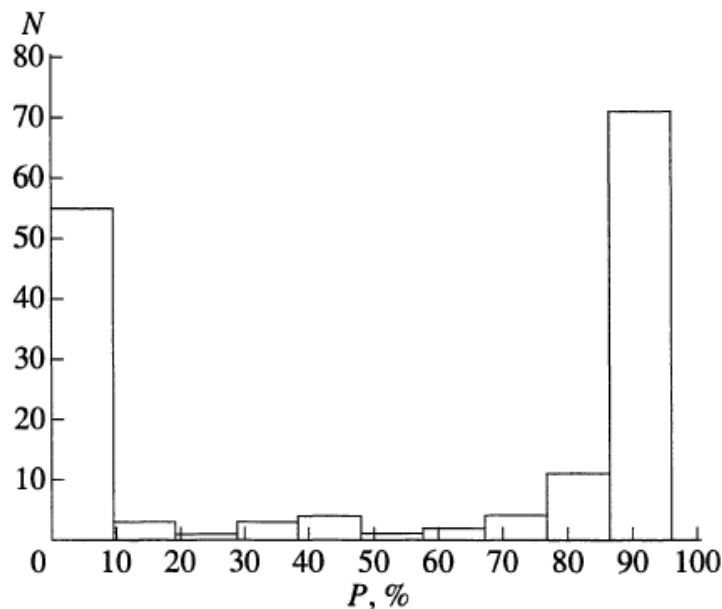


Рис. 3. Гистограмма распределения вероятностей принадлежности звёзд к скоплению NGC 6087.

На рисунке 3 в качестве примера показано распределение вероятностей для звёзд в области NGC 6087 ( $P_{\text{lim}} \approx 86\%$ ). Распределения индивидуальных поправок  $\Delta\mu_x$  и  $\Delta\mu_y$  для звёзд в полях остальных РЗС нашей выборки подобны показанным на рисунке 2а, 2с. Средние значения поправок  $\langle\Delta\mu_x\rangle$  и  $\langle\Delta\mu_y\rangle$  и их дисперсии  $\sigma(\Delta\mu_x)$  и  $\sigma(\Delta\mu_y)$ , вычисленные после исключения звёзд, отклоняющихся за пределы  $3\sigma$  от средних значений, приведены в таблице 2.



**Таблица 2.** Средние поправки к относительным собственным движениям и их дисперсии, вычисленные по всем звёздам в полях 21 рассеянного скопления.

Скопление	$\Delta\mu_x, 0.0001''/\text{год}$	$\sigma(\Delta\mu_x)$	$\Delta\mu_y, 0.0001''/\text{год}$	$\sigma(\Delta\mu_y)$
NGC 654	-51	62	-3	66
NGC 1647	-50	35	18	37
NGC 2168	2	41	-13	29
NGC 2244	-40	39	-38	47
NGC 2264	-155	45	51	52
NGC 2561	-26	75	3	89
NGC 4103	-117	58	-67	49
NGC 4755	-86	51	-6	48
NGC 5662	-84	50	-50	50
NGC 6087	-124	48	-86	45
NGC 6530	83	35	-42	30
NGC 6611	75	37	29	46
NGC 6709	7	32	149	44
NGC 6823	-2	42	-41	32
NGC 6913	-26	96	-121	76
IC 1805	-35	49	26	54
IC 4665	81	43	1	45
IC 4725	61	50	-31	59
Carina	-137	44	-22	41
Orion	15	31	-17	36
Trumpler 37	-66	76	-18	74

Абсолютные собственные движения 21 РЗС и их ошибки даны в таблице 3. В её последних трёх столбцах указано число звёзд в поле скопления, по которым вычислялись поправки, значения  $P_{lim}$  и ссылки на работы, из которых были взяты относительные собственные движения звёзд и вероятности их принадлежности к скоплению.

**Таблица 3.** Абсолютные собственные движения 21 скопления.

Скопление	$\mu_{\text{abs}}(\alpha)$ , 0.0001"/год	$\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , 0.0001"/год	Число звёзд	$P_{\text{lim}}$	Ссыл- ка
NGC 654	-51 ± 6	-4 ± 7	98	84	1
NGC 1647	-51 4	18 4	70	90	2
NGC 2168	2 2	-9 2	302	87	3
NGC 2244	-43 3	-13 5	146	87	4
NGC 2264	-156 6	48 7	73	88	5
NGC 2516	-26 8	3 10	88	80	6
NGC 4103	-116 5	-68 4	137	77	7
NGC 4755	-86 5	-6 4	139	83	8
NGC 5662	-84 4	-53 4	184	80	9
NGC 6087	-126 4	-82 4	155	86	10
NGC 6530	76 3	-43 3	158	78	11
NGC 6611	74 4	28 5	81	85	12
NGC 6709	12 3	147 4	143	82	13
NGC 6823	-3 5	-43 4	79	87	14
NGC 6913	-28 10	-123 8	110	80	15
IC 1805	-33 4	30 4	166	75	16
IC 4665	78 4	0 5	110	59	17
IC 4725	59 6	-31 7	73	90	2
Carina	-137 5	-22 5	83	87	18
Orion	15 4	-18 4	83	87	19
Trumpler 37	-68 6	-25 5	202	83	20

Литература: 1. Стоун (1977); 2. Френсис (1989); 3. Кадворт (1971); 4. Маршалл и др. (1982); 5. Василевскис и др. (1965); 6. Кинг (1978); 7. Кинг (1979); 8. Кинг (1980б); 9. Кинг (1980а); 10. Кинг (1982); 11. ван Альтена и Джонс (1972); 12. Кемп (1974); 13. Хаккита и др. (1983); 14. Эриксон (1971); 15. Сандерс (1973); 16. Сандерс (1972а); 17. Сандерс и ван Альтена (1972); 18. Кадворт и др. (1993); 19. Макнамара (1976); 20. Маршалл и ван Альтена (1987).

Следует отметить, что в нашей работе абсолютизация собственных движений РЗС впервые была проведена по столь большому числу звёзд (от 70 до 302, как указано в таблице 3; полное же число звёзд в полях 21 РЗС составило 2680). Кроме

того, подавляющее большинство использованных звёзд достаточно слабы и, вероятно, в меньшей степени подвержены уравнению блеска, чем яркие звёзды. На рисунке 4 показана связь дисперсий поправок по прямому восхождению  $\sigma(\Delta\mu_x)$  и склонению  $\sigma(\Delta\mu_y)$ . Они хорошо коррелируют друг с другом. Подобная корреляция свидетельствует о том, что рассеяние поправок для отдельных звёзд вызвано совокупным влиянием ошибок относительных и, главным образом, абсолютных собственных движений, причём характерные значения этих последних по обеим координатам, скорее всего, близки между собой.

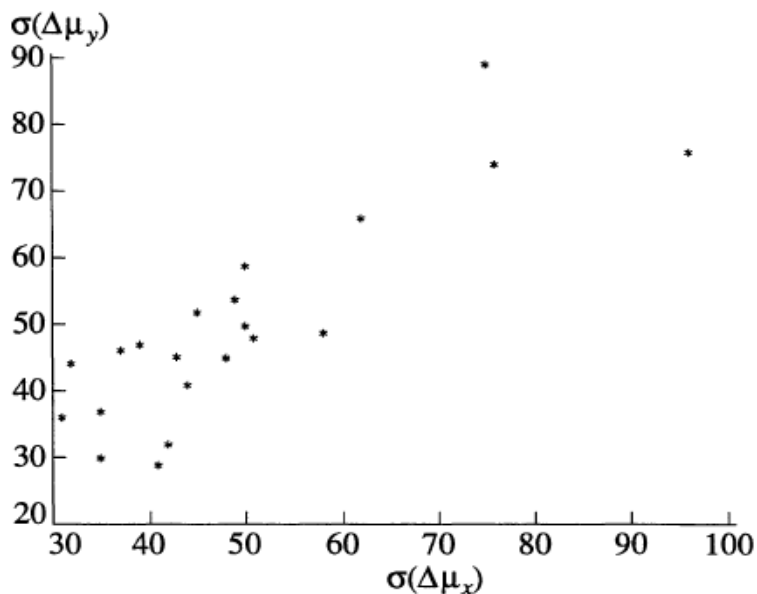


Рис. 4. Связь дисперсий поправок за абсолютизацию по прямому восхождению  $\sigma(\Delta\mu_x)$  и по склонению  $\sigma(\Delta\mu_y)$ , выраженных в 0.0001"/год.

### 1.1.2 Оценка ошибок каталога 4M

Как видно из таблицы 3, наиболее велики дисперсии поправок (и соответствующие ошибки абсолютных собственных движений) у скоплений Trumpler 37, NGC 2516 и NGC 6913. Исключив их из анализа и учитывая, что относительные собственные движения звёзд в изучаемых РЗС, как правило, заметно точнее абсолютных, мы можем сделать ещё одну независимую оценку характерной ошибки абсолютного собственного движения в каталоге 4M, отождествив её со средней по ансамблю РЗС дисперсией индивидуальных поправок за абсолютизацию (см. Табл. 3). Поскольку число РЗС в нашей выборке невелико, более устойчивой оценкой средней ошибки является медиана. По 18 скоплениям мы вывели медианные оценки  $(0.0044 \pm 0.0009)$  "/год и  $(0.0046 \pm 0.0010)$  "/год для средних по ансамблю ошибок

$\mu_{\text{abs}}(\alpha)$  и  $\mu_{\text{abs}}(\delta)$  соответственно. Эти величины находятся в хорошем согласии с оценками, полученными на основании других данных, и цитируемыми в нашей работе. Отдельные значения дисперсий заключены в пределах от 0.0030 "/год до 0.0066 "/год; последняя величина может рассматриваться как вероятный верхний предел ошибки, хотя следует иметь в виду, что в неё входят и ошибки относительных собственных движений.

### **1.1.3 Оценка параметров кривой вращения по собственным движениям 21 РЗС**

Несмотря на то, что выборка молодых скоплений из таблиц 1-3 крайне немногочисленна, с целью предварительной оценки надёжности собственных движений мы сделали попытку определения по этой выборке основных кинематических параметров кривой вращения Галактики. Для этой цели был использован алгоритм, предложенный в работе Дамбиса и др. (1995), так как это была одна из последних опубликованных работ на момент создания каталога собственных движений РЗС. Для уменьшения числа отыскиваемых параметров из указанной работы были взяты компоненты скорости Солнца относительно подсистемы скоплений ( $U_0 = 10$  км/с,  $V_0 = 13.5$  км/с), а также расстояние от Солнца до центра Галактики 7.1 кпк. Методом наименьших квадратов мы получили следующие оценки параметров кривой вращения: угловая скорость  $\omega_0 = 28 \pm 13$  км/с/кпк, постоянная Оорта  $A = 13 \pm 10$  км/с/кпк. Средний квадрат остаточного отклонения от модели вращения составил  $\delta\mu_1 \approx 0.0066$  "/год. Все эти параметры находятся в неожиданно хорошем согласии с результатами изучения кинематики цефеид, приведёнными в цитируемой работе Дамбиса и др. (1995), хотя получены всего по 21 скоплению. Соплассуется с указанной работой и медианное значение  $\langle \mu_b \rangle \approx -0.003$  "/год, отражающее движение Солнца по  $z$ -координате, а дисперсия  $\delta\mu_b \approx 0.0045$  "/год близка к величине приводимых выше оценок ошибки каталога 4М. Всё это, по нашему мнению, свидетельствует о том, что получаемые по 4-миллионному каталогу абсолютные собственные движения РЗС после тщательного выделения членов вполне могут быть использованы для изучения кинематики диска Галактики, в частности для расчёта кривой вращения.

### **1.1.4 Абсолютные собственные движения 181 молодого скопления**

Целью второго этапа работы было исследование молодых РЗС (с возрастом  $\log(t) \leq 8.3$ ), для которых отсутствовали высокоточные относительные собственные движения и/или оценки вероятности членства звёзд в скоплениях. По этой причине порядок определения их абсолютных собственных движений был иным.

Сначала с помощью базы данных WEBDA (Мермийо, 1992) проводилась идентификация звёзд в окрестностях 181 РЗС, вошедших в каталог 4М, и для всех отождествлённых звёзд определялись компоненты  $\mu_{\text{abs}}$ . После этого выделялись члены скоплений с использованием всей имеющейся в WEBDA информации. В первую очередь применялся фотометрический критерий членства, т.е. учитывалось положение звёзд на диаграмме “цвет-величина” скопления, на которую накладывались эволюционные изохроны Медера, Мене (1991). Возраст скопления, видимый модуль расстояния ( $V-M_V$ ) и избыток цвета  $E_{B-V}$  брались из работы Дамбиса (1999) или Маткина, Локтина (1990). Исходным фотометрическим материалом в основном служили данные фотоэлектрической или ПЗС *UBVRI*-фотометрии, а в случае их отсутствия – фотографической фотометрии. Для некоторых скоплений (например, Markarian 38, Stock 13) в нашем распоряжении имелись только данные *RGU*-фотометрии. В ряде случаев Дамбис (1999) при оценке модуля расстояния по звёздам, испытавшим наибольшие эволюционные отклонения, использовал также данные *uvbyβ*-фотометрии. Как правило, такие данные были получены для наиболее ярких звёзд скопления, численность которых вполне достаточна для вычисления модуля расстояния, но мала для определения надёжного собственного движения скопления. Дополнительно для подтверждения членства в скоплении использовались сведения о спектральной классификации звёзд или их лучевые скорости, если они имелись. Общее число использованных звёзд – членов скоплений составило 2980.

После окончательного выделения членов скоплений для каждого скопления были построены гистограммы распределения собственных движений по прямому восхождению  $\mu_{\text{abs}}(\alpha)$  и склонению  $\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , а затем выведены средние значения этих величин и их ошибки после исключения звёзд с отклонениями от среднего, выходящими за пределы  $3\sigma$ . Полный список исследованных скоплений приведён в таблице 4. В её столбцах даны обозначения скоплений, галактические координаты  $l$  и  $b$ , гелиоцентрическое расстояние  $r$ , абсолютные собственные движения по  $\alpha$  и  $\delta$  и их ошибки, а также число звёзд, по которым вычислялись средние значения  $\mu_{\text{abs}}$  и ошибки. Звёздочками в столбце расстояний помечены скопления, расстояния до которых были взяты из работы Маткина, Локтина (1990). Если собственное движение определено всего по одной или двум звёздам, принадлежащим к исследованному скоплению, то значения  $\mu_{\text{abs}}(\alpha)$  и  $\mu_{\text{abs}}(\delta)$  в таблице 4 приводятся без ошибок. Очевидно, что собственные движения таких скоплений ненадёжны и им следует приписать минимальный вес, соответствующий ошибке каталога 4М, т.е. 0.0045- 0.0060 "/год.

**Таблица 4.** Абсолютные собственные движения 181 молодого РЗС.

Скопление	l	b	г, кпк	$\mu_{\text{abs}}(\alpha)$ , 0.0001"/год	$\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , 0.0001"/год	n
BASEL 10	134.2°	-2.6°	2.11*	-30 ± 22	52 ± 15	6
BASEL 3	111.4	-0.2	2.54*	65 29	-83 32	4
BERKELEY 62	124.0	1.1	1.65	-35 19	-143 30	4
BERKELEY 65	135.8	0.3	3.02*	80	-70	1
BERKELEY 82	46.8	1.6	0.87	-50	-80	2
BERKELEY 86	76.7	1.3	0.79	-93 29	-111 19	7
BERKELEY 94	103.1	-1.2	3.47	-20	15	2
BERKELEY 96	103.7	-2.1	3.16	-20	-60	2
BJURAKAN 2	72.8	1.4	1.45	23 7	-102 13	11
BOCHUM 1	214.5	2.1	3.21	-3 15	-30 10	3
BOCHUM 10	287.1	-0.3	2.09	-125 9	-45 9	13
BOCHUM 11	288.1	-1.0	2.52	-75	-30	2
BOCHUM 13	351.3	-2.5	1.27	-45	-75	2
BOCHUM 14	6.5	-0.6	0.70	40	-80	1
BOCHUM 2	212.1	-1.3	6.43	55	20	2
BOCHUM 4	228.4	1.1	7.14	15 13	-72 18	13
BOCHUM 8	283.2	-1.4	1.22	-153 13	57 13	3
COLLINDER 121	235.4	10.4	0.63	-57 6	-9 9	26
COLLINDER 135	248.8	11.2	0.28*	-91 7	17 8	56
COLLINDER 140	245.2	-7.9	0.35	-140 10	37 12	19
COLLINDER 197	261.7	8.9	1.06	-243 13	188 17	4
COLLINDER 223	286.2	-1.9	2.14	-131 10	-16 6	27
COLLINDER 228	287.5	-1.0	2.29	-103 12	-25 8	26
COLLINDER 258	299.8	2.1	0.86	-88 11	-9 12	9
COLLINDER 359	29.8	12.5	0.31	-41 19	-49 18	8
COLLINDER 394	14.7	-9.0	0.60	6 6	-48 7	29
COLLINDER 96	208.0	-3.4	0.93*	-20 9	-73 9	4
CZERNIK 13	135.7	2.3	3.87*	70	40	1
CZERNIK 20	168.3	1.3	3.56	-55 13	150 26	10
DOLIDZE 25	211.9	-1.3	2.99	88 11	3 12	9

HARVARD 20	56.3	-4.7	1.74	-39	7	-57	7	7
HAFFNER 18	243.1	0.4	4.57	30		-70		1
HAFFNER 19	243.0	0.5	4.09	40		-200		1
HOGG 18	320.8	6.4	1.10	-80	12	-24	9	10
HOGG 10	290.8	0.1	2.51	-132	14	-20	14	5
HOGG 16	307.5	1.3	1.91	-89	13	-75	13	19
HOGG 22	338.6	-1.2	2.40	-20	14	-3	18	6
IC 1848	137.2	0.1	1.90	19	11	-25	15	8
IC 2395	266.6	-3.8	0.66	23	10	-18	10	8
IC 2488	277.8	-4.4	1.08	-46	11	-25	13	8
IC 2581	284.6	0.0	2.17	-97	9	-53	9	11
IC 2944	294.6	-1.4	2.07	-48	6	-24	6	47
IC 4996	75.4	1.3	1.36	19	12	-115	10	34
IC 5146	94.4	-5.5	0.98*	-78	7	53	6	4
KING 12	116.1	-0.1	2.29	3	15	-60	6	3
KING 14	120.7	0.4	2.34*	-45	12	-95	11	14
LYNGA 1	310.9	-0.4	1.93	5		35		2
LYNGA 14	340.9	-1.2	2.33	0	21	-73	19	4
LYNGA 6	330.4	0.3	2.04	-12		-6		1
MARKARIAN 18	269.2	-1.8	1.53	38	3	-42	13	5
MARKARIAN 38	12.0	-0.9	1.71	-12	17	-18	12	6
MARKARIAN 6	134.7	0.0	0.67*	-116	10	-61	15	7
NGC 103	119.8	-1.4	2.75	56	9	-73	10	14
NGC 129	120.3	-2.6	1.56	75	8	-87	7	22
NGC 146	120.9	0.5	2.56*	-48	13	-85	11	12
NGC 1502	143.6	7.6	0.71	-20	6	-2	8	20
NGC 1778	168.9	-2.0	1.55	-8	14	17	19	17
NGC 1893	173.6	-1.7	2.63	-31	14	-114	13	22
NGC 1960	174.5	1.0	1.10	147	10	-82	10	47
NGC 2129	186.6	0.1	1.66	-90	5	-17	4	19
NGC 2169	195.6	-2.9	0.99	-27	7	-98	4	16
NGC 2175	190.2	0.4	1.79	-68	4	-66	16	9

NGC 2232	214.4	-7.7	0.38	-75	6	25	5	25
NGC 2302	219.3	-3.1	1.03	-84	28	-17	26	7
NGC 2323	221.7	-1.2	0.91	-18	6	6	6	49
NGC 2343	224.3	-1.2	0.81	-1	8	-46	7	25
NGC 2345	226.6	-2.3	1.72	23	8	28	6	20
NGC 2362	238.2	-5.5	1.28	-15		-5		2
NGC 2367	235.6	-3.9	2.00	-78	24	-36	49	5
NGC 2384	235.4	-2.4	3.16	-80	17	52	16	11
NGC 2414	231.4	2.0	3.16	-10	8	-36	22	5
NGC 2421	236.2	0.0	2.00	-26	13	-2	9	13
NGC 2422	231.0	3.1	0.42	-96	5	44	4	31
NGC 2439	246.4	-4.4	3.80	-5	26	19	16	14
NGC 2453	243.3	-0.9	2.40	-20	31	14	32	8
NGC 2467	243.1	0.4	1.26	-75	15	24	13	43
NGC 2483	244.7	0.1	2.01	-60	13	-14	13	10
NGC 2546	254.9	-2.0	0.56	-88	5	50	7	122
NGC 2547	264.6	-8.6	0.38	-68	6	7	6	55
NGC 2571	249.1	-3.6	1.12	37	9	69	9	14
NGC 2670	267.5	-3.5	1.01*	-59	10	-6	6	16
NGC 3105	279.9	0.3	6.17	-55		25		2
NGC 3114	283.3	-3.8	0.96	-68	5	21	5	33
NGC 3293	285.9	0.1	2.16	-116	5	-64	6	47
NGC 3324	286.2	-0.2	2.55	-227	35	-95	31	11
NGC 3572	290.7	0.2	2.40	-15	7	-14	6	25
NGC 3590	291.2	-0.2	2.19	-92	11	-14	8	16
NGC 3766	294.1	0.0	1.70	-26	3	-18	4	80
NGC 436	126.1	-3.9	2.59	56	12	-27	11	9
NGC 4439	300.1	2.7	1.56	-115	11	-28	6	6
NGC 4463	300.7	-2.0	1.01	-103	8	12	13	6
NGC 457	126.6	-4.4	2.42	135	13	131	8	17
NGC 4609	301.9	-0.1	1.23	-101	9	-21	7	17
NGC 5138	307.6	3.6	1.57	-119	14	-52	11	17



NGC 5281	309.2	-0.7	1.35	-176	20	-64	18	7
NGC 5606	314.9	1.0	1.80	-93	14	18	9	4
NGC 5617	314.7	-0.1	1.32	-93	40	-121	41	7
NGC 5749	319.5	4.5	0.91	-103	11	-136	10	28
NGC 581	128.0	-1.8	2.61	-20	8	30	9	32
NGC 6025	324.6	-6.0	0.56	-105	5	-111	5	42
NGC 6067	329.8	-2.2	1.74	-104	6	-63	5	34
NGC 6167	335.3	-1.3	0.95	-46	5	-71	5	54
NGC 6178	338.4	1.2	0.88	-12	22	-63	11	6
NGC 6192	340.7	2.1	1.12	-13	11	-49	12	12
NGC 6193	336.7	-1.6	1.19	-14	22	-80	6	5
NGC 6200	338.0	-1.1	2.49	7	8	-6	18	6
NGC 6204	338.6	-1.1	0.86	-30	23	12	19	9
NGC 6231	343.5	1.2	1.41	-35	2	-51	2	96
NGC 6242	345.5	2.4	1.02	-14	2	-23	3	53
NGC 6249	341.6	-1.2	0.96	20	7	-103	5	4
NGC 6250	340.8	-1.8	0.89	31	7	-35	7	15
NGC 6322	345.3	-3.0	1.00	-23	8	-65	8	29
NGC 637	128.5	1.7	2.37*	-23	16	-35	12	6
NGC 6383	355.1	0.1	1.19	72	8	18	5	20
NGC 6396	354.0	-1.9	1.12	40	6	-47	23	3
NGC 6405	356.6	0.46	0.46	-6	4	-23	3	54
NGC 6425	357.9	-1.6	0.76*	1	11	77	9	21
NGC 6514	7.0	-0.3	0.83	55	8	-33	11	63
NGC 6531	7.7	-0.4	1.03	36	7	18	9	29
NGC 6546	7.3	-1.4	0.86	6	5	-40	10	7
NGC 659	129.3	-1.5	2.03*	-76	9	17	8	22
NGC 6604	18.3	1.7	2.40	14	10	24	11	7
NGC 6613	14.2	-1.0	1.13	53	10	-18	6	8
NGC 663	129.5	-1.0	1.82	-88	7	-7	8	34
NGC 6649	21.6	-0.8	1.67	-40	20	0	18	4
NGC 6664	24.0	-0.5	1.26	60	7	-53	7	7

NGC 6694	23.9	-2.9	1.32	31	6	18	8	22
NGC 6704	28.2	-2.2	2.77*	24	10	-54	8	5
NGC 6716	15.4	-9.6	0.58	-25	5	-23	5	4
NGC 6755	38.6	-1.7	1.89	123	17	31	39	8
NGC 6830	60.1	-1.8	1.61	53	7	21	8	22
NGC 6834	65.7	1.2	2.15	-10	18	-60	9	10
NGC 6871	72.6	2.1	1.51	-17	11	-158	10	54
NGC 6910	78.7	2.0	1.43	-93	8	-22	6	33
NGC 7086	94.4	0.2	0.94	79	11	-48	14	13
NGC 7128	97.4	0.4	2.01	230		-10		1
NGC 7160	104.0	6.5	0.68	-24	6	-41	7	26
NGC 7235	102.7	0.8	2.62	-56	10	24	13	9
NGC 7243	98.9	-5.6	0.77	19	6	-30	7	27
NGC 7380	107.1	-0.9	2.56	-97	13	-93	9	6
NGC 744	132.4	-6.2	1.04	-29	11	-89	10	22
NGC 7654	112.8	0.5	1.45	64	8	-11	9	34
NGC 7788	116.4	-0.8	2.29	-1	16	-64	13	7
NGC 7790	116.6	-1.0	2.67	-60	14	-98	21	5
NGC 869	134.6	-3.7	1.87	-15	7	44	8	37
NGC 884	135.1	-3.6	2.00	-15	6	40	6	28
NGC 957	136.2	-2.7	1.72	-5	12	16	10	19
PISMIS 1	255.1	-0.8	2.21*	-43	20	-185	30	4
PISMIS 13	273.2	-0.8	2.21	-45		-115		2
PISMIS 16	277.8	0.7	2.09	-127	17	30	21	3
PISMIS 17	289.5	1.4	4.57	-90		0		1
PISMIS 20	320.5	-1.2	2.45	-172	5	-54	9	5
PISMIS 4	262.7	-2.4	0.57	-41	23	-11	14	7
PISMIS 5	259.4	0.9	0.89	-8		4		1
PISMIS 6	264.8	-2.9	1.72	1	11	19	8	15
ROSLUND 3	58.8	-4.7	1.21*	-69	5	-50	7	10
ROSLUND 5	71.4	0.3	0.44	43	11	8	10	18
RUPRECHT 119	333.3	-1.9	0.96	-36	13	-30	14	8

RUPRECHT 127	352.9	-2.5	1.39	-43	12	-113	12	3
RUPRECHT 18	239.9	-5.0	1.02	-10		60		2
RUPRECHT 44	245.8	0.5	3.89	-83	16	7	6	6
RUPRECHT 55	250.7	0.8	6.79	-50	12	-10	14	6
RUPRECHT 79	277.1	-0.8	3.82	-105	23	-82	23	12
SHER 1	289.6	-0.4	6.00	-70		-20		1
STOCK 13	290.5	1.6	2.04	-142	7	-13	6	42
STOCK 14	295.2	-0.6	2.17	-68	10	16	14	12
STOCK 16	306.1	0.1	1.85	-54	12	-8	4	5
STOCK 8	173.4	-0.2	2.15	-77	23	28	18	9
TRUMPLER 1	128.2	-1.1	2.69	-10.7	23	40	23	3
TRUMPLER 10	262.8	0.6	0.36	-91	4	-10	6	13
TRUMPLER 15	287.4	-0.4	2.19	-145	18	-38	10	8
TRUMPLER 17	288.7	0.4	1.75*	-141	6	-31	7	16
TRUMPLER 18	291.0	-1.4	1.99	-98	9	-60	5	5
TRUMPLER 21	307.6	-0.3	1.13	-123	10	-91	12	7
TRUMPLER 22	314.7	-0.6	1.63*	9	16	-139	27	7
TRUMPLER 24	344.4	1.7	1.41	-72	7	-101	5	112
TRUMPLER 28	356.0	-0.2	1.23	13	4	26	6	7
TRUMPLER 35	28.3	0.0	1.58	-44	7	-37	8	11
TRUMPLER 7	238.3	-3.9	1.35	-83	13	33	11	4
VAN DEN BERGH 1	208.6	-1.8	1.45	-235	6	-68	10	4
VAN DEN BERGH-HAGEN 99	286.6	-0.6	0.43	-181	15	-40	12	15

Приведём некоторые замечания, касающиеся определения собственных движений отдельных скоплений нашей выборки.

BOCHUM 4. На эту же область небесной сферы проектируется скопление Bochum 5 (Моффат, Фогт, 1975). Мы определили  $\mu_{\text{abs}}$  для Bochum 5 по шести звёздам:  $\mu_{\text{abs}}(\alpha) = 0.0104 \pm 0.0031$  "/год,  $\mu_{\text{abs}}(\delta) = -0.0070 \pm 0.0022$  "/год. Видно, что компоненты  $\mu_{\text{abs}}$  для обоих скоплений в пределах ошибок совпадают.

COLLINDER 135. По мнению Клэриа, Кеплера (1980) Collinder 135 не является скоплением. Авторы считают В-звёзды, лежащие в этой области,

вероятными членами ассоциации Puppis-Cancer. В качестве же членов скопления они рассматривают восемь звёзд с малым рассеянием относительно главной последовательности на диаграмме “цвет-величина”. Однако компоненты  $\mu_{\text{abs}}$  этих звёзд, взятые из каталога 4М, очень плохо согласуются друг с другом, и мы определили абсолютное собственное движение Collinder 135 по 56 звёздам в этой области с близкими  $\mu_{\text{abs}}$ . Как следует из таблицы 4, дисперсия собственных движений в этой близкой звёздной группировке близка к 0.007"/год, что соответствует дисперсии тангенциальных скоростей  $\sim 9$  км/с. Эта оценка (разумеется, несколько завышенная за счёт случайных ошибок) не противоречит идее Клэри и Кеплера (1980).

COLLINDER 228. Фейнштейн (1976) определил величины  $UBV$  и модули расстояний ( $V-M_V$ ) для 79 звёзд в этой области. По его мнению, 26 звёзд являются членами скопления Collinder 228, а ещё 22 звезды имеют слишком большие значения ( $V-M_V$ ) и принадлежат к той же группировке, что и скопления Trumpler 14 и Trumpler 16, расположенные несколько дальше. Мы определили средние значения собственных движений для группы, состоящей из 22 звёзд:  $\mu_{\text{abs}}(\alpha) = -0.0109 \pm 0.0010$ "/год,  $\mu_{\text{abs}}(\delta) = -0.0032 \pm 0.0009$ "/год. Эти значения немного лучше согласуются с величинами  $\mu_{\text{abs}}$  для Collinder 228, чем для Trumpler 14 и Trumpler 16 из таблицы 3 ( $\mu_{\text{abs}}(\alpha) = -0.0137 \pm 0.0005$ "/год,  $\mu_{\text{abs}}(\delta) = -0.0022 \pm 0.0005$ "/год), хотя их отличие от двух последних скоплений также нельзя считать значимым.

LYNGA 6. В каталоге 4М найдены значения  $\mu_{\text{abs}}$  для 15 звёзд, лежащих в области скопления. Но членом скопления является, по-видимому, только цефеида TW Nor.

NGC 869, NGC 884. Для определения  $\mu_{\text{abs}}$  в обоих скоплениях были выбраны яркие звёзды ( $V \leq 12.8^m$ ) с фотоэлектрической  $UBV$ -фотометрией.

NGC 2362. В центр скопления проектируется яркая звезда ( $3^m$ ) ближнего фона. Несмотря на то, что в Астрографическом каталоге (Carte du Ciel) есть почти все звёзды с известными величинами  $UBV$  в области скопления, в Каталоге гидировочных звёзд (GSC) они из-за засветки негативов отсутствуют, и, как результат, в каталоге 4М найдены только две звезды на краю скопления, по которым и выведено довольно неуверенное значение  $\mu_{\text{abs}}$  для NGC 2362.

TRUMPLER 24. Сегевисс (1968), изучив скопление по данным  $UBV$ -фотометрии, пришёл к выводу, что оно делится на меньшие группы: Trumpler 24 I, Trumpler 24 II и Trumpler 24 III. Он определил расстояния до каждой из групп, которые равны соответственно 1570, 1630 и 1590 пк. Мы нашли  $\mu_{\text{abs}}$  отдельно для каждой из групп:

Группа	$\mu_{\text{abs}}(\alpha)$ , 0.0001"/год	$\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , 0.0001"/год
Trumpler 24 I	-88 ± 7	-84 ± 6
Trumpler 24 II	-68 ± 7	-112 ± 5
Trumpler 24 III	-71 ± 7	-113 ± 5

Для групп Trumpler 24 II и Trumpler 24 III собственные движения в пределах ошибок совпадают. При вычислении среднего значения  $\mu_{\text{abs}}$  для скопления Trumpler 24 дополнительно к звёздам, принадлежащим к этим трём группам, были использованы звёзды в областях Trumpler 24 NW и Trumpler 24 SE из работы Сегевисса (1968).

### 1.1.5 Кривая вращения подсистемы молодых рассеянных скоплений

Приведём предварительные результаты вычисления параметров кривой вращения молодых РЗС только по собственным движениям. Считая выборки цефеид и близких по возрасту молодых РЗС кинематически подобными, мы можем в первом приближении принять, что компоненты скорости Солнца относительно локального центра цефеид и центра молодых РЗС близки между собой. Используем компоненты скорости, выведенные в работе Дамбиса и др. (1995):  $(U_0, V_0) \approx (10, 13.5)$  км/с. Учитывая, что шкала расстояний цефеид фактически основана на расстояниях молодых РЗС, содержащих цефеиды, примем расстояние Солнца от центра Галактики равным, как и в цитированной работе Дамбиса и др. (1995), 7.1 кпк.

Ограничим дополнительно нашу выборку РЗС минимальным гелиоцентрическим расстоянием от Солнца, равным 500 пк, чтобы избежать влияния на получаемые результаты вращения местного звёздного комплекса, и максимальным расстоянием 6 кпк. Тогда решение уравнений Боттлингера для собственных движений 179 молодых РЗС в рамках чисто круговых движений центров даёт следующие результаты: угловая скорость вращения системы РЗС  $\omega_0 \approx 32.6 \pm 3.2$  км/с/кпк, постоянная Оорта  $A \approx 16.5 \pm 2.8$  км/с/кпк, вторая производная  $d^2\omega/dR^2 \approx 1.45 \pm 0.66$  км/с/кпк. Указанные значения производных угловой скорости (вычисленные только по собственным движениям молодых РЗС) хорошо согласуются с величинами, вычисленными в работе Дамбиса и др. (1995) по лучевым скоростям цефеид. Особо отметим хорошее согласие значений второй производной и тот факт, что лучевые скорости и собственные движения цефеид

дают для неё заметно различающиеся значения (Дамбис и др., 1995). Это, на наш взгляд, свидетельствует о большей точности (в случайном смысле) собственных движений молодых РЗС по сравнению с цефеидами. Мы сравнивали наши результаты с работой Дамбиса и др. (1995), так как это была одна из самых последних публикаций на момент создания нашего каталога собственных движений РЗС. Но наши данные неплохо согласуются и с результатами, полученными в более поздних работах, например, в статье Заболотских и др. (2001) по пространственным скоростям голубых сверхгигантов, долгопериодичных цефеид и молодых рассеянных скоплений.

Дисперсия остаточных уклонений от модели вращения для полной выборки РЗС составляет  $\sigma(\mu_l) \approx 0.0055$  "/год, меньше, чем для выборки цефеид, что также говорит в пользу несколько большей точности собственных движений молодых РЗС, выведенных в данной работе. Дисперсия компонентов собственного движения по галактической широте составила  $\sigma(\mu_b) \approx 0.0046$  "/год. Полное решение кривой вращения по лучевым скоростям и собственным движениям РЗС и других молодых объектов будет дано в последней главе диссертации.

### **1.1.6 Каталог абсолютных собственных движений РЗС**

На третьем этапе работы были определены абсолютные собственные движения оставшихся скоплений, т.е. скоплений с возрастом  $\log(t) > 8.3$ , данные для которых имелись в каталоге 4М. Методика использовалась такая же, как и для исследования 181 РЗС: сначала проводилась идентификация всех звёзд в окрестностях 129 скоплений в каталоге 4М, затем с помощью данных из базы WEBDA (Мермийо, 1992) выделялись члены РЗС, по которым и выводились абсолютные собственные движения скоплений. Итогом работы стало создание однородного каталога абсолютных собственных движений скоплений, содержащего 331 объект. В каталог также вошли поправки к  $\mu_{\text{abs}}(\alpha)$  и  $\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , которые приводят собственные движения РЗС в систему каталога HIPPARCOS и в систему каталога ТУСНО. Для этого использовались общие звёзды каталогов 4М и HIPPARCOS, 4М и ТУСНО в площадках размером  $2^\circ \times 2^\circ$  (в некоторых случаях  $3^\circ \times 3^\circ$ ) вокруг центров скоплений, по которым вычислялись средние медианные разности их собственных движений, взятых из HIPPARCOS и 4М, из ТУСНО и 4М. Среднее число общих звёзд в площадках варьировалось от 100 до 400 объектов. Полная электронная версия этого каталога опубликована на сайте ГАИШ по адресу: <ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/pm/index.htm> и в базе данных WEBDA (Мермийо, 1992) (см. также раздел 5.2.5).

### 1.1.7 Членство звёзд в скоплениях

При изучении звёздных скоплений, особенно рассеянных, очень важным является вопрос о принадлежности звёзд к скоплению. Многие РЗС находятся вблизи галактической плоскости, поэтому на их изображения проецируется большое число звёзд ближнего и дальнего фона. Звёзды фона сильно “загрязняют” диаграммы “цвет-величина” и двухцветные диаграммы скоплений. Если же мы хотим точно определить физические параметры скопления или же исследовать какой-то отдельный объект, расположенный в области скопления, то нам необходимо отделить звёзды скопления от звёзд фона. Это можно сделать разными способами, но, пожалуй, самый надёжный из них – это выделение звёзд скопления по кинематическому критерию, то есть по общности движения членов РЗС в пространстве, так как дисперсия скоростей звёзд внутри типичного РЗС составляет около 1 км/с. Для этого используют собственные движения (как абсолютные, так и относительные) и лучевые скорости звёзд в поле скопления. Так как информация о принадлежности звёзд к скоплению представляет значительный интерес, на том же ftp-сервере в корневой директории <ftp://ftp.sai.msu.ru/pub/groups/cluster/cl/pm/> помимо каталога собственных движений 331 РЗС мы опубликовали архив файлов *member.zip* с перечислением звёзд - членов скоплений, по которым выводились собственные движения (нумерация звёзд дана согласно WEBDA). Напомним, что члены скопления выделялись с использованием всех имеющихся данных: учитывалась вероятность принадлежности звезды к скоплению по собственным движениям и лучевым скоростям, положение на ГР диаграмме и на двухцветных диаграммах, а в отдельных случаях – спектральный класс звезды.

Одно из скоплений, NGC 7063, впоследствии было изучено подробнее. По пластинкам широкоугольного астрографа АФР-1 (масштаб 89.7 "/год) с разностью эпох 30 лет были измерены относительные собственные движения 1065 звёзд в поле этого скопления и выделены его члены (Глушкова, Углова, 1997). Для выделения вероятных членов скопления использовался метод Кинга (1983), учитывающий как распределение звёзд на плоскости ( $\mu_x, \mu_y$ ), так и расстояние их от центра скопления. Полный каталог координат звёзд, относительных собственных движений и их ошибок, а также вероятности принадлежности каждой звезды к скоплению находится по адресу: <ftp://ftp.sai.msu.ru/pub/groups/cluster/cl/ngc7063/>. На рисунке 5 изображены все измеренные нами звёзды в пространстве прямоугольных координат. Чёрными кружками отмечены звёзды с вероятностью принадлежности к скоплению более 80%.

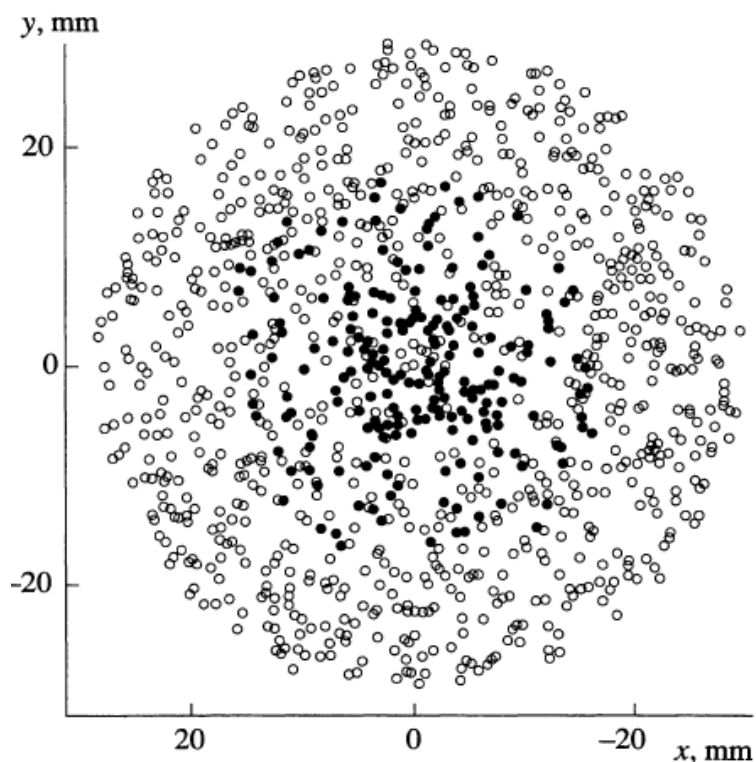


Рис. 5. Положение измеренных звёзд скопления NGC 7063 на координатной плоскости (x,y). Чёрными кружками отмечены звёзды с вероятностями принадлежности к скоплению  $P > 80\%$ .

В следующем разделе, посвященном измерению лучевых скоростей красных гигантов – членов РЗС, будет рассказано также о поиске новых членов скоплений в широких окрестностях NGC 6811 и NGC 1817.

## 1.2 Лучевые скорости

### 1.2.1 Каталог лучевых скоростей рассеянных скоплений.

Всё в той же директории <ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/pm/> в файле *vr.dat* находится каталог лучевых скоростей для 165 РЗС, который явился “побочным продуктом” программы исследования собственных движений рассеянных скоплений, так как при определении членства звезды в скоплении были собраны и использованы все доступные данные, в том числе лучевые скорости звёзд. Средняя лучевая скорость каждого скопления была получена усреднением лучевых скоростей ( $V_r$ ) индивидуальных звёзд – членов скопления. Все  $V_r$  отдельных звёзд были взяты из базы данных WEBDA (Мермийо, 1992). При усреднении учитывались



веса, которые приписывались каждому измерению  $V_r$  в зависимости от авторства работы, в которой опубликованы данные. Заметная доля лучевых скоростей звёзд, взятых из WEBDA, была измерена нами с помощью корреляционного спектрометра ИЛС конструкции А. А. Токовина (1987). Часть наших данных была опубликована в работах Глушковой и Расторгуева (1990, 1991а, 1991б). Эти результаты вошли в кандидатскую диссертацию 1991 г. Основной массив данных – каталог лучевых скоростей 119 молодых рассеянных скоплений (с возрастом меньше  $10^8$  лет) приводится нами в работе по определению кинематических параметров цефеид и молодых РЗС методом статистических параллаксов (Расторгуев и др., 1999). Именно эти данные послужили основой для каталога средних лучевых скоростей скоплений в WEBDA (Мермийо, 1992). Здесь надо отметить, что массовые высокоточные (с точностью лучше, чем 1 км/с) измерения лучевых скоростей звёзд в полях рассеянных скоплений проводились Ж.-К. Мермийо с соавторами из Женевской обсерватории (Швейцария) с использованием прибора CORAVEL (Баранн и др., 1979) и нашей научной группой с помощью ИЛС (Токовинин, 1987). Принцип действия CORAVEL и ИЛС одинаков и основан на корреляции спектра звезды с маской, полученной по эшелюму спектру Арктура (K2III). Баранн и др. (1979) считают, что с помощью CORAVEL лучевые скорости могут быть получены с точностью близкой к  $\pm 1$  км/с для звёзд  $12^m$  и  $13^m$ . Практика показывает, что на ГП могут быть измерены звёзды со спектральными типами позднее F5, для сверхгигантов этот предел будет смещаться в голубую область до приблизительно F0 (Скарф, 1983). По ряду причин (малочисленность линий, наличие эмиссии, доминирование сильных линий водорода и часто встречающееся уширение линий из-за вращения звёзд) нельзя использовать такие приборы для измерения  $V_r$  звёзд ранних спектральных классов. Лучевые скорости были измерены нами в основном для звёзд – красных гигантов (иногда сверхгигантов) в полях РЗС с величиной в фильтре  $V$  ярче  $14^m$ , поскольку эта величина является предельной при работе с корреляционным спектрометром на 1 – 2-метровых телескопах. Наша программа измерений  $V_r$  звёзд РЗС дополняла программу, выполняемую Ж.-К. Мермийо с соавторами. Несколько измерений лучевых скоростей в рамках нашей программы были получены нами с помощью спектрометра CORAVEL на обсерватории Haute-Provence (Франция) в октябре 1993 г.

Как отмечалась выше, основной массив измеренных нами лучевых скоростей в полях РЗС вошёл в кандидатскую диссертационную работу. Затем эта программа была продолжена до её логического завершения, когда с помощью спектрометров CORAVEL и ИЛС были получены высокоточные  $V_r$  всех доступных для измерения с этими приборами звёзд на малых телескопах с диаметром зеркала 0.7 – 2 метра

(Сачков и др., 2001). Нами дополнительно были измерены лучевые скорости красных гигантов в скоплениях NGC 6494, NGC 6694, NGC 6755, NGC 6819 и вычислены средние скорости скоплений. В 7 РЗС были получены ряды измерений  $V_r$  для 11 ярких красных гигантов и сверхгигантов и определены средние лучевые скорости этих звёзд. Кроме того, по стеклянным копиям Паломарского обзора, снятым в синем и красном фильтрах, были найдены красные звёзды в широких окрестностях скоплений NGC 6811 и NGC 1817. Для всех этих звёзд были измерены лучевые скорости с помощью ИЛС (NGC 6811) и CORAVEL (NGC 1817), выделены члены скоплений по близости их  $V_r$  к средней скорости скоплений и положению звёзд на диаграммах “цвет-величина”, найдены размеры скоплений. Ряд наших измерений лучевых скоростей звёзд в полях РЗС не вошли ни в одну публикацию, они были добавлены в базу данных WEBDA (Мермийо, 1992) в виде частного сообщения. Например, для скопления NGC 6633 в WEBDA доступно 37 индивидуальных измерений для 17 звёзд, полученных нами с помощью ИЛС.

### 1.2.2 Лучевые скорости скоплений NGC 6494, NGC 6694, NGC 6755 и NGC 6819

С помощью корреляционного спектрометра конструкции Токовина (1987) нами были измерены лучевые скорости звёзд в полях четырёх рассеянных скоплений NGC 6494, 6694, 6755 и 6819. Наблюдения проводились на телескопе “Цейсс-1000” Симеизской международной обсерватории.

В таблице 5 приводятся сведения об исследованных скоплениях: расстояние до скопления  $d$ , логарифм возраста  $\log(t)$  и число измеренных звёзд. В программу наблюдений вошли звёзды, которые располагаются в области красных гигантов на диаграмме “цвет-величина” скопления.

**Таблица 5.** Сведения об исследованных скоплениях.

Скопление	RA J2000	DEC J2000	$d$ , pc	$\log(t)$	$n$
NGC 6494	17 <sup>h</sup> 57 <sup>m</sup> 04 <sup>s</sup>	-18° 59' 02"	630	8.48	6
NGC 6694	18 45 18	-09 23 00	1600	7.93	6
NGC 6755	19 07 49	+04 16 00	1420	7.72	11
NGC 6819	19 41 18	+40 11 12	2360	9.20	14

Индивидуальные измерения звёзд приведены в таблице 6, где столбец 1 – номер звезды по каталогу фотометрических величин из Вашингтонского атласа (Хоуг и др., 1961), причём значок  $a$  означает, что номер приводится по

дополнительному каталогу в конце атласа (для скопления NGC 6819 номера звёзд взяты из работы Сандерса (1972б)); 2 – юлианская дата наблюдения; 3, 4 – лучевая скорость и её ошибка.

В скоплении NGC 6494 измерено шесть звёзд. Все они лежат в области красных гигантов на диаграмме “цвет-величина” (Хоуг и др., 1961). Сандерс и Шрёдер (1980) измерили собственные движения звёзд в этом скоплении и определили вероятности принадлежности к нему каждой звезды ( $P$ ). В таблице 7 приведены значения  $P$  из работы Сандерса, Шрёдера (1980), а также средние лучевые скорости для каждой из измеренных нами звёзд. Видно, что по лучевым скоростям и по собственным движениям к членам скопления можно отнести звёзды 6, 4а, 9а и 12а. По ним и была получена средняя скорость скопления:  $(-8.6 \pm 0.4)$  км/с.

Первую оценку скорости скопления NGC 6694 сделал Хейфорд (1932), измеривший  $V_r$  звезды HD 173348 (звезда 1 по каталогу Хоуга и др., 1961). Её скорость +4 км/с была приписана и самому скоплению. Хейфорд исключил из рассмотрения как не принадлежащие скоплению те звёзды, которые находились сравнительно далеко от его центра. На основании этого критерия он считал звезду HD 173348 членом скопления. Однако на диаграмме ( $V$ ,  $B-V$ ) она лежит на продолжении главной последовательности выше точки поворота. Собственные движения звёзд в области скопления NGC 6694 измерил Латыпов (1975). В последующей работе (Латыпов, 1978) он также определил вероятности принадлежности звёзд к скоплению тремя методами (Эббигхаузена, Василевскиса и Сандерса), в том числе и для трёх звёзд нашей выборки – 3, 2а и 8а (звёзды 259, 315 и 252 по каталогу Латыпова). Все они являются членами скопления согласно каждому из трёх применявшихся критериев. В работе Латыпова (1975) измерены собственные движения и оставшихся трёх звёзд из нашего списка, но не определены вероятности их принадлежности к скоплению. Из сравнения величин  $\mu_x$ ,  $\mu_y$  для этих звёзд со значениями относительного собственного движения скопления NGC 6694 (Латыпов, 1978) можно заключить, что согласно критерию Эббигхаузена, лишь звезда 11а является членом скопления, а звёзды 3а и 9а ему не принадлежат. Звезду HD 173348 также нельзя считать членом скопления по собственному движению. По положению на диаграмме “цвет-величина” к членам скопления можно отнести звёзды 2а и 3а (Хоуг и др., 1961). Соуэлл (1987) считает, что звезда 3а принадлежит к членам скопления по фотометрическим данным, и рассматривает её в качестве вероятного кандидата на постасимптотическую ветвь. Что касается лучевых скоростей, то близкие значения  $V_r$  обнаруживают звёзды 2а и 3а. Их мы и считали вероятными членами скопления, а скорость скопления NGC 6694 равной  $(-9.2 \pm 0.5)$  км/с.

**Таблица 6.** Индивидуальные лучевые скорости звёзд.

Звезда	JD (hel) 244...	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с	Звезда	JD (hel) 244...	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с
NGC 6494				2a	8470.345	-7.8	0.7
6	8015.383	-8.5	0.5		8797.447	-9.0	0.4
	8449.331	-8.5	0.6		8836.396	-10.0	0.4
	8475.299	-8.8	0.4	3a	8427.477	-10.1	0.6
	8798.428	-8.8	0.4		8470.355	-9.4	0.8
	8836.315	-9.3	0.4		8797.466	-10.0	1.6
3a	8798.457	-36.1	0.6		8836.415	-8.9	1.4
	8836.362	-35.4	0.4	8a	8470.394	-30.3	1.4
4a	8015.379	-10.3	0.5	9a	8470.417	-38.4	1.3
	8449.343	-8.5	0.4	11a	8471.417	-21.4	2.2
	8475.313	-7.9	0.4	NGC 6755			
	8798.436	-8.4	0.5	2	8814.363	4.2	0.7
	8836.307	-8.9	0.4		8798.520	2.3	0.8
9a	8015.391	-8.9	0.4	1a	8104.349	-54.3	0.5
	8449.381	-8.3	0.6		8445.418	-54.2	0.3
	8475.330	-7.7	0.6		8797.483	-54.7	0.4
	8798.418	-9.0	0.4	2a	8104.363	18.8	0.6
	8836.325	-8.5	0.5		8453.308	19.1	0.4
12a	8015.386	-9.2	0.5		8797.494	18.7	0.4
	8449.373	-8.2	0.5	3a	8104.374	12.2	1.1
	8475.321	-7.4	0.4		8452.326	9.3	0.5
	8798.410	-8.8	0.6		8797.515	10.6	0.6
	8836.336	-8.5	0.6	9a	8443.367	-22.6	1.3
21a	8015.395	11.9	0.4		8445.427	-23.7	1.2
	8449.358	11.8	0.4		8797.530	-23.7	0.9
	8475.306	12.1	0.4	11a	8443.382	24.4	1.0
	8798.445	12.0	0.5		8453.362	25.5	0.7
	8836.350	11.2	0.5		8798.488	26.2	1.1
NGC 6694				12a	8104.388	27.7	1.7

3	8470.372	-17.7	1.3		8445.377	25.9	1.1
2a	8427.488	-8.9	0.5		8798.506	25.1	1.0
Звезда	JD (hel) 24...	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с	Звезда	JD (hel) 24...	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с
NGC 6755				NGC 6819			
22a	8453.343	49.7	1.3	108	8437.512	5.5	0.9
23a	8453.414	24.6	1.1		8811.523	5.3	0.6
	8838.358	25.8	3.0	110	8437.519	0.2	0.9
26a	8453.457	28.8	1.5		8811.507	-0.5	0.6
17a	8453.484	3.9	0.8	115	8814.407	-7.8	0.8
	8836.444	3.7	0.9		8837.390	-14.3	1.2
NGC 6819				134	8437.528	2.2	0.9
78	8437.477	3.5	0.7		8810.514	-0.2	0.9
	8477.379	2.0	0.6		8813.404	1.6	0.7
	8811.378	1.9	0.9	141	8438.504	2.4	0.9
79	8437.505	4.0	0.8		8810.501	2.2	0.8
	8477.39	1.9	0.5		8813.443	0.8	1.0
	8811.378	1.9	0.9	145	8438.516	2.3	1.1
	8437.505	4.0	0.8		8813.458	0.3	0.8
	8477.389	1.9	0.5		8837.405	-1.9	2.1
	8811.396	2.2	0.7	152	8437.466	6.4	0.8
83	8437.487	-37.7	0.8		8477.399	5.1	0.6
	8811.415	-38.8	0.7		8810.469	6.6	0.7
93	8437.496	3.4	0.8	161	8437.458	10.2	0.8
	8477.368	3.8	0.7		8477.357	9.0	0.6
	8811.446	4.6	1.0		8810.454	7.9	1.0
94	8438.490	5.2	1.9		8810.484	7.5	0.9
	8810.532	3.9	1.5	187	8813.375	4.6	0.5
	8813.423	2.3	1.5		8837.370	5.0	0.8

**Таблица 7.** Средние лучевые скорости и вероятности принадлежности к скоплению звёзд NGC 6494.

Звезда	P	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с
6	0.98	-8.8	0.3
3a	0.96	-35.8	0.5
4a		-8.8	0.9
9a	0.97	-8.5	0.5
12a	0.98	-8.4	0.7
21a	0.00	11.8	0.4

В скоплении NGC 6755 измерены лучевые скорости 11 звёзд (см. таблицу 8). По положению на диаграмме ( $M_V$ ,  $(B-V)_0$ ) (Кьельдсен, Франдсен, 1991) членами скопления могут быть звёзды 3a, 11a, 12a, 17a, 22a, 23a и 26a. В работах Латыпова (1973, 1978) определены относительные собственные движения в области скопления NGC 6755 и выделены звёзды, принадлежащие к скоплению. Все звёзды нашей выборки, за исключением звёзд 22a и 26a, изучены в работе Латыпова (1973). Членами скопления по собственным движениям являются звёзды 2, 12a, 17a, 23a (они отмечены буквой *m* в таблице 8, буквами *nm* отмечены звёзды, не принадлежащие к скоплению).

**Таблица 8.** Средние лучевые скорости и вероятности принадлежности звёзд к скоплению NGC 6755.

Звезда	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с	$\mu$
2	-3.3	1.3	nm
1a	-54.3	0.3	nm
2a	18.9	0.2	nm
3a	10.7	1.4	nm
9a	-23.3	0.6	nm
11a	25.4	0.9	nm
12a	26.2	1.3	m
17a	3.8	0.1	m
22a	49.7	1.3	
23a	25.2	0.8	m
26a	28.8	1.5	

Средняя скорость скопления выведена по трём звёздам, которые мы считаем наиболее вероятными членами скопления (11а, 12а и 23а):  $(25.6 \pm 0.6)$  км/с. Звезду 26а также можно рассматривать как возможный член скопления NGC 6755.

В скоплении NGC 6819 измерены лучевые скорости 14 звёзд (таблица 9). На диаграмме “цвет-величина” все они лежат на ветви красных гигантов (Пургатофер, 1966), кроме звезды 161, изменяющей свой блеск (Линдофф, 1972). Сандерс (1972б) измерил собственные движения 189 звёзд в области этого скопления. Вероятности  $P$  – принадлежности звёзд к скоплению приводятся в таблице 9. Номера звёзд даны по списку Сандерса (1972б), “*var*” означает, что лучевая скорость звезды переменна. Среди звёзд с постоянной лучевой скоростью членами скопления как по лучевым скоростям, так и по собственным движениям являются звёзды 93, 94, 108, 152, 187. По ним получена средняя скорость скопления:  $(4.8 \pm 0.9)$  км/с.

**Таблица 9.** Средние лучевые скорости и вероятности принадлежности звёзд к скоплению NGC 6819.

Звезда	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с	$P$
78	2.5	0.9	0.92
79	var		
83	-38.2	0.8	0.78
93	3.9	0.6	0.89
94	3.8	1.4	0.82
108	5.4	0.1	0.91
110	-0.2	0.5	0.72
115	var		0.00
134	var		0.69
141	1.8	0.9	0.83
145	var		0.01
152	6.0	0.8	0.64
161	var		0.38
187	4.8	0.3	0.85

В таблице 10 приведены измеренные нами средние лучевые скорости и их ошибки для четырёх исследованных скоплений. Позднее Мермийо и др. (2008) опубликовали результаты многолетних измерений красных гигантов в РЗС северного и южного неба с помощью CORAVEL.

**Таблица 10.** Средние лучевые скорости исследованных скоплений.

Скопление	$V_r$ , км/с	$\sigma$ , км/с	$V_{r\_Мерм}$ , км/с	$\sigma_{Мерм}$ , км/с
NGC 6494	-8.6	0.4	-8.18	0.18
NGC 6694	-9.2	0.5	-9.10	0.83
NGC 6755	25.6	0.6	26.63	0.05
NGC 6819	4.8	0.9	---	---

Авторы получили оценку средних лучевых скоростей скоплений с высокой точностью. В двух последних столбцах таблицы 10 приведены скорости скоплений из работы Мермийо и др. (2008). Полученные нами скорости хорошо согласуются с результатами Мермийо и др. (2008).

### 1.2.3 Исследование рассеянного звёздного скопления NGC 6811

Впервые *UBV* величины 377 звёзд в области рассеянного скопления NGC 6811 ( $\alpha_{2000} = 19^h37.3^m$ ,  $\delta_{2000} = +46^\circ23'$ ) были измерены Линдофом (1972). Причём, только для 20 звёзд определены фотоэлектрические величины, остальные были исследованы по фотопластинкам. Линдоф (1972) нашёл, что расстояние до скопления составляет 1100 пк, а его возраст равен  $5 \cdot 10^8$  лет. Фотографические наблюдения 2000 звёзд ярче  $15.2^m$  в широких окрестностях NGC 6811 получены Бархатовой и др. (1978а). По этим данным было определено расстояние до скопления – 1150 пк (Бархатова и др., 1978б). Согласно кривой распределения видимой плотности звёзд, радиус центральной области NGC 6811 составляет  $10'$ , а корона скопления прослеживается до  $20'$ . Возраст скопления оценивается в  $8 \cdot 10^8$  лет. В фотометрическом каталоге звёзд, измеренных в Вильнюсской системе *UPXYZVS* (Страйжис, Казлаускас, 1993), приводятся данные для 91 звезды в области скопления NGC 6811. По фотометрическим данным авторами определены спектральные типы и классы светимости звёзд. Сандерс (1971) измерил относительные собственные движения 296 звёзд в центральной области скопления и выделил 97 вероятных членов. Дисперсия собственных движений членов скопления составила  $0.0007''/\text{год}$ . Высокоточные лучевые скорости 10 красных звёзд в NGC 6811 получены Мермийо и Майором (1990). Средняя скорость, выведенная по 3 членам скопления, составила  $(+7.14 \pm 0.15)$  км/с. Впоследствии Мермийо и др. (2008) уточнили среднюю  $V_r$  скопления:  $(+7.28 \pm 0.19)$  км/с.

Целью нашей работы было выделение красных гигантов, принадлежащих короне скопления, по близости их лучевых скоростей к средней скорости скопления и уточнение размеров NGC 6811. Кроме того, представлялось



актуальным измерить фотоэлектрические  $UBVR$  величины звёзд – вероятных членов скопления и уточнить физические параметры скопления.

Так как лучевые скорости измерялись с помощью спектрометра ИЛС (Токовинин, 1987), то для исследования из каталога Бархатовой и др. (1978а) были выбраны звёзды, которые на диаграмме ( $V, B-V$ ) скопления лежали в области красных гигантов и могли быть членами скопления, т.е. имели величины  $V < 12.5^m$  и цвета  $(B-V) > 0.70^m$ . Кроме того, по имеющимся в ГАИШ стеклянным копиям Паломарского обзора, снятым в двух фильтрах – синем ( $O$ ) и красном ( $E$ ) – с помощью блинк-компаратора, были выделены все красные звёзды примерно в той же области неба с диаметром  $40'$ . Затем был составлен общий список вероятных красных гигантов в области скопления, за исключением тех звёзд, которые уже были измерены в работе Мермийо и Майора (1990). Таких объектов оказалось 100. Измерения лучевых скоростей этих звёзд в течение 1993 – 1997 гг. проводились на телескопе “Цейсс-1000” Симеизского отделения КрАО. Наряду со звёздами скопления, регулярно измерялись  $V_r$  девяти звёзд – стандартов лучевых скоростей, рекомендованных МАС (Майор, Морис, 1985). Для 40 звёзд предварительного списка не удалось получить лучевые скорости ввиду их слабости или отсутствия корреляционного профиля. Всего было выполнено 191 одно измерение лучевых скоростей 60 красных звёзд. Одно измерение  $V_r$  звезды номер 5 было получено с помощью спектрометра CORAVEL на 1-м швейцарском телескопе обсерватории Haute-Provence (Франция) совместно с Ж.-К. Мермийо. На рисунке 6(а,б) дана карта для отождествления 51 исследованной звезды: рисунок сделан по пластинке E №283 Паломарского обзора. Западный край изученной области не попал на пластинку №283, но все десять оставшихся звёзд можно найти на рис.3-5 в работе Бархатовой и др. (1978а).

Полный каталог измеренных лучевых скоростей (файл *catvr*) доступен по адресу: <ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/ngc6811/>.

Так как  $V_r$  скопления составляет  $+7.28$  км/с (Мермийо и др., 2008), то 49 из 60 измеренных звёзд, по-видимому, не являются членами NGC 6811 на основании их лучевых скоростей.

В таблице 11 приводятся результаты измерений всех звёзд. В столбцах даны: номер звезды согласно рис. 5а и 5б, номер звезды по каталогу Бархатовой и др. (1978а),  $V_r$  – средняя лучевая скорость звезды в км/с,  $\sigma_{v_r}$  – среднеквадратичная ошибка  $V_r$  в км/с,  $P(\chi^2)$  – вероятность того, что  $\sigma_{v_r}$  обусловлена случайными ошибками, а не переменностью лучевой скорости (Дюкенуа и др., 1991),  $n$  – число измерений.

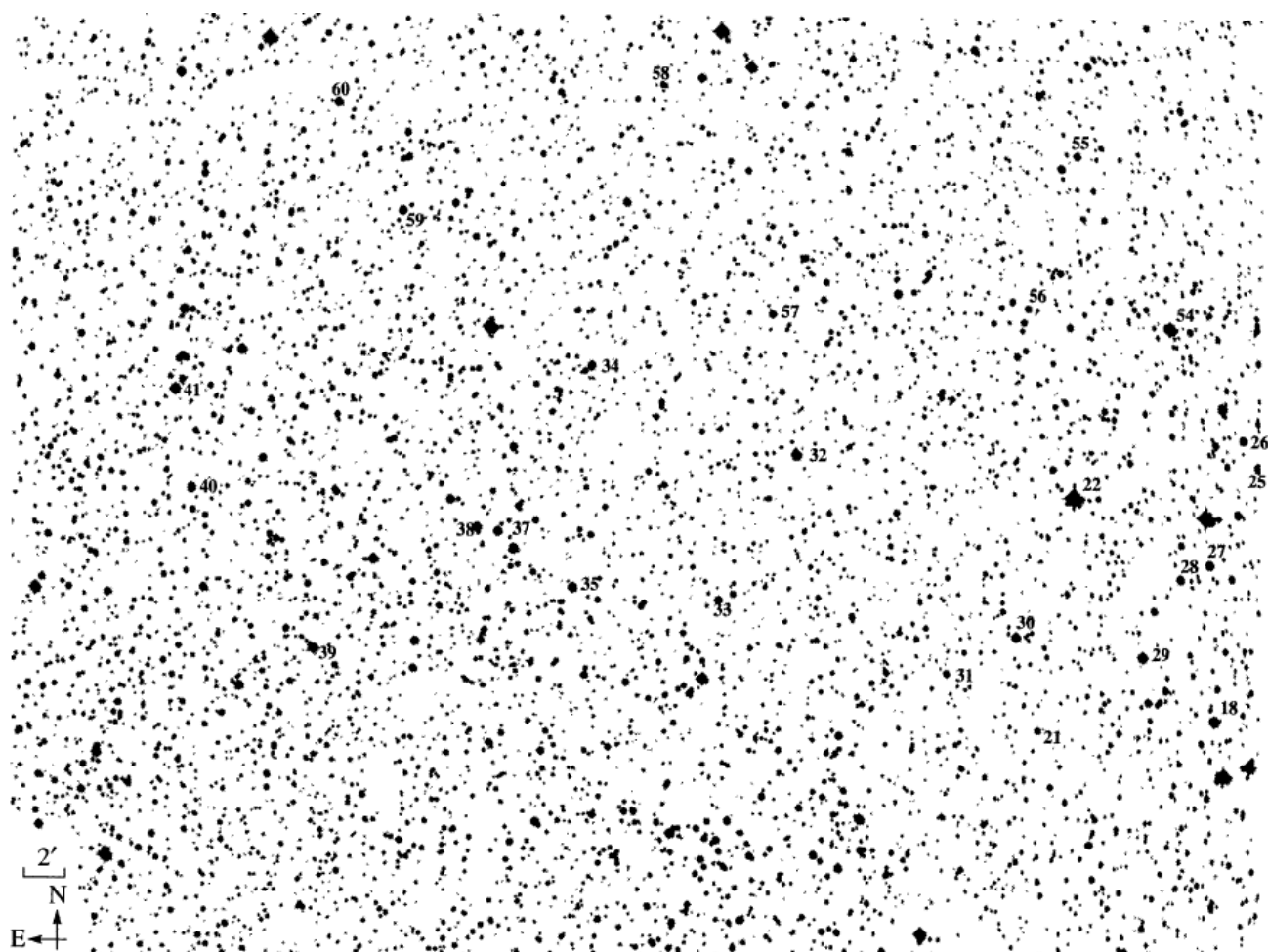


Рис. 6а. Карта скопления NGC 6811. Приводится по пластинке Паломарского обзора Е №283: (а) — северная половина.

Значение  $P(\chi^2)$  посчитано для звёзд с числом измерений больше двух. Скорости пяти звёзд (4, 17, 24, 30, 32), по-видимому, переменны:  $P(\chi^2)$  для них меньше 0.15. Кроме того, звезда 22, которая была измерена дважды, также обнаруживает переменную  $V_r$ . Две звезды – 7 и 9 имеют по одному измерению скорости, но значения  $V_r$  далеки от средней скорости скопления, в столбце 4 таблицы 11 для этих звёзд вместо среднеквадратичных ошибок приводятся ошибки измерения. Звезда 51, скорее всего, является спектрально-двойной, SB2, так как в 1994 г. были измерены скорости двух компонентов. Однако впоследствии из-за условий наблюдений удалось получить только одно измерение  $V_r$ . Средняя скорость 10 звёзд близка к скорости скопления. В примечании такие звёзды отмечены значком *m*. Все эти звёзды можно рассматривать как вероятные члены NGC 6811. Наибольшие сомнения в принадлежности к скоплению вызывают звёзды 28 и 39. Скорость звезды 28 в течение 1533 суток наблюдений неуклонно увеличивалась с 9 до 17 км/с. Пять измерений  $V_r$  для звезды 39 получены в течение

1138 суток. Сначала наблюдалось увеличение скорости почти на 3 км/с, затем уменьшение на 4 км/с, и последние два года наблюдений скорость звезды оставалась постоянной в пределах ошибок измерений (+10 км/с).

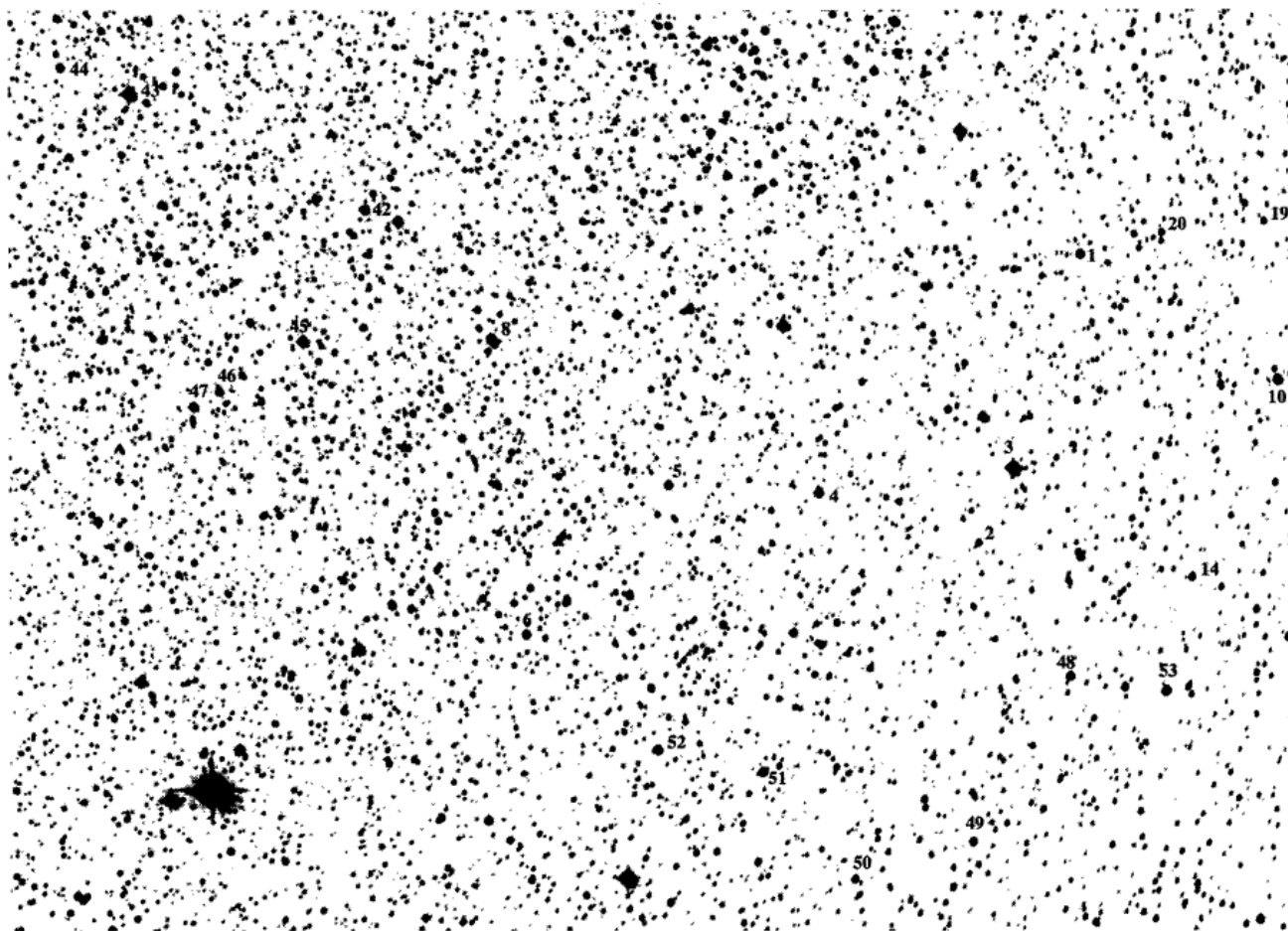


Рис. 6(б). Карта скопления NGC 6811. Приводится по пластинке Паломарского обзора E №283: (б) — южная половина.

Лучевая скорость звезды 56 показывает самый большой разброс значений: от -28 до +18 км/с. Причём в 1996 г. одновременно были измерены положения двух минимумов на корреляционной кривой. Скорее всего, это – спектрально-двойная звезда с линиями двух компонентов в спектре, но, так как она довольно слабая (её видимая величина  $11.97^m$ ), не удалось повторно измерить скорость второго компонента. Интересное изменение  $V_r$  наблюдается у звезды 14. Из пяти значений четыре почти совпадают в пределах ошибок измерений и имеют среднюю величину  $(+7.6 \pm 0.4)$  км/с, что близко к скорости скопления. Однако в 1996 г. у этой звезды наблюдалась скорость -13.3 км/с; если это не ошибка в отождествлении, то звезда – спектрально-двойная.

**Таблица 11.** Средние лучевые скорости звёзд скопления NGC 6811.

Звезда	№ (Бархатова и др., 1978а)	$V_r$ , км/с	$\sigma_{V_r}$ , км/с	$P(\chi^2)$	n	примечания
1	1001	-62.4	0.6	0.77	3	
2	2021	-13.7	0.4		2	
3		-14.5	0.1			
4		-16.0	1.3	0.07	3	var
5	2075	5.8	1.1	0.10	8	var, m
6	2106	-10.2	0.7		2	
7	2107	20.6	0.9		1	
8	2114	-67.3	0.6	0.64	4	
9	3006	78.7	2.4		1	
10		-52.2	0.4		2	
11	3031	-16.7	0.2		2	
12	3036	-18.0	0.7		2	
13	3060	-25.8	0.9		2	
14	3097	3.4	9.4	0.00	5	var, m
15	4002	-9.2	1.2		2	
16	4022	-40.6	0.4	0.86	4	var
17	4027	-2.2	3.3	0.00	3	var
18	4061	-25.8	1.0	0.46	4	
19	4064	-19.2	2.4		2	
20	4093	-5.9	1.1		2	
21	4105	-22.2	0.6		2	
22		-81.7	1.3		2	
23	5042	-23.0	0.7	0.81	5	
24	5046	-14.6	3.5	0.00	3	var
25	5063	-6.7	1.2	0.22	3	
26	5065	-15.9	0.8	0.49	3	
27	5073	-8.3	0.5	0.82	3	var
28	5081	13.2	2.8	0.00	7	var, m
29	5086	-17.0	0.2	0.96	4	

30	6009	-7.7	1.1	0.12	3	var
31	6021	-8.9	1.3	0.26	3	
32	6054	-4.4	1.2	0.08	3	var
33	6070	6.5	0.8	0.55	9	m
34	6090	-40.4	0.6	0.86	3	
35	6098	-23.3	0.1	0.99	3	
36	6116	-49.6	0.7		2	
37	6123	-70.9	0.8		2	
38	6129	-73.7	0.9		2	
39	7034	11.8	1.8	0.02	5	var, m
40	7064	-14.7	0.1		2	
41	7070	-38.7	0.4	0.90	3	
42	8019	-20.4	0.1	0.99	3	
43		2.3	0.5	0.85	6	
44	8084	-17.2	0.4		2	
45	9038	-163.1	1.1		2	
46	9055	-22.9	1.2		2	
47	9059	6.5	0.7	0.61	7	m
48	11005	-14.8	0.4		2	
49	11022	-6.9	0.6		2	
50	11044	-54.0	0.6		2	
51a	11062	-71.0	2.0		2	SB
51b	11062	14.3	1.3		1	
52	11086	-57.7	0.6		2	
53	12056	8.1	0.9	0.31	5	m
54		-17.6	1.0		2	
55	14040	-20.2	1.3		2	
56	15003	6.1	15.4	0.00	7	var, m
57	15060	7.0	5.5	0.00	5	var, m
58	15072	-21.6	0.6	0.83	3	
59	17011	7.4	1.3	0.11	4	var ? m
60	17021	-26.0	0.5		2	

Из десяти звёзд только для трёх (33, 47 и 53) лучевая скорость постоянна с большой степенью вероятности, больше 30%; причём их средние скорости совпадают в пределах ошибок измерения с  $V_r$  скопления.

Для того, чтобы подтвердить членство звёзд в скоплении, выделенных по лучевым скоростям, а также уточнить физические параметры NGC 6811, было предпринято фотометрическое исследование скопления. Несмотря на то, что изучение РЗС по данным многоцветной фотометрии будет обсуждаться в главе 4, мы, для полноты картины, поместили все результаты исследования NGC 6811 в одном разделе. Для измерений были взяты те звёзды из работы Сандерса (1971), вероятность принадлежности которых к скоплению оказалась больше 35%, и те красные звёзды из нашего списка, лучевые скорости которых были близки к скорости скопления. В этот список были добавлены звёзды, выбранные с помощью блинк-компаратора и не имеющие никаких определений блеска.

Фотоэлектрические  $UBVR$  величины 117 звёзд были измерены В.М. Батыршиновой и М.А. Ибрагимовым на телескопе “Цейсс-600” высокогорной Майданакской экспедиции АИ АНРУз (Глушкова и др., 1999а). Полный каталог фотометрических данных, включая среднеквадратичные ошибки измерений и спектральные классы из работы Страйжиса и Казлаускаса (1993), находится в файле *catubvr* по адресу <ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/ngc6811/>. По 79 общим звёздам было определено отличие измеренных нами величин  $V$  от тех, которые приведены в каталоге Страйжиса и Казлаускаса (1993): оно в среднем составило  $(-0.01 \pm 0.04)^m$ . Для 71 звезды, имеющей показатель цвета  $(B-V) < 0.8^m$ , было выполнено линейное преобразование показателей  $(X-Y)$ ,  $(Y-Z)$ ,  $(Z-V)$  вильнюсской системы в показатель  $(B-V)$ . Среднее отклонение между измеренными и вычисленными величинами  $(B-V)$  равно  $(0.00 \pm 0.04)^m$ .

На рисунке 7 показана диаграмма  $(V, B-V)$  для всех измеренных звёзд. Здесь же изображена изохрона, соответствующая возрасту  $7 \cdot 10^8$  лет и солнечному химсоставу. При подборе изохроны рассматривались эволюционные модели звёзд с различным химсоставом, учитывающие проникающую конвекцию, из работы Шаллера и др. (1992) и канонические модели Каstellани и др. (1992). На диаграмме хорошо виден кламп (от англ. *clump*) – сгущение звёзд у основания петли на ветви красных гигантов, соответствующее стадии горения гелия в центральной части звезды. Именно в этой области диаграммы расположены три красных гиганта, которые Мермийо и Майор (1990) отнесли к членам скопления по результатам измерений лучевых скоростей. Нам не удалось подобрать изохрону из работы Шаллера и др. (1992), хорошо согласующуюся с диаграммой скопления. Наилучшим образом видимые на диаграмме  $(V, B-V)$  положения звёзд, как в области клампа, так и на главной последовательности, описывает изохрона с

возрастом  $7 \cdot 10^8$  лет, рассчитанная Кастеллани и др. (1992). Модуль расстояния, найденный путём совмещения главной последовательности скопления с этой изохроной равен  $(10.42 \pm 0.03)^m$ , а избыток цвета  $E(B-V) = (0.12 \pm 0.02)^m$ . Оценка ошибок определения  $(m-M)$  и  $E(B-V)$  получена следующим образом. Подбирались изохроны, которые ещё удовлетворительно описывали положение звёзд скопления на  $(V, B-V)$  диаграмме, и находились соответствующие им значения модуля расстояния и избытки цвета.

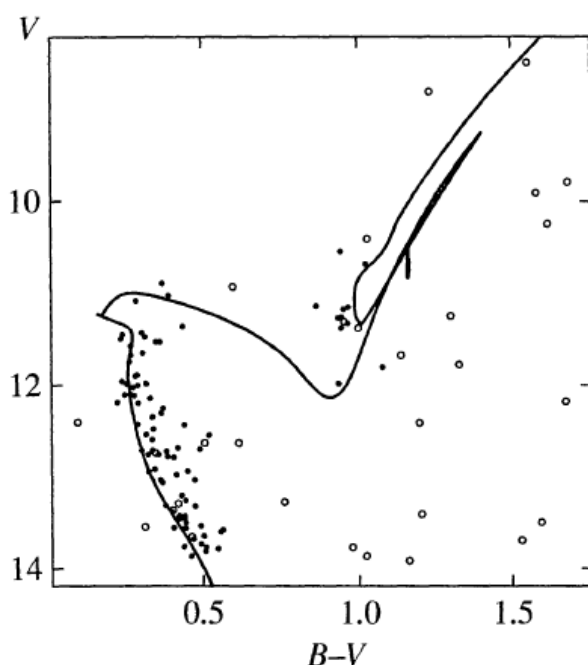


Рис. 7. Диаграмма «цвет-величина» NGC 6811. Точки — вероятные члены скопления, светлые кружки — звёзды фона, сплошная линия — изохрона с возрастом  $7 \cdot 10^8$  лет.

По разбросу значений  $(m-M)$  и  $E(B-V)$  и были посчитаны среднеквадратичные ошибки. Кастеллани и др. (1992) нашли, что для скоплений старше  $5 \cdot 10^8$  лет сгущение звёзд на ветви гигантов расположено на одном и том же уровне относительно оси координат для разных изохрон. В качестве оценки абсолютной величины  $M_V$  звёзд нижней огибающей клампа авторы приводят значение  $(0.85 \pm 0.01)^m$ . Для скопления NGC 6811 величины звёзд клампа заключены в пределах  $11.16^m < V < 11.38^m$ , следовательно, модуль расстояния для них равен  $10.53^m$ , что практически совпадает с нашей оценкой.

По двухцветной диаграмме также был найден избыток цвета  $E(B-V)$ . Для значений  $E(B-V)$  от  $0.1^m$  до  $0.2^m$  с шагом  $0.01^m$  строились линии нормальных цветов отдельно для гигантов и карликов, смещенные вдоль линий поглощения, индивидуальных для каждого спектрального подкласса. Наилучшее согласие с

наблюдениями было достигнуто при значении избытка цвета равном  $0.13^m$ .

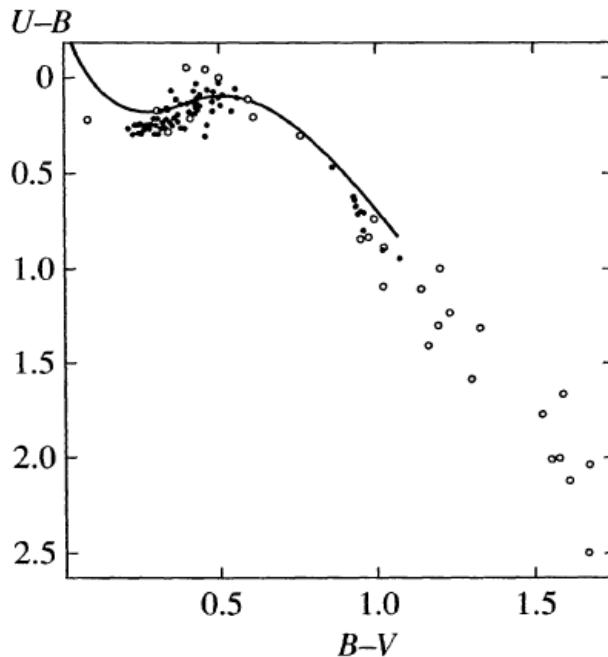


Рис. 8. Двухцветная диаграмма для звёзд в поле NGC 6811. Точки – вероятные члены скопления, светлые кружки – звёзды фона, сплошная линия – ИПП из работы Страйжиса (1977).

На диаграмме  $(U-B, V-R)$  наилучшая аппроксимация наших данных линией нормальных цветов получается также для значения  $E(B-V) = 0.13^m$ , с учётом того, что  $E(B-V)/E(V-R) = 1.14$ . Таким образом, значение избытка цвета  $E(B-V)$ , полученное по двухцветной диаграмме, совпадает в пределах ошибок с тем, которое определено методом подбора изохрон. Положение измеренных нами звёзд на двухцветной диаграмме  $(U-B, B-V)$  изображено на рисунке 8. Здесь также показана линия нормальных цветов для  $V$  класса светимости (Страйжис, 1977), соответствующая  $E(B-V) = 0.13^m$ . Все звёзды, имеющие  $(U-B) > 1.00^m$ , не являются членами скопления и на диаграмме  $(V, B-V)$  расположены правее изохроны с возрастом  $7 \cdot 10^8$  лет.

Из шести красных звёзд, выбранных для измерений с помощью блинк-компаратора, три звезды – 54, 10 и 43 имеют слишком большие показатели цвета  $(B-V)$  и не попадают на изохрону скопления на диаграмме “цвет-величина”. Показатели цвета  $(U-B)$  и  $(V-R)$  для этих звёзд также слишком большие, чтобы эти звёзды были членами скопления. Звезда 22 на диаграмме  $(V, B-V)$  лежит на ветви красных гигантов, но её величина  $V$  на  $2.8^m$  ярче, чем у сгущения красных гигантов. Звезда 3 расположена левее изохроны на  $0.02^m$  и на  $2.5^m$  выше клампа. Лишь звезда 4 является членом скопления по положению на диаграммах  $(V, B-V)$  и  $(U-B, B-V)$ . Но лучевые скорости всех этих звёзд не совпадают со средней  $V_r$  скопления.



Из 10 красных гигантов, возможных членов скопления по критерию лучевых скоростей, четыре звезды (5, 28, 33, 47) лежат в области клампа на диаграмме “цвет-величина” и образуют компактную группу на двухцветной диаграмме. Согласно Страйжису и Казлаускасу (1993), звезда 5 имеет спектральный класс  $G8IV$ , звезда 33 –  $K0IV$ . А спектральные классы красных гигантов – членов скопления, измеренных Мермийо и Майором (1990), – от  $G5III$  до  $G8III-IV$ . Показатель цвета ( $B-V$ ) звезды 59 на  $0.1^m$  меньше, чем у звёзд клампа, а звёздная величина в полосе  $V$  практически совпадает с величинами этих звёзд. Звезда 53 лежит на  $0.6^m$  выше сгущения гигантов рядом со звездой 170, являющейся членом скопления по  $V_r$  (Мермийо, Майор, 1990). Обе звезды (53 и 59) – скорее всего члены скопления. Звезда 56 попадает на изохрону скопления ниже клампа на  $0.5^m$ . Звезда 39 расположена в области жёлтых гигантов на  $0.5^m$  выше изохроны. Учитывая, что её лучевая скорость систематически больше скорости скопления, отнесём её к звёздам фона. Звезда 57 имеет показатель цвета ( $B-V$ ) на  $0.4^m$  больше, чем члены скопления на ветви гигантов и, вероятнее всего, также не принадлежит к скоплению. Звезда 14 лежит правее изохроны на  $0.1^m$ . Это можно объяснить влиянием дифференциального поглощения в обширной короне скопления или двойственностью звезды, которая подтверждается переменностью её лучевой скорости. Хотя  $V_r$  почти всех звёзд, вероятных членов скопления из таблицы 11, непостоянна в той или иной степени, для них не удалось обнаружить значимой переменности фотометрических величин.

С учётом всех данных: лучевых скоростей, положений звёзд на диаграммах ( $V, B-V$ ), ( $U-B, B-V$ ), ( $B-V, V-R$ ), были выбраны вероятные члены скопления NGC 6811. При этом учитывались и имеющиеся в каталоге Страйжиса и Казлаускаса (1993) спектральные классы звёзд. Звёзды 123 и 137 имеют спектральную классификацию  $B9III$  и  $B8III$  соответственно, но на диаграмме ( $V, B-V$ ) они лежат на ГП в области, занимаемой звёздами F0 – F5. Следовательно, это – не члены скопления. На рисунках 7 и 8 точками изображены члены скопления, светлые кружки – это звёзды фона. Всего к членам скопления было отнесено 88 из исследованных звёзд. Вероятные члены в короне скопления – это звёзды 5, 14, 33, 47, 53, 56 и 59, хотя четыре из них имеют переменную  $V_r$ , нуждающуюся в уточнении. Эти звёзды заключены в области с радиусом  $35'$  вокруг центра скопления. В каталоге Диаса и др. (2002) указан диаметр скопления равный  $14.0'$ . Таким образом, наше исследование доказывает, что звёзды, принадлежащие к скоплению и связанные с ним гравитационно, находятся на расстоянии в 5 раз большем, чем очерчивает область видимой на глаз концентрации звёздной плотности. Так как модуль расстояния скопления мы принимаем равным  $(10.47 \pm 0.08)^m$ , а избыток цвета  $E(B-V) = (0.12 \pm 0.02)^m$ , то расстояние до скопления

составляет 1040 пк, а диаметр скопления с короной – порядка 20 пк.

#### 1.2.4 Красные гиганты в поле NGC 1817

Для рассеянного скопления NGC 1817 ( $\alpha_{2000} = 5^{\text{h}}12.1^{\text{m}}$ ,  $\delta_{2000} = +16^{\circ}42'$ ) имелись данные фотографической (Пургатофер, 1964) и фотоэлектрической (Харрис и Харрис, 1977) *UBV* фотометрии. Расстояние до скопления составляет примерно 2 кпк, избыток цвета  $E(B-V) = 0.33^{\text{m}}$ , а логарифм возраста  $\log(t) = 8.75$ . Собственные движения звёзд в поле скопления и вероятности их принадлежности к скоплению опубликованы в работах Тиан и др. (1983) и Балаге-Нуньес и др. (1998, 2004). Фриел и Джеймс (1993) измерили лучевые скорости пяти звёзд скопления и определили величину  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.39$ . Мермийо и др. (2003) первоначально отобрали для измерения  $V_r$  29 красных гигантов, основываясь на величинах и показателях цвета из отмеченных выше работ (Харрис и Харрис, 1977; Каффи, 1938). Наблюдения проводились в 1986, 1993-1996 годах на 1.54-метровом телескопе обсерватории La Silla (Чили) с помощью спектрометра CORAVEL (Баранн и др., 1979).

Однако изображение NGC 1817 на пластинках Паломарского обзора (стеклянные копии которого имеются в ГАИШ) занимало заметно большую область, чем исследовали Харрис и Харрис (1977). Используя эти пластинки, снятые в синем (*O*) и красном (*E*) фильтрах, с помощью блинк-компаратора мы выделили 434 красные звёзды в широких окрестностях скопления NGC 1817. Затем были получены фотографические величины в фильтрах *O* и *E* для всех отображенных звёзд, которые потом были пересчитаны в стандартные *V* и *B* величины. По диаграмме (*V*, *B-V*) были отобраны 59 кандидатов в красные гиганты во внешней области скопления. Измерения лучевых скоростей всех этих звёзд проводились, в основном, также на 1.54-м телескопе обсерватории La Silla, но несколько спектрально-двойных были дополнительно измерены с помощью цифрового спидометра (Digital Speedometers) в Гарвард-Смитсоновском астрофизическом центре (CfA) в 2000 – 2001 гг. Ошибка одного измерения  $V_r$ , полученного с помощью цифрового спидометра, составила около 0.5 км/с. Отличие системы лучевых скоростей, измеренных CORAVEL и CfA спектрометром, было исследовано по 28 звёздам, которые наблюдались с обоими приборами, и составило  $(-0.001 \pm 0.105)$  км/с. Поэтому два ряда наблюдений были сведены в один без дополнительного пересчёта скоростей. Индивидуальные измерения  $V_r$  всех звёзд в поле NGC 1817 доступны в электронной форме через страсбургскую базу данных по адресу: <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/399/105> .

Фотоэлектрические *UBVR* измерения величин всех кандидатов в красные

гиганты во внешней области (в короне скопления) были выполнены в 1997-1998 гг. на 60-см телескопе высокогорной Майданакской обсерватории (Узбекистан). Средняя точность измерений в фильтре  $V$  составила  $0.015^m$ , а в цветах ( $B-V$ ), ( $U-B$ ), ( $V-R$ ) – соответственно  $0.02^m$ ,  $0.05^m$  и  $0.02^m$ .

В таблице 12 приводятся результаты измерений для всех красных гигантов в короне скопления. В столбцах таблицы даны: номера звёзд согласно WEBDA (Мермийо, 1992); величины  $V$  и показатели цвета ( $U-B$ ), ( $B-V$ ), ( $V-R$ ); средняя лучевая скорость и её ошибка  $\sigma_v$  в км/с; число измерений  $n$ ;  $\Delta T$  – временной интервал измерений  $V_r$  в сутках;  $P(\chi^2)$  – вероятность того, что  $\sigma_v$  обусловлена случайными ошибками, а не переменностью лучевой скорости (Дюкенуа и др., 1991); примечание  $SB$  означает, что звезда является спектрально-двойной.

Результаты измерения лучевых скоростей и  $CCD BV$  величин звёзд во внутренней области опубликованы в совместной работе с Мермийо и др. (2003) и не приводятся здесь, так как диссертант не принимал участия в наблюдениях, однако они используются для исследования свойств скопления.

**Таблица 12.**  $UBVR$  величины и средние  $V_r$  красных гигантов во внешней области скопления NGC 1817.

Звезда	V	U-B	B-V	V-R	$V_r$ , км/с	$\sigma$	n	$\Delta T$	$P(\chi^2)$	Прим.
Члены скопления										
185	12.85	0.72	1.12	0.91	+64.99	0.40	3	2542	0.736	
206	11.92	0.96	1.26	1.02	+65.46	0.41	3	2154	0.141	
673	12.68	0.69	1.03	0.86	+65.77	0.35	3	2157	0.336	
677	12.61	0.77	1.12	0.95	+65.30	0.40	3	2159	0.274	
1114	12.82	0.72	1.11	0.95	+65.72	0.36	3	2159	0.512	
1117	13.33	0.14	0.61	0.61	+66.22	0.50	3	2160	0.066	
1135	12.51	0.66	1.11	0.93	+64.56	0.66	3	2071	0.036	
1152	12.16	0.74	1.14	0.94	+65.81	0.53	2	1748	0.897	
1208	12.35	0.71	1.11	0.89	+64.77	5.28	8	2155	0.000	SB
1265	12.50	0.64	1.04	0.89	+65.66	0.50	1			
1292	12.29	0.70	1.11	0.93	+65.72	0.32	3	2102	0.868	
1408	12.81	0.73	1.08	0.93	+65.98	0.33	3	2158	0.850	
1412	12.69	0.75	1.13	0.97	+67.03	0.34	3	2158	0.719	
1420	12.62	1.01	0.54	0.88	+59.49	3.75	4	2190	0.000	SB
1433	12.24	0.70	1.08	0.93	+65.46	0.35	3	2155	0.387	

1456	11.43	1.10	1.26	0.98	+66.04	0.98	4	2191	0.000	SB
1459	11.93	0.81	1.13	0.88	+66.06	0.33	3	2157	0.944	
1574	12.17	0.67	1.13	0.92	+65.99	0.48	2	1836	0.333	
Не члены скопления										
531	12.48	0.60	1.01	0.88	-20.70	0.52	1			
536	12.41	0.81	1.18	0.95	+7.05	0.70	1			
571	12.86	1.28	1.55	1.26	+26.01	0.64	1			
598	11.87	0.65	1.11	0.93	+74.51	0.57	2	321	0.862	
621	11.57	0.95	1.23	1.00	-22.98	1.12	2	264	0.021	
674	11.87	1.23	1.29	1.01	+76.07	0.52	2	85	0.301	
675	11.85	0.97	1.20	0.98	-13.14	0.47	1			
676	12.87	1.34	1.33	1.10	+9.39	0.47	1			
678	12.63	0.76	1.09	0.95	+32.57	0.58	1			
679	13.01	0.07	0.70	0.59	+36.19	0.63	1			
680	11.75	1.08	1.23	0.97	+2.79	0.38	3	134	0.484	
681	12.35	0.89	1.13	0.96	+25.60	0.50	1			
682	12.32	0.71	1.15	0.96	+111.53	0.40	2	29	0.440	
1081	11.45	0.12	0.73	0.71	+38.81	6.88	12	464	0.000	SB
1082	12.24	0.73	1.13	0.93	+33.65	0.53	1			
1083	11.86	1.66	1.63	1.34	+41.59	0.45	1			
1095	12.22	1.58	1.55	1.25	+12.20	0.42	1			
1096	12.71	1.57	1.48	1.20	-41.77	0.49	1			
1112	12.78	0.74	1.13	0.98	+3.19	0.47	1			
1153	11.82	1.54	1.46	1.16	+28.49	0.49	1			
1161	11.84	0.89	1.15	0.93	+11.71	0.49	1			
1194	12.10	1.23	1.35	1.09	+50.85	0.40	1			
1197	11.27	1.10	1.27	1.00	+56.17	0.33	4	2155	0.436	
1246	12.97	0.24	0.61	0.87	+4.76	0.68	1			
1248	11.82	0.50	1.00	0.85	+19.08	0.50	1			
1252	12.54	0.79	1.21	0.98	-27.96	0.50	1			
1254	12.16	1.01	1.47	0.84	+60.18	0.30	4	2097	0.915	
1267	11.71	1.26	1.19	1.03	-20.49	0.60	2	47	0.730	

1273	12.78	0.91	1.21	1.03	-10.26	0.47	1			
1297	12.64	0.62	1.05	0.88	+60.00	0.37	3	2157	0.741	
1302	11.31	0.73	1.10	0.89	+38.49	0.37	2	2202	0.618	
1314	12.06	0.70	1.07	0.88	-2.96	0.46	1			
1316	11.70	1.77	1.54	1.23	-6.05	0.50	2	2198	0.720	
1406	12.55	0.88	1.12	0.97	+24.73	0.50	1			
1418	11.73	0.90	1.18	0.97	+14.43	0.75	2	2201	0.156	
1424	12.09	1.06	1.21	0.99	+50.78	0.45	2	322	0.550	
1455	12.68	0.91	1.08	0.88	+7.23	0.48	1			
1467	12.49	0.46	0.91	0.84	-5.82	0.72	1			
1502	12.80	1.03	1.21	1.01	+60.94	0.51	1			
1557	12.42	1.63	1.48	1.20	+33.52	0.50	1			
1718	13.70	0.07	0.73	0.58	+62.08	1.62	2	2195	0.022	SB?

Как видно из таблицы 12, измерения лучевых скоростей звёзд во внешней области NGC 1817 позволили подтвердить принадлежность 18 красных гигантов к короне скопления. Большинство из них имеют также высокую вероятность членства согласно собственным движениям ( Балаге-Нуньес и др., 1998). Средние  $V_r$  членов скопления заключены в интервале от +64.51 до +67.03 км/с, т.е. варьируются на интервале в 2.5 км/с. Звезда 1297 была исключена из членов скопления, так как её средняя скорость, вычисленная по трём измерениям на интервале 2157 суток, отличается от средней  $V_r$  скопления на 5 км/с или на  $10 \cdot \sigma$ , хотя сама скорость остаётся постоянной. Те звёзды, для которых имеется только одно измерение лучевой скорости, были отнесены к не членам скопления на основании их  $V_r$  и положения на диаграмме “цвет-величина”. Такой критерий даёт однозначный ответ, если только звезда не является спектрально-двойной. Средняя лучевая скорость скопления, выведенная по всем членам с известными  $V_r$ , за исключением спектрально-двойных без орбит, составила  $(+65.33 \pm 0.09)$  км/с (по 32 звёздам). Ранее была известна только одна оценка лучевой скорости NGC 1817: +69 км/с, выведенная по 5 звёздам, каждая из которых измерена с точностью 7 км/с (Фриэл и др., 1989).

На рисунке 9 показана диаграмма “цвет-величина” для красных гигантов – членов скопления по лучевым скоростям. Спектрально-двойные обозначены светлыми кружками, одиночные звёзды – тёмными, сплошной линией – изохрона с возрастом  $\log(t) = 8.90$  и металличностью  $Z = 0.008$  из работы Жирарди и др. (2002).

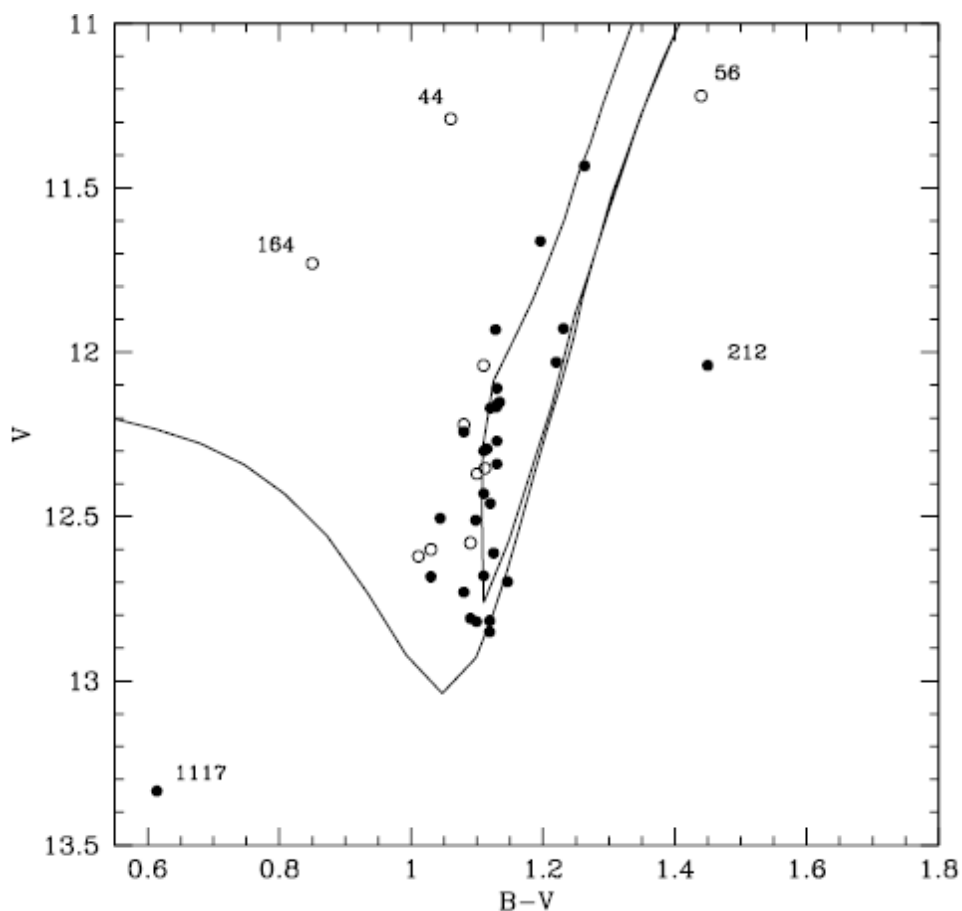


Рис.9 Диаграмма “цвет-величина” для красных гигантов – членов скопления NGC 1817. Двойные звёзды обозначены светлыми кружками, одиночные – тёмными. Сплошная линия – изохрона с  $\log(t)=8.90$ ,  $Z=0.008$  (Жирарди и др., 2002).

Основная особенность диаграммы – протяжённый вертикальный “кламп” (*clump* – сгущение звёзд у основания ветви красных гигантов), покрывающий почти  $1^m$  по величине и имеющий небольшое рассеяние вблизи  $(B-V) = 1.10^m$ . Вертикальное рассеяние клампа хорошо воспроизводится наложенной теоретической изохроной, также как и промежуток между двумя восходящими ветвями. Положение спектрально-двойных С44 и С164 (номера звёзд взяты таблицы 2 работы Мермийо и др. (2003)) можно объяснить суммарным излучением от красного гиганта и горячего вторичного компонента. Самая яркая спектрально-двойная С 56 лежит справа от изохроны; аналогичным образом расположены двойные звёзды – члены скоплений NGC 6940 (Мермийо и Майор, 1989) и NGC 2360 (Мермийо и Майор, 1990). Две звезды С212 и 1117 расположены вдаль от основного сгущения. Значение  $P(\chi^2)$  для звезды 1117 очень мало – 0.066, возможно, что последующие измерения

подтвердят её двойственность. Дальнейшие измерения требуются и для уточнения фотометрических данных звезды C212.

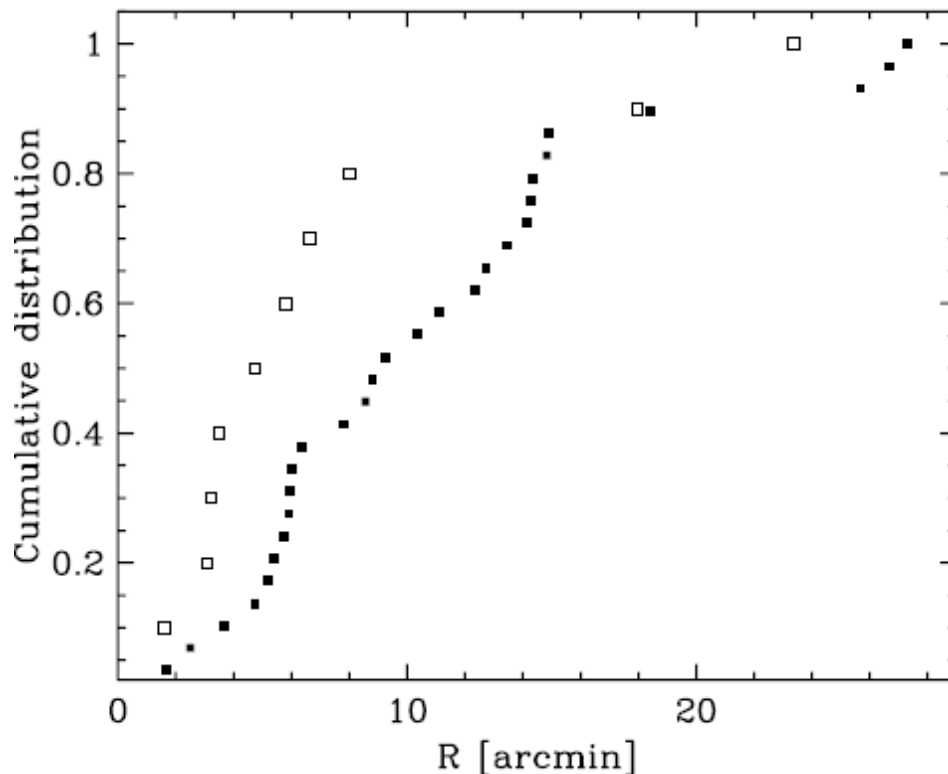


Рис. 10. Кумулятивное распределение одиночных звёзд (тёмные квадратики) и подтверждённых спектрально-двойных (светлые квадратики) в скоплении NGC 1817.

Радиальное распределение надёжных спектрально-двойных с красным гигантом в качестве главного компонента обнаруживает сильную концентрацию к центру скопления по сравнению с распределением одиночных красных гигантов (Рис. 10). Сегрегация звёзд по массам для исследуемого скопления также хорошо выражена, как и для старого РЗС М 67 (Матье и Латэм, 1986) с возрастом  $\log(t) = 9.40$ , но существенно выше, чем в среднем для скоплений похожего возраста с  $\log(t) = 8.90$ . Результатом измерений лучевых скоростей красных гигантов в широких окрестностях NGC 1817 является выделение 21 члена скопления в центральной области и 18 – в короне скопления. Таким образом, видимый радиус скопления составил 25', что в 2.5 раза превышает ранее известную величину 10'. Среди членов скопления десять звёзд оказались спектрально-двойными и ещё три звезды – возможными спектрально-двойными. Двойные звёзды сильнее концентрируются к центру скопления, чем одиночные звёзды.

## 1.2.5 Переменность лучевых скоростей ярких красных звёзд в РЗС

С помощью корреляционного спектрометра конструкции Токовина (1987) на телескопе “Цейсс 1000” Симеизской международной обсерватории была выполнена программа по измерению лучевых скоростей 11 ярких гигантов и сверхгигантов спектральных классов F5 – M5 в полях 7 РЗС (Глушкова, 2003). В таблице 13 даны: номер звезды в скоплении согласно WEBDA (Мермийо, 1992); номер по каталогу BD, средняя лучевая скорость и её ошибка  $\sigma_V$ ; число измерений; временной интервал, на котором проводились измерения;  $P(\chi^2)$  - вероятность того, что  $\sigma_V$  обусловлена случайными ошибками, а не переменностью лучевой скорости (Дюкенуа и др., 1991); примечание *var* означает, что лучевая скорость переменна, *nm* – звезда не является членом скопления. В двух последних столбцах приводятся данные из работы Мермийо и др. (2008) – средняя лучевая скорость скопления и число звёзд, по которым эта скорость выведена.

**Таблица 13.** Средние лучевые скорости ярких красных гигантов и сверхгигантов.

Звезда	BD	$V_r$ , км/с	$\sigma_V$ , км/с	N	$\Delta T$ , days	$P(\chi^2)$	Прим.	$\langle V_r \rangle_{\text{Мерм.}}$ , км/с	$N_{\text{mem}}$
NGC457 25	+57° 258	-32.23	0.13	10	1800	0.04	var	-29.79 ± 0.47	2
NGC581 124	+59 274	-45.86	0.92	9	3574	0.04	var	-44.20 0.73	1
NGC654 554	+61 316	-33.71	3.18	14	5097	0.00	var	-34.20 1.17	1
NGC663 319	+60 327	-38.77	3.15	7	1800	0.00	var, nm		
NGC663 323	+60 335	-35.54	1.92	7	1800	0.00	var	-33.09 1.74	1
NGC7209 89	+45 3792	-19.65	0.70	12	2249	0.40		-18.63 0.30	3
NGC7209 112	+45 3801	-7.47	0.95	11	2249	0.03	var, nm		
NGC7235 4		-80.02	0.72	8	805	0.74	nm		
NGC7235 65	+56 2732	-57.15	2.34	12	1540	0.00	var	-53.71 1.39	1
Tr37 780	+57 2396	-20.21	0.79	16	1899	0.04	var, nm		
Tr37 1319	+58 2316	20.78	3.80	20	1899	0.00	var	23.75 3.99	1

Параметр  $P(\chi^2)$  свидетельствует, что из 11 исследованных звёзд 9 имеют переменную скорость ( $P(\chi^2) < 0.15$ ), амплитуды изменения  $V_r$  заключены в пределах от 3 до 20 км/с. У некоторых звёзд наблюдается квазипериодичность в изменениях лучевой скорости, однако, она пропадает с течением времени (Мермийо и др., 2008). Несмотря на переменность лучевых скоростей, нам удалось получить средние  $V_r$  исследованных звёзд и по ним оценить скорости скоплений с хорошей



точностью. Сравнение с данными Мермийо и др. (2008), который вывел  $V_r$  скоплений по 1 – 3 членам, показывает, что полученные нами лучевые скорости отличаются, в среднем, на 2 – 3 км/с.

Таким образом, в рамках программы определения лучевых скоростей рассеянных скоплений был составлен компилятивный каталог, содержащий средние  $V_r$  и их ошибки для 165 РЗС, часть из которых была определена нами и опубликована в более ранних работах. Затем этот каталог был дополнен полученными нами измерениями лучевых скоростей красных гигантов и сверхгигантов в следующих скоплениях: NGC 457, NGC 581, NGC 654, NGC 663, NGC 1817, NGC 6494, NGC 6694, NGC 6755, NGC 6811, NGC 6819, NGC 7209, NGC 7235, Trumpler 37.

## Глава 2. Рассеянные скопления и цефеиды

Особое место при исследовании рассеянных скоплений занимает проблема уточнения зависимости период – светимость для пульсирующих переменных звёзд-гигантов – цефеид, которые являются членами РЗС. Актуальность этой задачи обусловлена тем, что одна из наиболее надёжных шкал расстояний в нашей Галактике и за её пределами основывается на этой зависимости.

Проблема астрономической шкалы расстояний относится к числу важнейших для современной астрономии. Первичными индикаторами расстояний среди объектов молодого населения (дисков галактик) служат рассеянные скопления и классические цефеиды, тогда как среди старого населения (гало) — переменные звезды типа RR Лиры. Шкалы расстояний в диске и гало устанавливаются разными методами и, как правило, различаются. Естественное требование согласованности шкал означает, что применение этих шкал (например, к БМО) должно приводить к близким значениям расстояния. Более того, определяемые расстояния не должны приводить к противоречиям с другими данными или теоретическими выводами. Наиболее ярко влияние шкалы расстояний проявляется при определении возраста Вселенной по величине постоянной Хаббла и возраста шаровых скоплений по светимости звёзд в области точки поворота главной последовательности (Шабуае и др., 1998). Следовательно, проблема шкалы расстояний затрагивает наиболее фундаментальные представления, лежащие в основе современной астрофизики.

Шкала расстояний классических цефеид опирается на зависимость период-светимость, а в конечном счете — на расстояния до молодых рассеянных скоплений. Светимости цефеид – членов РЗС, вычисляются по расстояниям до этих скоплений, которые, в свою очередь, находятся методом совмещения начальной главной последовательности (НГП) с ГП скоплений. Методы определения основных физических параметров рассеянных скоплений, в том числе расстояний до них, будут подробно описаны в Главе 3.

Многоцветная зависимость период-светимость для цефеид, пульсирующих в фундаментальном тоне, выведена Бердниковым и др. (1998) по девяти цефеидам — членам рассеянных скоплений с использованием начальной главной последовательности Холопова (1980), и для цветовой полосы V имеет вид:

$$\langle M_v \rangle_I = -1.01 - 2.87^m \log P_{pls}, \quad (1)$$

где  $\langle M_v \rangle_I$  — абсолютная величина, соответствующая потоку излучения, усредненному по периоду пульсаций  $P_{pls}$ . Эта зависимость дает для модуля

расстояния БМО значение  $(m-M)_0 = (18.25 \pm 0.12)^m$ , что соответствует короткой шкале расстояний.

Однако Фист и Кечпул (1998), основываясь на тригонометрических параллаксах классических цефеид, измеренных HIPPARCOS (по выборкам, насчитывающим от 20 до 220 звезд), сделали вывод о необходимости значительного удлинения шкалы расстояний, что должно привести к увеличению модуля расстояния БМО до  $(18.70 \pm 0.12)^m$ .

Поэтому вопрос об уточнении зависимости период-светимость для цефеид остается актуальным. В нашей работе мы исследовали изменимость периодов цефеид – членов РЗС, с помощью которых в ряде работ и происходит калибровка выражения (1). Кроме того по зависимости скорости изменения периода от величины самого периода можно судить о порядковом номере пересечения цефеидой полосы неустойчивости или об эволюционном статусе звезды. Нам также было интересно сравнить свойства цефеид галактического поля и цефеид, входящих в состав скоплений и ассоциаций.

## ***2.1 Исследование изменимости периодов цефеид, входящих в состав рассеянных скоплений и ассоциаций***

Тёрнер и Бёрке (2002) составили список из 45 цефеид, являющихся членами звёздных скоплений, ассоциаций или кратных систем. В столбцах таблицы 14 приведены: название цефеиды; система, в которую она входит; период изменения блеска. Для всех этих звёзд были известны расстояния: либо из каталога HIPPARCOS, либо они были определены методом совмещения НГП с главной последовательностью скопления.

Фотометрические ряды наблюдений цефеид были взяты из базы данных Бердникова (1995), в которой собраны все опубликованные фотоэлектрические, фотографические и визуальные величины таких звёзд. Значительная часть этих данных была получена самим Л.Н. Бердниковым за более, чем 30 лет наблюдений. В базе данных Бердникова (1995) оказалось 40 цефеид из списка Тёрнера и Бёрке (2002), для которых имелись ряды наблюдений. При изучении изменимости периодов очень важно было охватить наблюдениями как можно больший интервал времени. В большинстве случаев нам пришлось предпринять поиски дополнительных данных по публикациям конца XIX – начала XX века в библиотеках ГАИШ и Боннского университета, чтобы увеличить интервал наблюдений. В некоторых случаях были использованы величины звёзд, полученные по пластинкам из коллекции Гарвардской обсерватории США.

Для каждой цефеиды строилась диаграмма ( $O-C$ ) (*Observed minus Calculated*) по всем имеющимся данным и исследовалось изменение периода пульсаций с течением времени (Бердников и др., 2005б; Глушкова и др., 2006). Для построения стандартных кривых был использован алгоритм, разработанный и запрограммированный Л.Н. Бердниковым (1992). В классическом методе Герцшпрунга (1919) средняя кривая блеска аппроксимируется стандартной кривой, в методе Бердникова наблюдательные данные аппроксимируются кривой, построенной по наиболее точным измерениям блеска.

**Таблица 14.** Цефеиды – члены скоплений, ассоциаций и кратных систем.

Cepheid	log P	Cluster	Cepheid	log P	Cluster
SU Cas	0.290	Cas R2	T Cru	0.828	NGC 4349
EV Sct	0.490	NGC 6664	U Sgr	0.829	IC 4725
SU Cyg	0.585	C1943+291	DL Cas	0.903	NGC 129
V1726 Cyg	0.627	C2128+488	S Nor	0.989	NGC 6087
CG Cas	0.640	Berkeley 58	ζ Gem	1.006	ADS 5742AB
CE Cas B	0.651	NGC 7790	TW Nor	1.033	Lynga 6
SZ Tau	0.651	NGC 1647	V340 Nor	1.053	NGC 6067
TV CMa	0.669	NGC 2345	GT Car	1.119	Car OB
CF Cas	0.688	NGC 7790	X Cyg	1.215	Ru 173
CE Cas A	0.711	NGC 7790	VY Car	1.277	Car OB2
BD Cas	0.720	Czernik 1	RU Sct	1.294	Tr 35b
UY Per	0.730	Czernik 8	RZ Vel	1.310	Vel OB1a
δ Cep	0.730	Cep OB6	WZ Sgr	1.339	C1814-191a
CV Mon	0.731	C0644+013	SW Vel	1.370	Vel OB5
QZ Nor	0.737	NGC 6067	T Mon	1.432	Mon OB2
V Cen	0.740	NGC 5662b	KQ Sco	1.458	R103ab OB
GH Car	0.758	Tr 18	AQ Pup	1.479	Pup OB3
α UMi	0.760	ADS 1477	U Car	1.589	Car OB1
R Cru	0.765	NGC 4349	RS Pup	1.617	Pup R3
T Ant	0.771	C0929-364	SV Vul	1.653	NGC 6834
CS Vel	0.771	Ru 79	GY Sge	1.731	Sge OB1
V367 Sct	0.799	NGC 6649	S Vul	1.838	Vul OB2
BB Sgr	0.822	Cr 394			

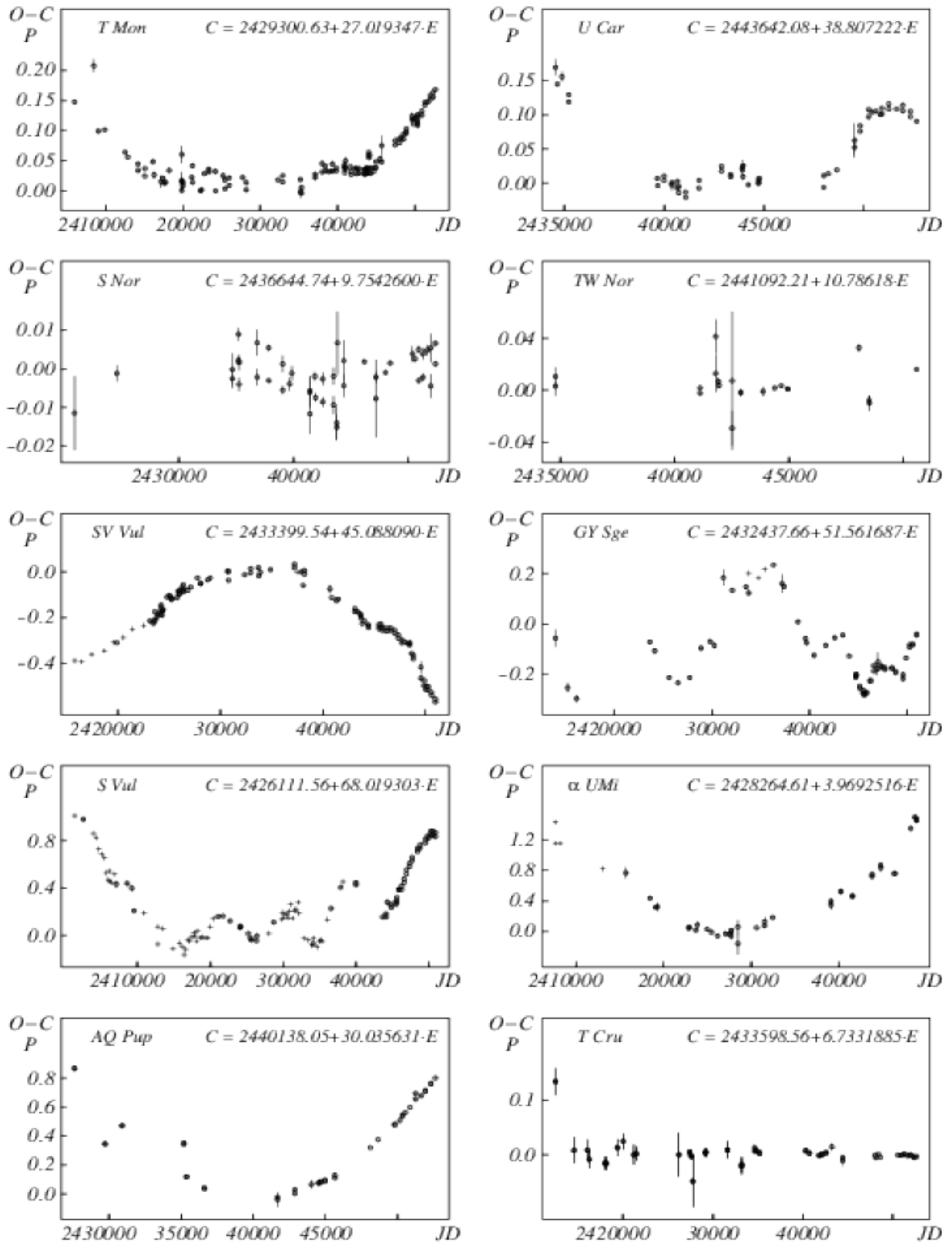


Рис. 11.  $O - C$  диаграммы для 8 исследованных цефеид.

На рисунке 11 показаны диаграммы ( $O - C$ ) для 8 цефеид из нашего списка. Кривые в виде парабол на этих графиках означают, что размеры звезды и период пульсаций зависят от времени линейно. Средний радиус и период увеличиваются, когда цефеида по мере эволюции перемещается на диаграмме Герцшпрунга-Рассела в направлении низкотемпературного края полосы неустойчивости (первое, третье и, возможно, пятое пересечение). И, наоборот, эти величины уменьшаются, когда звезда перемещается в направлении высокотемпературного края полосы неустойчивости (второе и четвертое пересечение). Величина изменения периодов составляет секунды или минуты за год, но эффект накапливается с течением времени. Поэтому различие между эпохой максимума блеска, вычисленной с помощью эфемерид, и наблюдаемой достигает нескольких часов, а в некоторых случаях – нескольких суток. Все ( $O - C$ ) диаграммы, обнаружившие заметное изменение периода, были аппроксимированы кривыми линиями с помощью метода наименьших квадратов. Для них были построены остаточные отклонения от получившейся кривой. С помощью этих кривых, которые в большинстве случаев оказались параболой или кривыми третьего порядка, можно оценить скорость изменения периода пульсаций и сравнить её с предсказаниями теории. Из графиков также видно, что эволюционные изменения периодов не всегда монотонны. В некоторых случаях на диаграммах ( $O - C$ ) видны циклические колебания, которые связаны с частыми резкими изменениями периода пульсаций.

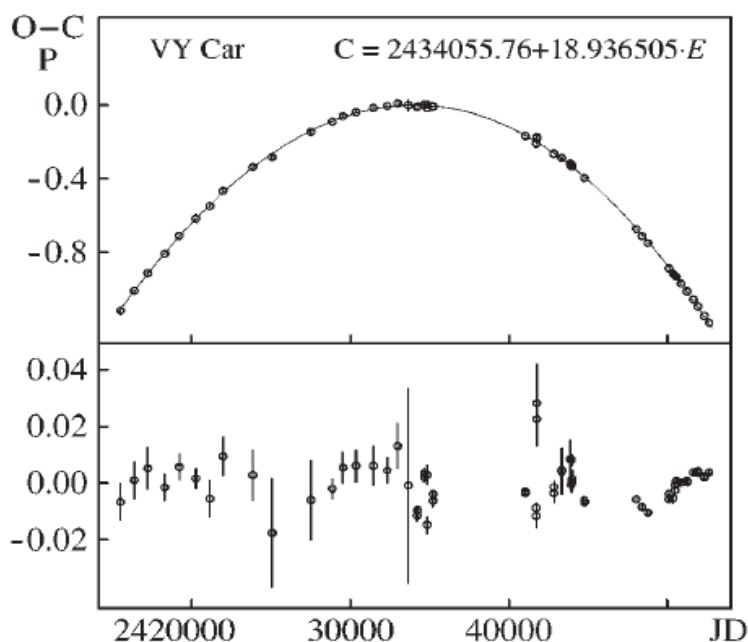


Рис. 12. Верхняя панель:  $O - C$  диаграмма и её аппроксимация кривой третьего порядка для звезды VY Car. Нижняя панель: отклонения от кубической аппроксимации.

На рисунках 12 – 15 представлены, в качестве иллюстрации, ( $O - C$ )

диаграммы для четырёх исследованных цефеид. Видно, что все четыре цефеиды испытывают изменения периода пульсаций, связанные с эволюцией звёзд. У переменных *S Vul* и *CG Cas* периоды возрастают с течением времени, а у *VY Cas* и *CF Cas* – уменьшаются. На всех четырех диаграммах наряду с монотонными изменениями заметны квазипериодические колебания. В принципе, такие флуктуации на диаграммах ( $O - C$ ) можно объяснить двойственностью звезды. Например, из измерения лучевых скоростей известно, что *S Vul* – двойная звезда. Но в большинстве случаев эти колебания вызываются каким-то другим механизмом. С помощью этих графиков можно легко рассчитать отношение скорости изменения периода к его величине и, сравнив его с теоретическими зависимостями, определить, какое по счету пересечение полосы неустойчивости наблюдается у цефеиды.

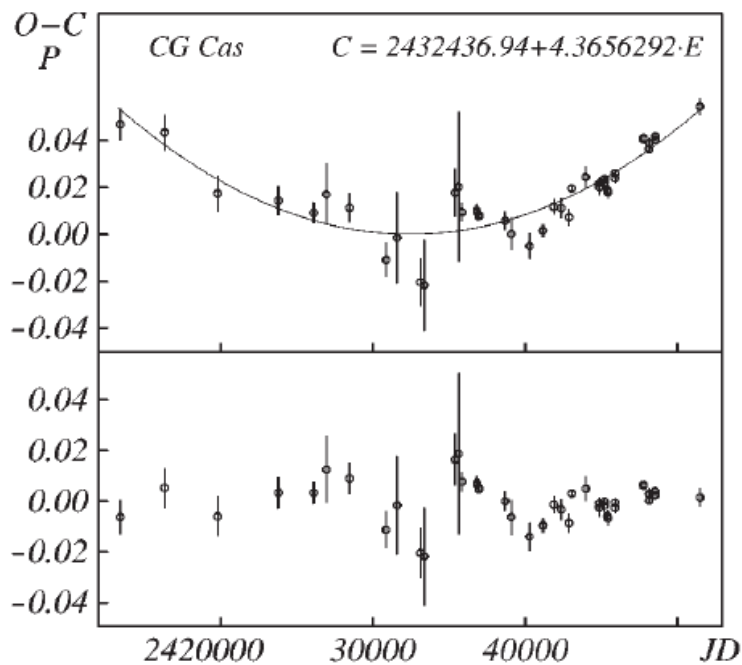


Рис. 13. Верхняя панель: ( $O - C$ ) диаграмма и её аппроксимация кривой второго порядка для звезды *CG Cas*. Нижняя панель: отклонения от параболической аппроксимации.

В целом, в 21 случае из 40 диаграмма ( $O - C$ ) показала, что период пульсаций цефеиды увеличивается со временем, в 9 случаях – период уменьшается, а у оставшихся 10 звёзд период не изменяется. Кроме того, у 10 цефеид наблюдаются циклические колебания на их диаграммах ( $O - C$ ) на фоне плавного эволюционного тренда, что свидетельствует о частых и резких изменениях периода. Для 9 из 10 звёзд амплитуды этих колебаний превышают 0.1 от величины периода  $P$ .

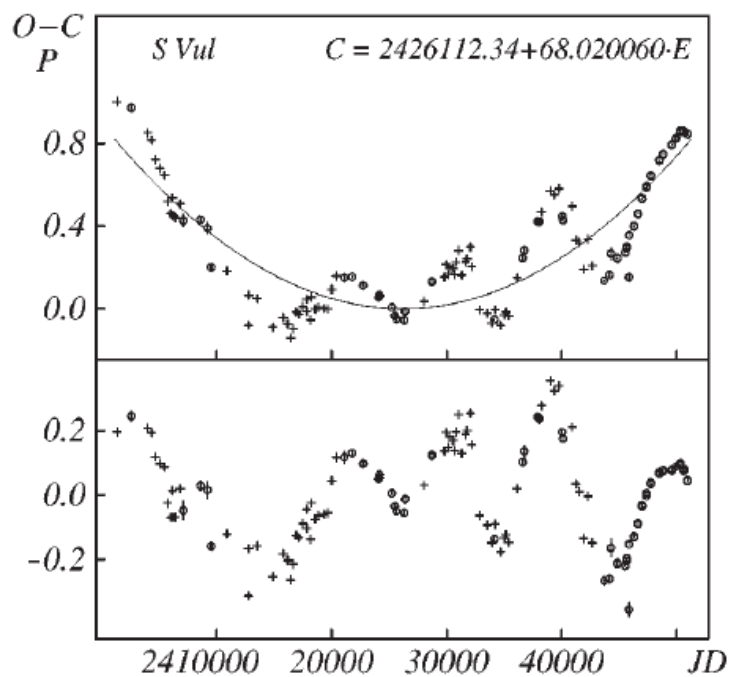


Рис. 14. Верхняя панель:  $(O - C)$  диаграмма и её аппроксимация кривой второго порядка для звезды S Vul. Нижняя панель: отклонения от параболической аппроксимации.

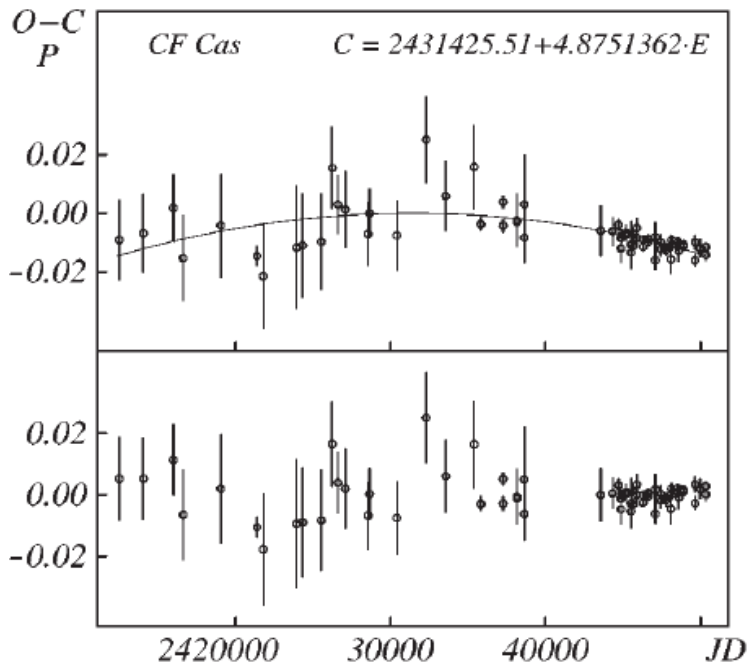


Рис. 15. Верхняя панель:  $(O - C)$  диаграмма и её аппроксимация кривой второго порядка для звезды CF Cas. Нижняя панель: отклонения от параболической аппроксимации.

Мы сравнили полученные результаты с данными исследований, проводившихся



ранее для 170 цефеид поля из базы данных Бердникова (1995). Результаты сравнения показаны в Таблице 15.

**Таблица 15.** Сравнение изменения периодов для цефеид поля и цефеид в РЗС.

	Число звёзд	P возрастает	P убывает	Нет систематики	Резкие изменения P с амплит. > 0.1P
Цефеиды поля	170	86 (51%)	33 (19%)	51 (30 %)	37 (22%)
Цефеиды в РЗС	40	21 (53%)	9 (23%)	10 (25%)	9 (23%)

Из таблицы видно, что две выборки – цефеиды поля и цефеиды – члены рассеянных скоплений и ассоциаций, одинаковы с точки зрения эволюционных изменений периодов колебания блеска.

## **2.2 Распределение цефеид, рассеянных скоплений и ассоциаций в Галактике**

Ещё одно совместное исследование цефеид и рассеянных скоплений было выполнено путем сопоставления распределения в Галактике комплексов цефеид, молодых РЗС с возрастом менее 100 млн. лет и *OB*-ассоциаций. Звёздообразование в нашей и других галактиках происходит в больших звёздно-газовых комплексах на масштабах 500 – 1000 пк (Ефремов, 1989). Внутри комплексов молодые объекты также образуют группы или кластеры, размеры которых и положение в пространстве отражают исходное распределение газо-пылевой материи и ход процессов звёздообразования. Мы исследовали кластеризацию молодых объектов и сравнили распределение цефеидных комплексов с теми группировками, которые образуют рассеянные скопления и *OB*-ассоциации (Бердников и др., 2005а).

Для вычисления расстояний до цефеид были использованы данные фотоэлектрической фотометрии, полученные Бердниковым и доступные в виде zip-файла по адресу <http://www.sai.msu.ru/groups/cluster/CEP/PHE/cepheids-16-03-2006.zip>. Расстояния до рассеянных скоплений были определены путем наложения изохрон Медера и Мене (1991) на диаграммы “цвет-величина” скоплений, построенные по наиболее точным фотометрическим данным. Информация об *OB*-ассоциациях взята из работы Мельник и Ефремова (1995).

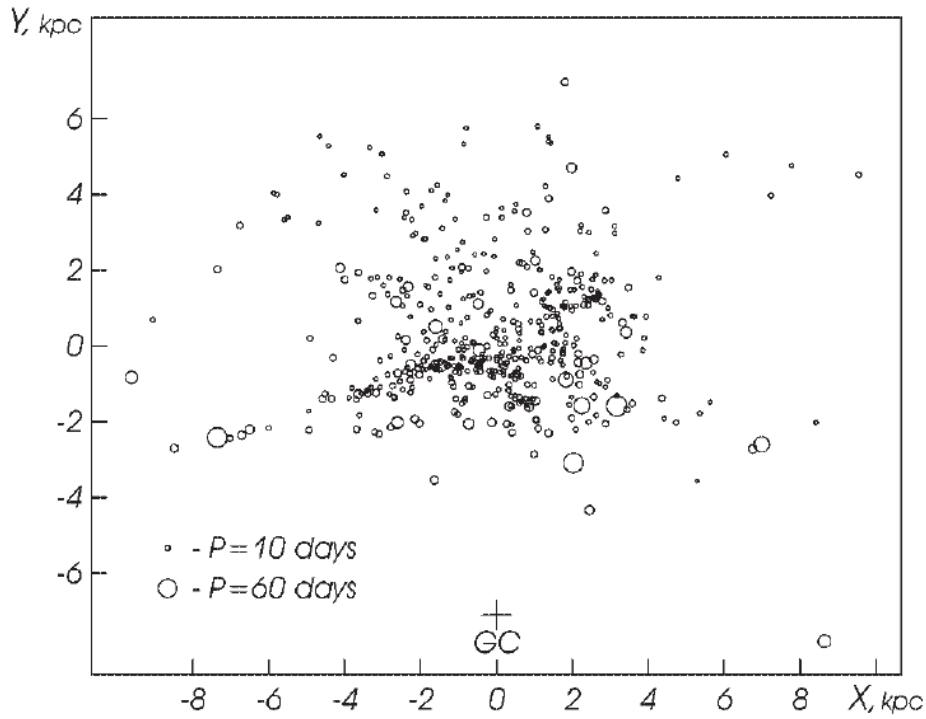


Рис. 16. Распределение цефеид в проекции на плоскость Галактики.

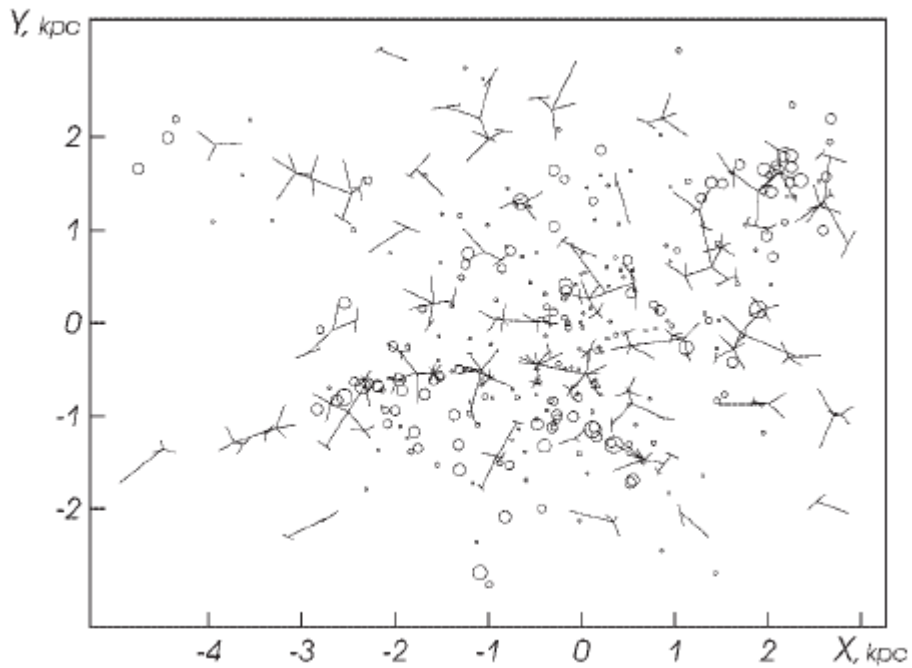


Рис. 17. Распределение цефеидных комплексов (линии) и рассеянных скоплений (кружки) в проекции на плоскость Галактики. Более молодые скопления обозначены кружками большего диаметра.

Затем к пространственному распределению цефеид был применен метод иерархического сгущивания (Бердников, Ефремов, 1989). Кластеры рассматривались на двух уровнях сгущивания: для максимального расстояния 600 пк и 800 пк между группами цефеид внутри одного комплекса. Пространственное распределение цефеидных комплексов оказалось примерно одинаковым для этих двух масштабов. На рис. 16 показано распределение всех цефеид в проекции на галактическую плоскость, а на рис. 17 – совместное распределение комплексов, состоящих из цефеид с периодами пульсаций менее 10 суток, и рассеянных скоплений также в проекции на плоскость Галактики. Надежные расстояния до скоплений определяются в пределах 2 – 3 кпк от Солнца, поэтому на рис. 17 показана только эта область. Концентрации РЗС и цефеидных комплексов в основном совпадают, за исключением трёх областей с координатами: (0.2, 1.4), (-0.3, -1.1), (-2.0, -1.0).

Комплексы, в которые объединяются *OB*-ассоциации немногочисленны, но их пространственное расположение вдоль рукава Car-Sgr совпадает с цефеидными комплексами, несмотря на существенное различие в возрасте между этими типами объектов.

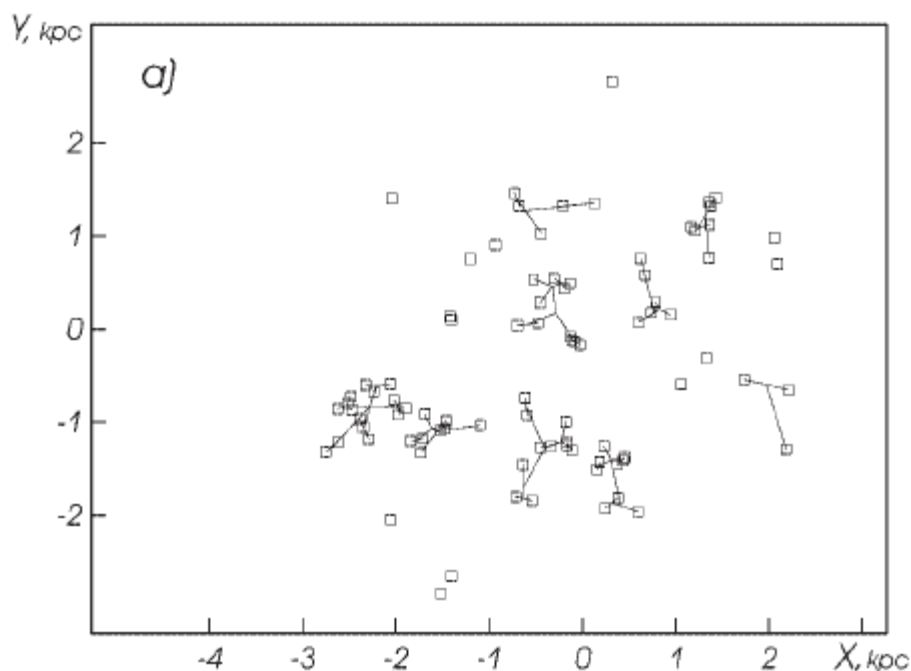


Рис. 18. Распределение комплексов *OB*-ассоциаций в проекции на плоскость Галактики.

Таким образом, распределение в пространстве одиночных цефеид поля обнаруживает иерархическую структуру похожую на распределение молодых рассеянных скоплений и *OB*-ассоциаций. Все это, во-первых, подтверждает вывод

об одинаковости свойств цефеид поля и цефеид, входящих в состав РЗС и звёздных ассоциаций. А, во-вторых, даёт ещё одно доказательство в пользу того, что звездообразование обладает иерархической, или фрактальной структурой, которая прослеживается на различных уровнях кластеризации для объектов разного возраста.

## Глава 3. Поиск и открытие новых скоплений

### 3.1 Появление больших обзоров неба и первые работы по поиску новых скоплений

Как отмечалось во Введении, одной из актуальных задач при исследовании РЗС является поиск новых скоплений. К началу 2000-х годов, когда стали появляться большие обзоры неба, основные данные о рассеянных скоплениях содержались в каталоге Линга (1987) и в базе данных Мермийо (1992). Линга (1987) составил компилятивный каталог, куда вошли средневзвешенные значения физических параметров РЗС, усреднённые по величинам, полученным различными авторами. Мермийо (1992) создал базу данных звёзд в рассеянных скоплениях (WEBDA), куда поместил собранные в литературе фотометрические, спектральные и другие характеристики более 100 000 звёзд в примерно 500 скоплениях. Так как Линга не обновлял свой каталог, то в 2002 году Диас и др. (2002) создали новый компилятивный каталог фотометрических и кинематических параметров РЗС. В него вошли данные о 1537 скоплениях, но основные физические параметры были известны примерно для половины объектов. Поэтому появление больших обзоров, и, в первую очередь, инфракрасных подтолкнуло исследователей к активному поиску новых и изучению уже известных скоплений с целью получения однородного каталога параметров РЗС.

Самый большой интерес вызвал обзор всего неба Two Micron All Sky Survey (2MASS, Скрутски и др., 2006), который проводился в 1997 – 2001 гг. на двух 1.3-метровых телескопах, установленных на горе Mt. Hopkins в Аризоне и в обсерватории Cerro Tololo в Чили. Он был выполнен в трёх фильтрах ближнего ИК диапазона с пределами по полноте  $J = 15.8^m$ ,  $H = 15.1^m$ ,  $K_S = 14.4^m$ . Поиск новых скоплений по данным из этого обзора, да и по другим тоже, осуществлялся либо визуально по изображениям, снятым в одном из фильтров, либо по каталогу точечных источников с помощью какого-нибудь автоматического метода. Визуальный поиск проводился, как правило, в направлении заранее выбранных областей. Так, Дутра и др. (2003) и Бика и др. (2003б) искали инфракрасные скопления в направлении известных оптических и радио- туманностей в, соответственно, южной и северной части Млечного Пути по изображениям из атласа 2MASS. В сумме они нашли 346 новых инфракрасных скоплений или звёздных групп, большинство из которых связано с туманностями. Добавив известные из литературы ИК скопления (Бика и др., 2003а) авторы получили наиболее полный каталог, включающий 661 такой объект. Для большинства таких скоплений и звёздных групп известны только координаты и размеры, а также

приблизительные расстояния из кинематических оценок расстояний до туманностей. Наложить изохроны и определить точные параметры для скоплений, погруженных в туманности, очень сложно из-за сильного дифференциального поглощения внутри скопления. В этом случае вместо главной последовательности мы видим облако точек на ГР-диаграмме. Борисова и др. (2005) получили глубокие снимки в ближнем инфракрасном диапазоне с высоким угловым разрешением для 21 кандидата в скопления из работ Vica et al. (2003a) и Дутра и др. (2003) в направлении на галактический центр. Для 7 скоплений авторы смогли оценить поглощение и расстояние, а в некоторых случаях возраст и массу. Природа остальных 14 объектов осталась невыясненной. Первый автоматический поиск скоплений по каталогу точечных источников 2MASS обзора проделали Ив́анов и др. (2002). Авторы построили распределение поверхностной плотности и детектировали 105 известных скоплений и 10 новых кандидатов в скопления. В последующих исследованиях Борисова и др. (2003) и Ив́анов и др. (2005) подтвердили реальность трёх скоплений и оценили расстояние и поглощение света в направлении на скопления.

Рейле и Робен (2002) выполнили автоматический поиск скоплений по каталогу точечных источников обзора DENIS. Deep Near-Infrared Southern Sky Survey (Эпштейн и др. 1997) выполнялся в 1995-2001 гг. на 1-м телескопе Южной европейской обсерватории (ESO) в Чили и покрыл 16700 кв. град. Южного неба. Предел по величине используемых фильтров составил:  $I_{\text{gunn}} = 18.5^m$ ,  $J = 16.5^m$ ,  $K_S = 14.0^m$ . Рейле и Робен (2002) смогли детектировать 22 известных скопления и два новых скопления, погруженных в туманности, для которых оценили поглощение и, в одном случае, расстояние.

Воодушевлённый работами Ив́анова (2002), Дутра и др. (2003) и Бика и др. (2003) Дрейк (2005) решил поискать скопления по оптическим данным. Он разработал автоматический алгоритм поиска пиков плотности и применил его к астрометрическому обзору всего неба USNO-A2 (Монэ, 1998), содержащему фотографические  $B$  и  $R$  величины звёзд и галактик вплоть до  $V = 21^m$ , что превышает предел 2MASS примерно на 5 величин. Дрейк (2005) детектировал примерно 1000 известных шаровых и рассеянных скоплений и обнаружил только 8 новых кандидатов в скопления. Впоследствии для одного из них нами были определены основные физические параметры (Копосов и др., 2008a). Дрейк сделал неправильный вывод о том, что все возможные скопления уже найдены в предыдущих работах. И последующие исследования подтвердили ошибочность его вывода.

Мерсе и др. (2005) применили автоматический поиск пиков плотности в распределении точечных источников по небу к промежуточной версии каталога

GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire, Бенжамин и др. 2003), выполненного на 85-см космическом телескопе им. Спитцера (SST) в четырёх полосах пропускания в среднем ИК диапазоне (3.6, 4.5, 5.8 и 8.0 мкм). В области с  $|b| < 1^\circ$  и  $|l| = 10^\circ - 65^\circ$  было найдено 59 кандидатов в скопления. Интересно, что Мерсе и др. (2005) применили тот же самый автоматический алгоритм поиска к каталогу точечных источников 2MASS и обнаружили только 6 из 59 ранее найденных кандидатов. Они сделали вывод об очень высоком пороге обнаружения точечных источников в каталоге GLIMPSE. На наш взгляд, этот результат скорее свидетельствует о недостатках алгоритма поиска, тем более что в исследуемой области Млечного Пути он смог детектировать только 15% известных скоплений. Мерсе и др. (2005) провели также визуальную инспекцию изображений из обзора GLIMPSE и обнаружили ещё 33 скопления звёзд, погружённых в туманности.

С помощью визуальной инспекции изображений из обзоров DSS и 2MASS в направлении областей звездообразования вблизи плоскости Галактики Кронбергер и др. (2006) нашли 66 кандидатов в скопления. Для 9 объектов авторы построили диаграммы “цвет-величина” по данным обзора 2MASS и определили расстояния, избытки цвета и возраст скоплений методом наложения изохрон. Ещё для 10 скоплений были сделаны оценки расстояния и избытка цвета по средней величине и показателю цвета звёзд, составляющих кламп (*red clump* – сгущение звёзд у основания ветви красных гигантов).

Фрёбрих и др. (2007) провели автоматический поиск шаровых скоплений в плоскости Галактики ( $|b| < 20^\circ$ ) по картам плотности, построенным по данным 2MASS обзора. Они детектировали 681 известное рассеянное скопление и 86 известных шаровых скоплений, а также нашли 1021 кандидат в новые скопления. Так как целью работы был поиск новых ШЗС, то для всех кандидатов были найдены структурные параметры модели Кинга по радиальному распределению плотности звёзд в скоплении. По оценке авторов примерно 50 % кандидатов могли оказаться реальными шаровыми или рассеянными скоплениями. Впоследствии Фрёбрих и др. (2010) нашли расстояние, возраст и покраснение для 32 объектов из 1021, доказав, что они являются реальными рассеянными скоплениями.

### **3.2 Открытие новых звёздных скоплений в ГАИШ МГУ**

Так как в большинстве работ авторы искали концентрации звёзд и не занимались детальным исследованием обнаруженных кандидатов в скопления, то, к тому моменту, когда мы предприняли аналогичную работу, число реальных новых скоплений не превышало полутора десятков объектов. Мы разработали (Копосов и др., 2008а) новый эффективный метод поиска пиков звёздной плотности в больших

обзорах всего неба, основанный на свертке карт плотности со специальным двумерным фильтром. Позже этот метод использовался для поиска карликовых сфероидальных галактик и шаровых скоплений по данным обзора SDSS (Копосов и др. 2007а). Наш метод позволяет обнаруживать кандидаты в новые скопления, а затем подтверждает реальность этих скоплений, как физически связанных групп звезд. Одновременно находятся основные физические параметры скоплений: возраст, радиус, расстояние, избыток цвета.

### 3.2.1 Программа автоматического поиска звёздных скоплений

Разработанная нами программа может проводить поиск звёздных скоплений по очень большим фотометрическим обзорам, таким как 2MASS, SDSS, DENIS и др.

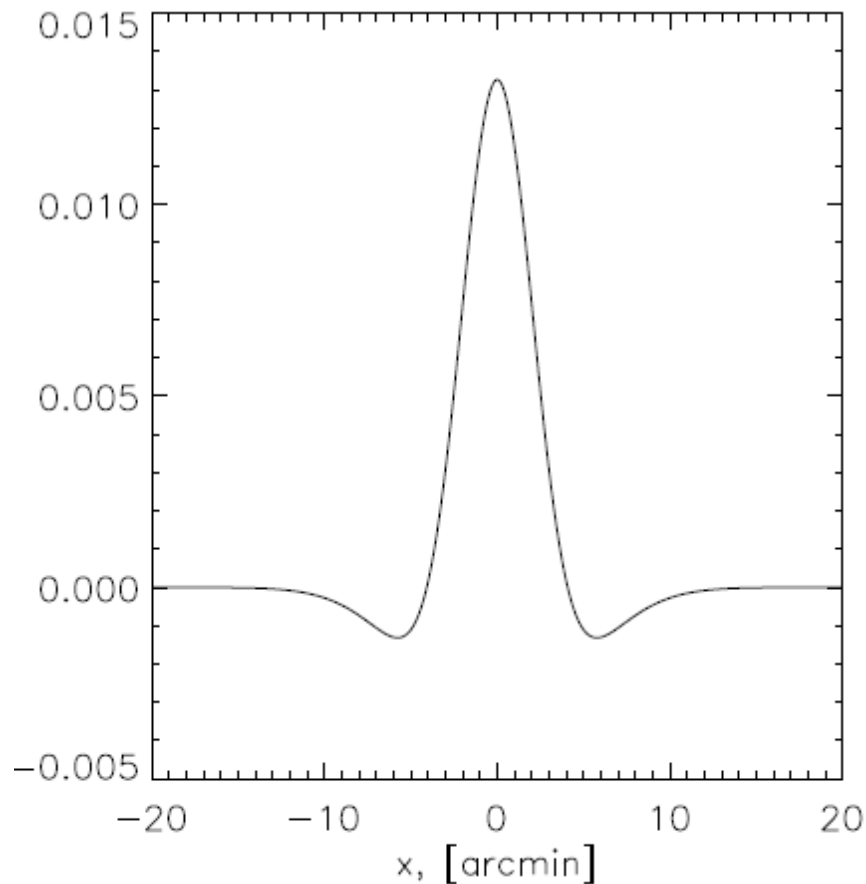


Рис. 19. Одномерная проекция двумерного фильтра, использованного для свёртки карт плотности с дисперсиями:  $\sigma_1 = 3'$ ,  $\sigma_2 = 6'$ .

В галактической плоскости, где сконцентрировано большинство РЗС, плотность звёзд очень высока и, к тому же, быстро меняется из-за наличия поглощающего



вещества. Следовательно, алгоритм поиска должен обнаруживать пики плотности с учётом быстроменяющегося фона, а также оценивать их статистическую значимость. Необходимо также, чтобы он мог находить скопления различного размера. Для этой цели мы сначала строили карту плотности в пространстве координат, а затем сворачивали её со специальным двумерным фильтром, показанным на рисунке 19. Кривая, изображённая на рисунке (аналог “мексиканской шляпы”, используемой в вейвлет-анализе) представляет собой разность двух двумерных нормальных распределений и имеет нулевой интеграл. Свернутые с таким фильтром области равномерного или медленно меняющегося фона будут давать нулевой сигнал, а концентрации звёзд – высокий сигнал.

Свертка с таким фильтром эквивалентна вычитанию карт плотности, свернутых с гауссианами, имеющими различную дисперсию. При этом карта плотности, свернутая с гауссианой с меньшей дисперсией, используется для обнаружения мелкомасштабных пиков плотности, а карта плотности, свернутая с гауссианой с более широкой дисперсией, применяется для оценки локального фона. Следующие формулы демонстрируют процедуру свертки. Сначала получаем распределение звёзд на небе  $M(ra, dec)$ :

$$M(ra, dec) = \sum_i \delta(ra, dec)$$

Затем сворачиваем его с соответствующим фильтром:

$$M(ra, dec) = M(ra, dec) * (G(ra, dec, \sigma_1) - G(ra, dec, \sigma_2))$$

где  $G(ra, dec, \sigma)$  – это двумерное нормальное распределение с дисперсией  $\sigma$  и единичным интегралом. На последнем шаге мы нормируем свернутую карту плотности, чтобы получить статистическую значимость для всех пиков плотности:

$$S(ra, dec) = \sqrt{4\pi\sigma_1} \frac{M(ra, dec) * (G(ra, dec, \sigma_1) - G(ra, dec, \sigma_2))}{\sqrt{M(ra, dec) * G(ra, dec, \sigma_2)}}$$

Полученная карта  $S(ra, dec)$  показывает превышение распределения  $M(ra, dec) \cdot G(ra, dec, \sigma_1)$  над фоном  $M(ra, dec) \cdot G(ra, dec, \sigma_2)$ . Исходя из предположения о пуассоновском распределении источников и значения  $\sigma_1 \gg \sigma_2$ , получаем, что  $S(ra, dec)$  должна иметь нормальное распределение с единичной дисперсией. Пики плотности легко детектируются на этой карте, их можно выделить, просто задав

границу, выше которой пики будут статистически значимыми. Как правило, мы рассматривали все пики, для которых  $S(ra, dec) > 4.5$ .

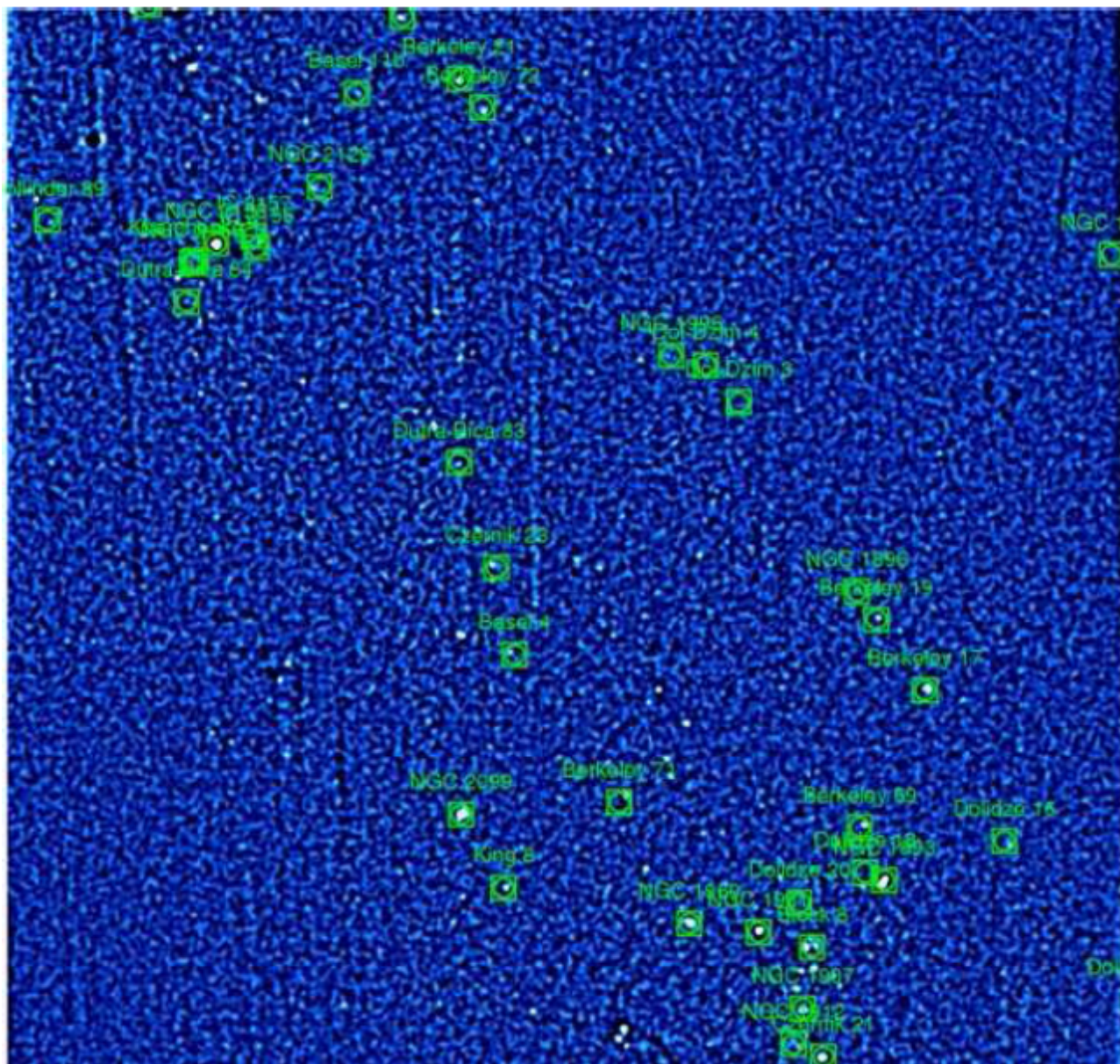


Рис. 20. Карта плотности размером  $16^\circ \times 16^\circ$  в направлении на антицентр Галактики, построенная по данным из каталога 2MASS. Отмечены известные скопления из каталога Диаса и др. (2002).

Отметим, что для скоплений с радиусом, близким к значению дисперсии меньшей из гауссиан, фильтр получается близким к оптимальному. Выбор значения  $\sigma_2$  зависит от размера области, по которой получается оценка плотности звёзд фона. В идеале значение  $\sigma_2$  должно быть достаточно большим и значительно превышать значение  $\sigma_1$ . Но мы исследовали области вблизи галактической плоскости, где

велико поглощение, и плотность звёзд меняется на очень маленьких масштабах. Поэтому приходилось задавать  $\sigma_2$  не намного большим, чем  $\sigma_1$ , чтобы оценить локальную плотность звёзд фона (Копосов и др., 2008б).

На рис. 20 показана свернутая описанным выше способом карта плотности по данным из каталога 2MASS размером  $16^\circ \times 16^\circ$  в направлении на антицентр Галактики. Белым цветом выделены пики плотности, многие из них - это известные рассеянные скопления, они отмечены квадратиками. Но часть пиков плотности не отождествлялась с РЗС, и необходимо было проверить, является ли каждый из них реальным скоплением или же случайной флуктуацией звёздного фона. Для этого в каждом случае мы строили диаграмму Хесса, которая представляет собой пространственную плотность звёзд на диаграмме “цвет – величина”. В нашем случае на диаграмму наносилась разность между плотностью звёзд в скоплении, вычисляемой в круговой зоне, и плотностью звёзд фона, вычисляемой в кольцевой зоне вокруг центра скопления. Как правило, реальное скопление обнаруживает себя на диаграмме Хесса в виде хорошо заметной главной последовательности и, в некоторых случаях, в виде ветви красных гигантов.

После того, как скопление обнаруживало себя на диаграмме Хесса, мы накладывали на его диаграмму “цвет-величина” изохрону солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002). Для этого изохрона автоматически смещалась вдоль координатных осей с шагом 0.01 от полного диапазона изменения абсциссы или ординаты. При каждом сдвиге варьировался логарифм возраста изохрон в полном диапазоне от 6.60 до 10.25 с шагом 0.05. Затем для каждого возраста строилось радиальное распределение звёзд, лежащих вблизи изохроны (т.е. отстоящих от неё меньше, чем на  $0.05^m$  по цвету), предположительно членов скопления, и для всех остальных – звёзд фона. В идеале, звёзды фона должны показывать плоское распределение радиальной плотности, а члены скопления – заметную концентрацию к центру. На практике же плотность звёзд фона может слегка увеличиваться к центру скопления из-за неразрешенных двойных среди членов скопления и ошибок фотометрии. Поэтому для количественной оценки получившихся графиков вычислялось отношение плотности в центре скопления к значению плотности на плато, как для членов скопления, так и для звёзд фона, а затем бралось частное от деления двух получившихся величин. Положение изохроны фиксировалось при максимальном значении частного. Тестируя этот метод на известных и хорошо изученных скоплениях, мы нашли, что значение частного должно быть больше 2. В результате наложения изохроны на диаграмму “цвет-величина” с помощью такой методики одновременно определялись несколько физических параметров скопления: возраст, расстояние, избыток цвета в направлении на скопление и радиус видимой концентрации звёздной плотности.

Если все диаграммы: диаграмма Хесса, диаграмма “цвет-величина” и радиальное распределение плотности звёзд подтверждали реальность скопления, то мы считали найденный пик плотности физически связанной группой звёзд.

### 3.2.2 Приложение разработанного метода к данным обзора 2MASS

Инфракрасный обзор 2MASS (Скрутски и др., 2006) дал нам прекрасную возможность для тестирования нашей методики и для поиска новых скоплений, так как он покрывает 99.998% небесной сферы однородными фотометрическими и астрометрическими наблюдениями. Как отмечалось выше, 2MASS выполнен в фильтрах  $J(1.25 \mu)$ ,  $H(1.65 \mu)$  и  $K_S(2.16 \mu)$  с пределами по величине  $15.8^m$ ,  $15.1^m$  и  $14.3^m$ , соответственно, для отношения  $S/N = 10$ . Поэтому мы работали с диаграммами ( $J$ ,  $J-H$ ), но использовали также ( $K_S$ ,  $J-K_S$ ) для подтверждения значений найденных физических параметров скоплений и соотношение  $E(J-H)/E(J-K_S)$  для проверки нормального закона поглощения.

Для извлечения данных  $JHK_S$  фотометрии и координат из каталога 2MASS были использованы программы и ресурсы Виртуальной обсерватории ГАИШ (SAI CAS; <http://vo.astronet.ru>), позволяющие работать с очень большими объёмами данных (Копосов и др., 2007б). Для дальнейшей работы были выбраны только те звёзды, у которых величина в каждом из трёх фильтров ( $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ) была отмечена флажком качества лучшим, чем  $U$ . Целью нашей работы был поиск скоплений с диаметрами от нескольких до 10 угловых минут, поэтому в качестве фильтра использовалась разность гауссиан с дисперсиями:  $\sigma_1 = 3'$  и  $\sigma_2 = 6'$ . Скопления с диаметрами более, чем  $15' - 20'$ , не показывают заметных пиков плотности, за исключением самых богатых РЗС. Такие скопления обнаруживают, обычно, по общности собственных движений и лучевых скоростей звёзд.

Для начала была выбрано поле размером  $16^\circ \times 16^\circ$  в направлении галактического антицентра, где было обнаружено 88 пиков плотности, для которых статистическая значимость  $S(\text{ra}, \text{dec})$  превышала  $4.5 \cdot \sigma$ . Сравнение с каталогом Диаса и др. (2002) показало, что 23 из 88 найденных пиков плотности являются оптически видимыми рассеянными скоплениями; 9 пиков совпали с положением инфракрасных скоплений, связанных с туманностями (*embedded clusters*) (Бика и др., 2003а,б). В исследованную область попали ещё 15 скоплений из каталога Диаса и др. (2002), однако наш метод их не детектировал. Природа шести из этих 15 объектов сомнительна: они не видны на изображениях из атласов DSS и 2MASS, три из них отмечены флажком “сомнительные” в каталоге Диаса и др. (2002). Ещё пять “не найденных” нами объектов являются скоплениями с диаметрами  $20' - 60'$ , их природа подтверждается одинаковыми собственными движениями звёзд –

членов скоплений, и только два из них – NGC 1912 и NGC 2168 – показывают заметное превышение звёздной плотности над фоном. Оставшиеся четыре скопления имеют  $S(\text{ra,dec}) < 4.5 \cdot \sigma$ ; три из них видны на изображениях из атласа 2MASS, как слабые скопления, связанные с туманностями, а в каталоге Диаса и др. (2002) для них нет никаких данных, кроме оценки диаметров.

Так как большая часть из 23 пиков плотности, совпавших с известными РЗС, имела ненадёжную оценку физических параметров или не имела её вовсе, то мы провели детальный анализ всех 88 найденных пиков плотности.

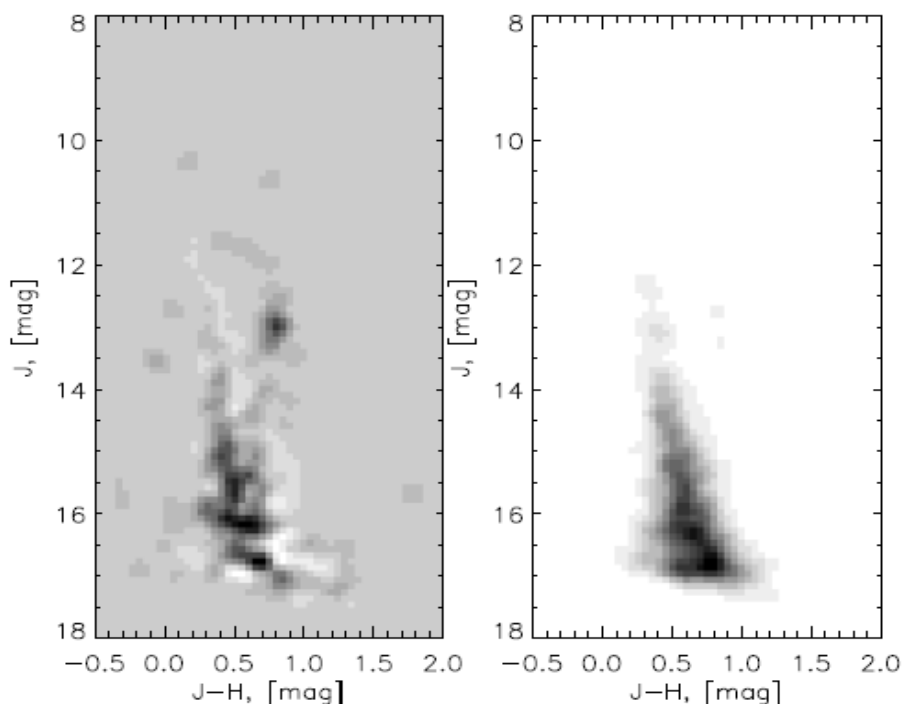


Рис. 21. Хесс-диаграммы для скопления Korosov 52. Слева показана диаграмма Хесса в области с радиусом  $2'$  вокруг центра скопления за вычетом диаграммы Хесса для фона. Справа изображена диаграмма Хесса для звёзд фона.

Сначала были построены Хесс-диаграммы в координатах  $(J, J-H)$ . Для этого строилась плотность звёзд на диаграмме “цвет-величина” внутри радиуса  $r$  скопления, и из неё вычиталась плотность звёзд фона на такой же диаграмме, которая вычислялась в кольце между окружностями с радиусами  $2 \cdot r$  и  $3 \cdot r$ . Каждая диаграмма  $(J, J-H)$  предварительно сглаживалась с помощью 3-пиксельной гауссианы. На рис. 21 слева показана диаграмма Хесса для нового скопления Korosov 52, построенная внутри радиуса  $4'$  вокруг центра скопления, из которой

вычтена диаграмма Хесса для звёзд поля, показанная на правой панели. На левом рисунке хорошо выделяется главная последовательность скопления и сгущение звёзд у основания ветви красных гигантов.

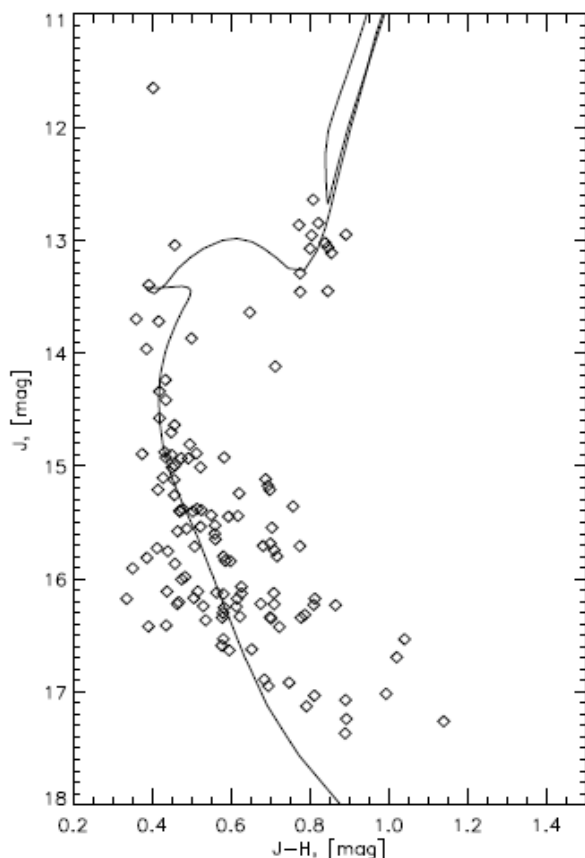


Рис. 22. Диаграмма “цвет-величина” для скопления Korosov 52 внутри радиуса 2' вокруг центра скопления. Сплошная линия – изохрона для возраста  $\log(t)=8.95$ ,  $(m-M)=12.32^m$ ,  $E(B-V)=0.04^m$ .

Если скопление обнаруживало себя на диаграмме Хесса, то мы накладывали на его диаграмму “цвет-величина” изохрону подходящего возраста солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002) и одновременно проверяли, как распределена вдоль радиуса плотность звёзд, лежащих на изохроне, и плотность звёзд фона (см. Раздел 3.2.1). На рис. 22 показана изохрона с возрастом  $\log(t) = 8.95$ , совмещенная с диаграммой “цвет-величина” скопления Korosov 52. Положение изохроны соответствует  $(m-M)_J = 13.20^m$  и  $E(J-H) = 0.34^m$ . Распределение радиальной плотности звёзд, соответствующее наложенной изохроне, изображено на рис. 23: темными кружками обозначены звёзды, отклоняющиеся от изохроны не более, чем на  $0.05^m$  по цвету ( $J-H$ ), светлыми

кружками – все остальные звёзды.

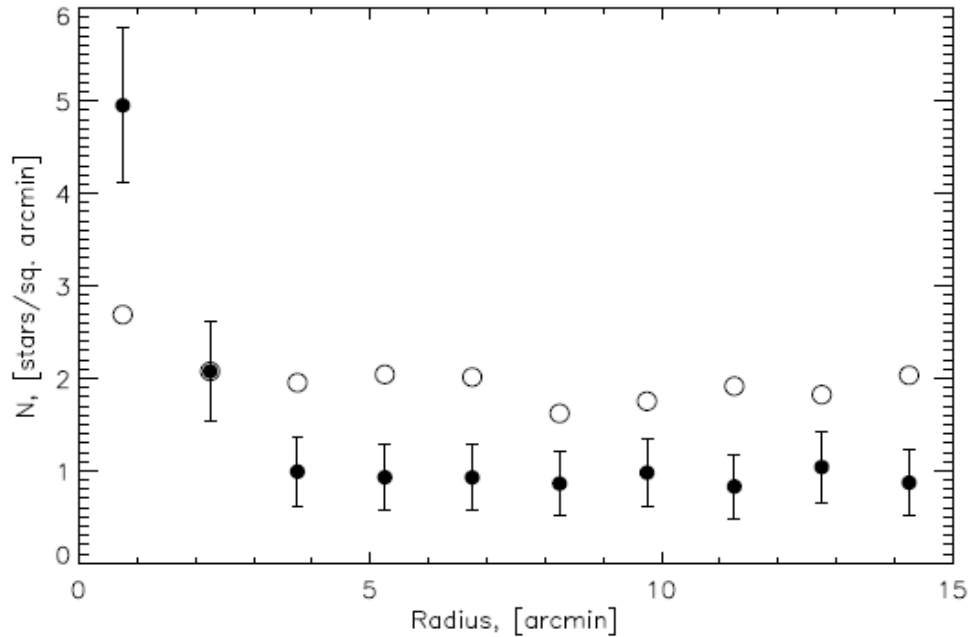


Рис. 23. Радиальное распределение звёзд в поле скопления Korosov 52. Темные кружки – звёзды, лежащие вблизи изохроны, светлые кружки – звёзды фона.

Таким образом, радиальное распределение плотности всех звёзд – это сумма радиального распределения звёзд скопления, обозначенных тёмными кружками, и радиального распределения звёзд фона, обозначенных светлыми кружками. Соотношение контрастов, описанное в разделе 3.2.1, на рисунке 23 составляет  $(4.9/1)/(2.7/2) = 3.63$ . Это максимальное значение, для которого мы и зафиксировали положение изохроны на диаграмме  $(J, J-H)$ . Отметим, что на больших расстояниях от центра плотность звёзд фона заметно выше, чем плотность звёзд скопления. Таким образом, использование своеобразной фильтрации с помощью изохрон позволяет более эффективно выделять и исследовать пики плотности.

Все исследованные диаграммы строились с помощью данных  $J$  и  $H$ , так как предел по величине в фильтре  $J$  самый большой. Но изохроны независимо накладывались и на диаграммы  $(K_S, J-K_S)$ , чтобы проверить полученные значения физических параметров скоплений и сравнить отношение  $E(J-H)/E(J-K_S)$  с величиной 0.55 для нормального закона поглощения Карделли и др. (1989). Для пересчёта избытков цвета и вычисления модуля расстояния использовались следующие соотношения:  $A_{K_S} = 0.670 \cdot E(J-K_S)$ ,  $A_J = 0.276 \cdot A_V$ ,  $E(J-H) = 0.33 \cdot E(B-V)$  (Дутра и др. 2002). Исследованный пик плотности считался скоплением, если все

три диаграммы (диаграмма Хесса, диаграмма “цвет-величина” и радиальное распределение плотности) подтверждали его реальность.

### 3.2.3 Результаты исследования области антицентра Галактики

С помощью методики, описанной выше, были исследованы все 88 пиков плотности. Нами было обнаружено и доказано, что 11 объектов являются новыми скоплениями, видимыми в оптическом диапазоне. Параметры для всех новых скоплений приведены в таблице 16.

**Таблица 16.** Параметры новых скоплений.

Название	Другое название	RA (J2000)	Dec (J2000)	d'	E(B-V)	$\frac{E(J-H)}{E(J-K_s)}$	(m-M) <sub>0</sub>	Расстояние, пк	log(t)
Koposov 10	FSR 795	05 <sup>h</sup> 47 <sup>m</sup> 28.6 <sup>s</sup>	+35°25'56"	4	0.81 ± 0.25	0.79	11.54 ± 0.30	2000 ± 300	< 8.6
Koposov 12	FSR 802	06 00 56.2	+35 16 36	9	0.30 0.03	0.51	11.55 0.03	2050 50	8.90±0.10
Koposov 27	Teutsch 10	05 39 30.0	+33 21 00	3	0.45 0.10	0.69	12.80 0.50	3700 900	< 8.65
Koposov 36		05 36 50.6	+31 12 39	9	0.83 0.11	0.63	11.16 0.16	1700 150	< 8.35
Koposov 43	FSR 848	05 52 14.6	+29 55 09	8	0.38 0.10	0.44	12.21 0.09	2800 120	9.30 0.10
Koposov 49	Teutsch 10	05 44 22.2	+28 49 13	6	0.42 0.05	0.94	11.46 0.22	2000 200	< 9.15
Koposov 52	Teutsch 5	05 53 48.9	+26 50 26	5	1.03 0.04	0.58	12.32 0.11	2900 140	8.95 0.10
Koposov 53		06 08 56.2	+26 15 49	3	0.34 0.04	0.61	12.52 0.03	3200 100	< 8.5
Koposov 62		06 18 02.0	+24 42 38	6	0.34 0.02	0.57	12.21 0.05	2800 60	9.40 0.10
Koposov 63	FSR 869	06 10 01.7	+24 33 38	5	0.26 0.04	0.40	12.32 0.28	3000 350	9.15 0.10
Koposov 77		05 43 52.3	+21 42 37	5	0.57 0.01	0.55	11.23 0.02	1750 50	9.65 0.10

Четыре скопления из таблицы 16 совпадают с кандидатами в скопления из работы Фрёбриха и др. (2007), а ещё три скопления – со звёздными агломератами, найденными Кронбергером и др. (2006). В обеих публикациях эти скопления рассматривались лишь как возможные кандидаты в РЗС, природа которых должна быть подтверждена. В нашей работе (Копосов и др., 2008а) мы не только открыли эти объекты независимым способом, но подтвердили их природу и определили их физические параметры. Поэтому мы считаем эти скопления новыми. Кроме того наши первые результаты по открытию новых скоплений и определению их физических параметров были опубликованы в 2005 году (Копосов и др., 2005).



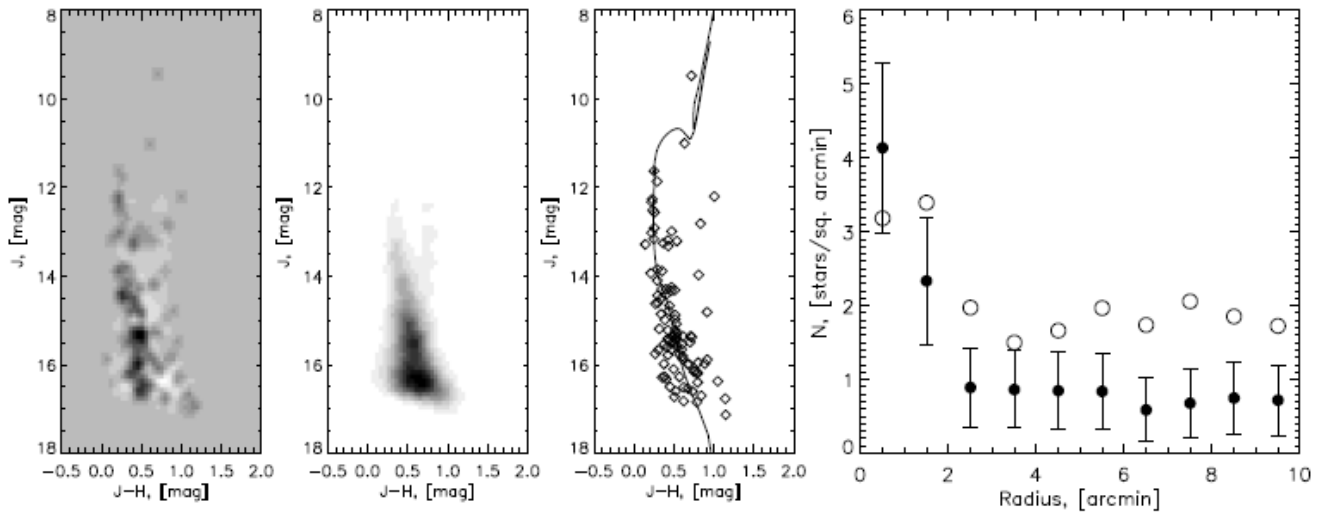


Рис. 24. Диаграммы для скопления Korosov 10: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 2' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

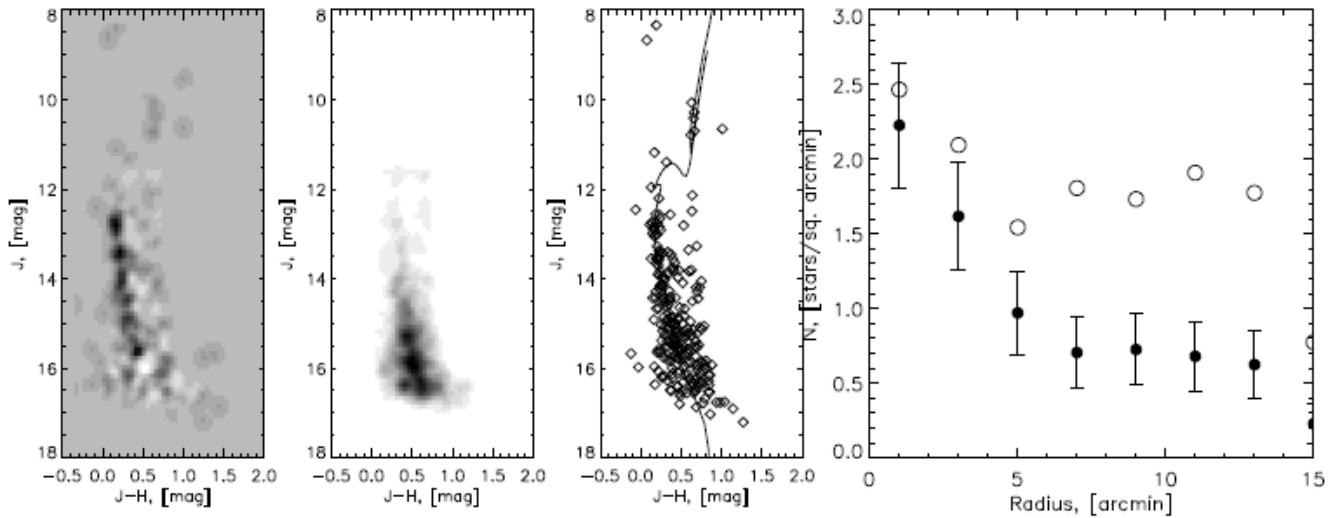


Рис. 25. Диаграммы для скопления Korosov 12: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 4' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

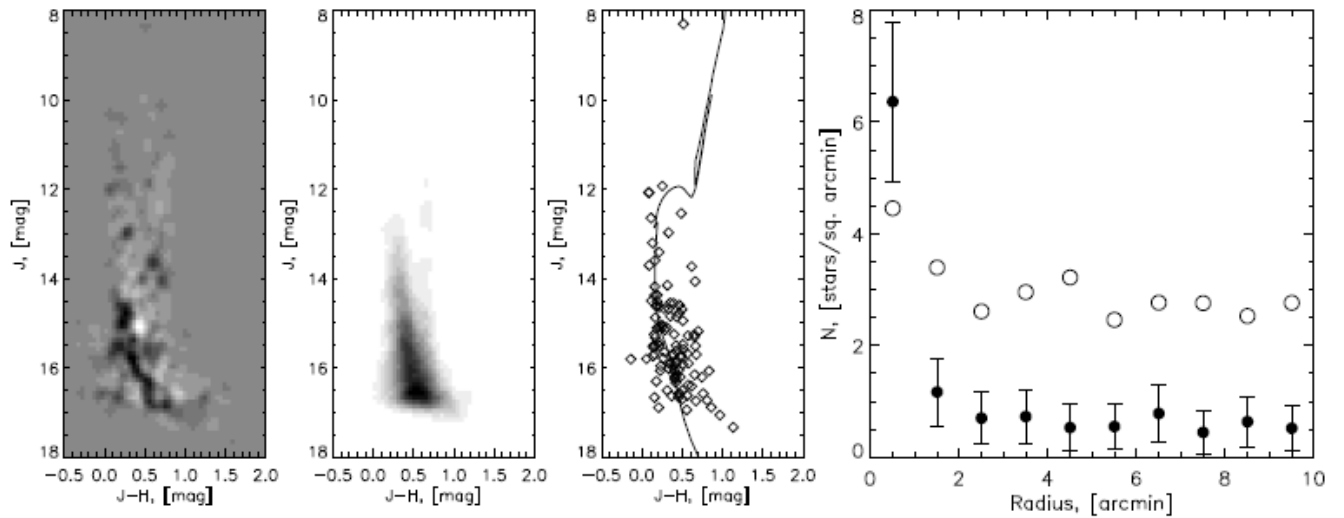


Рис. 26. Диаграммы для скопления Коросов 27: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом  $2'$  вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

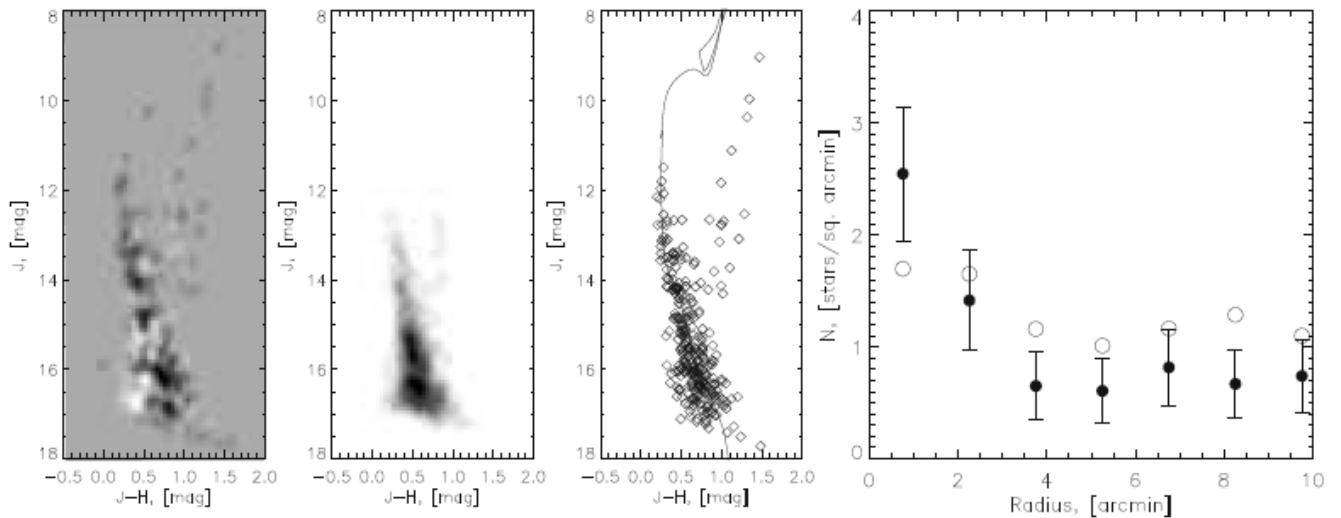


Рис. 27. Диаграммы для скопления Коросов 36: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом  $4'$  вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

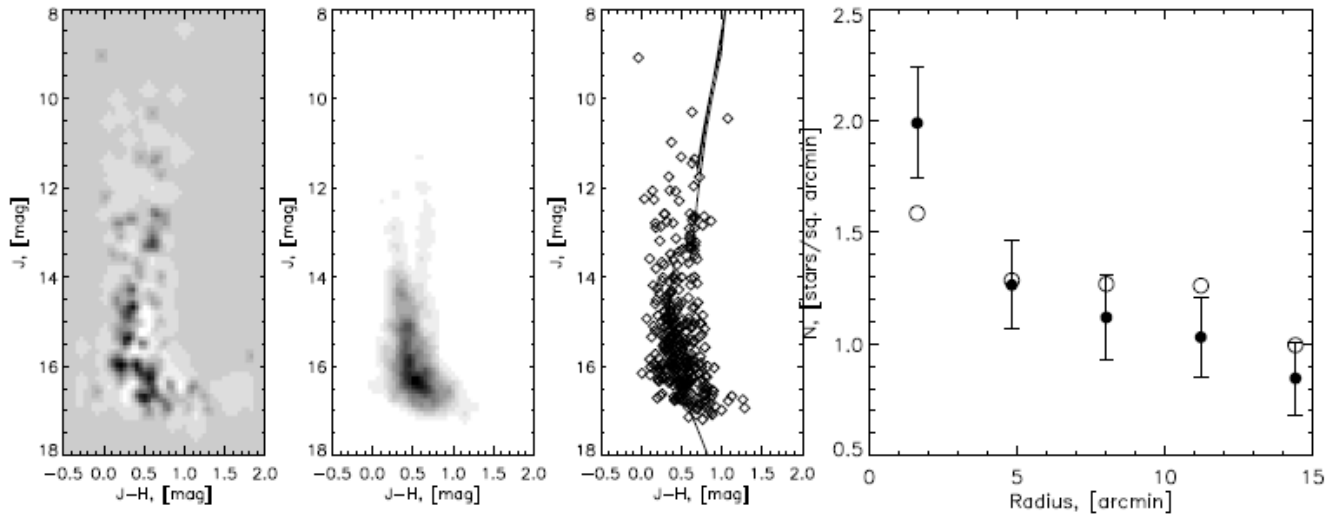


Рис. 28. Диаграммы для скопления Коросов 43: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 4' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

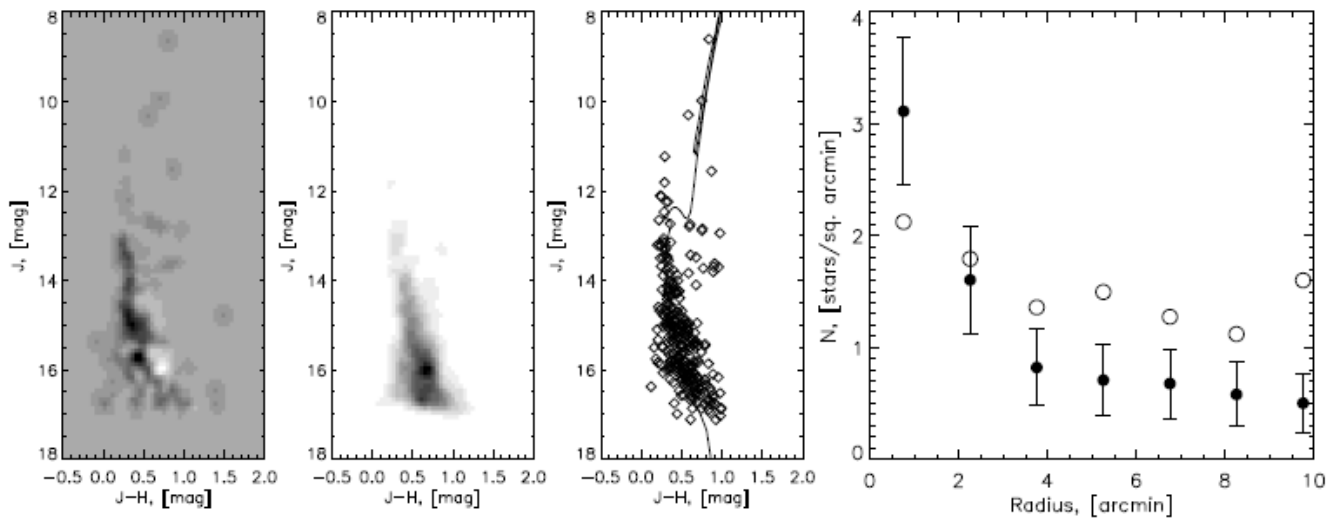


Рис. 29. Диаграммы для скопления Коросов 49: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 4' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

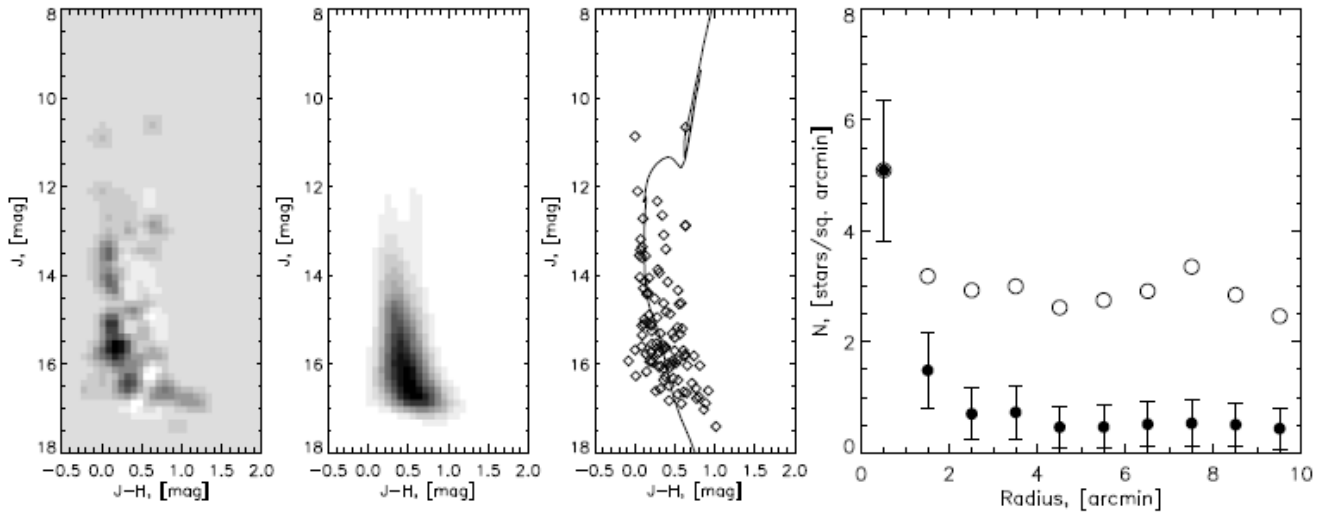


Рис. 30. Диаграммы для скопления Коросов 53: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 4' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

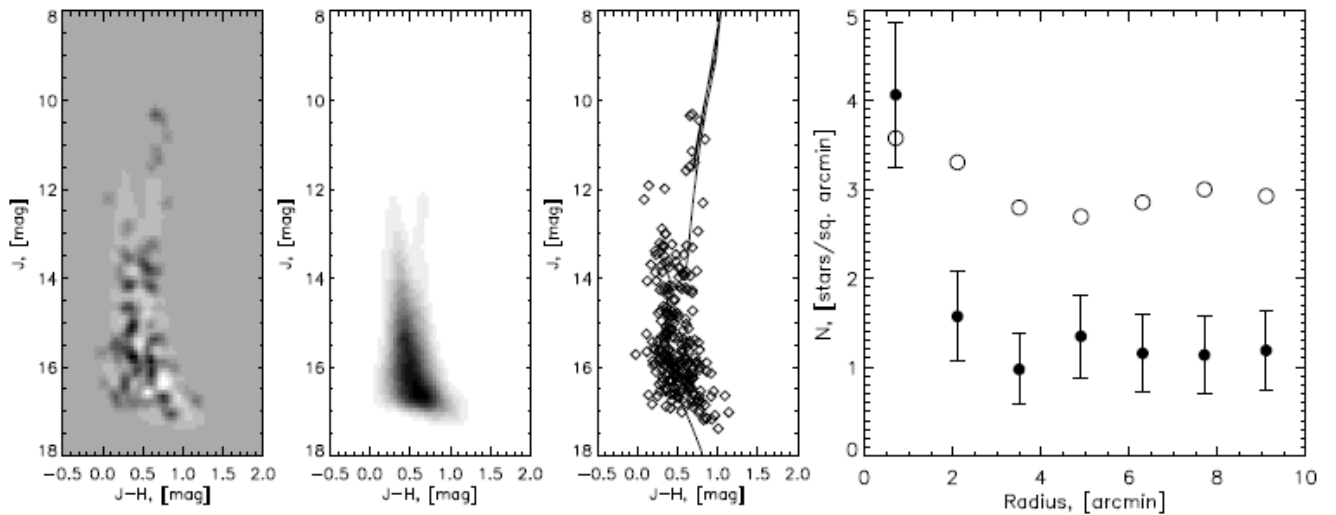


Рис. 31. Диаграммы для скопления Коросов 62: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 3' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

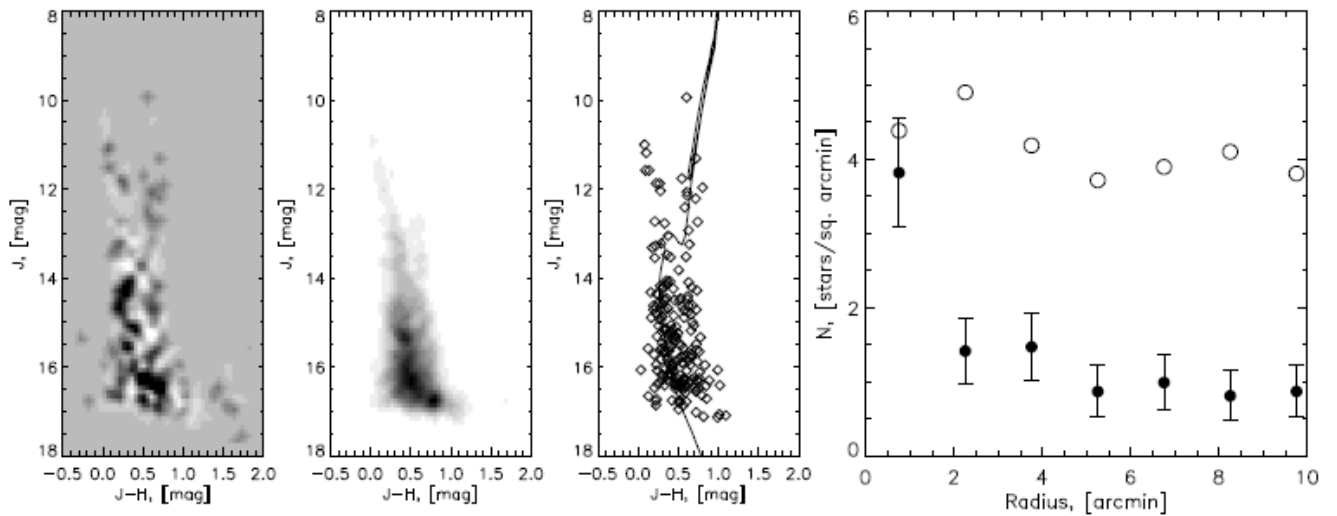


Рис. 32. Диаграммы для скопления Коросов 63: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 2.5' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

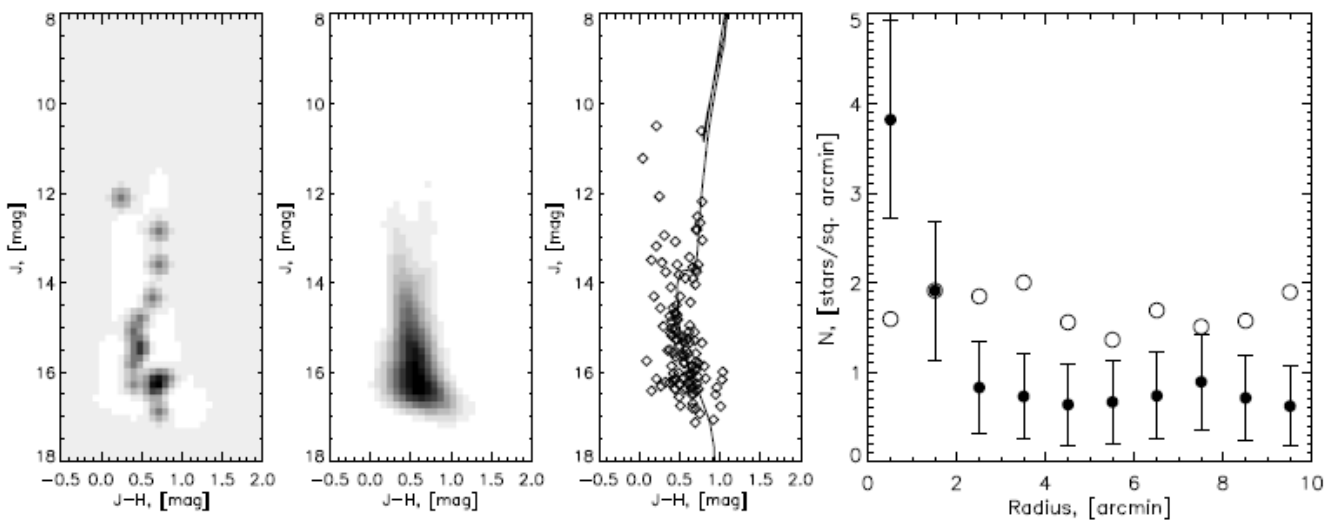


Рис. 303 Диаграммы для скопления Коросов 77: Хесса “скопление минус фон”, Хесса для фона, “цвет-величина” для звёзд в области с радиусом 2.5' вокруг центра с наложенной изохроной; радиальное распределение для звёзд скопления (тёмные кружки) и для звёзд фона (светлые кружки).

Отметим, что мы не можем точно оценить возраст молодых скоплений, если

на их диаграмме “цвет-величина” отсутствуют звёзды-гиганты или сверхгиганты. Если зафиксировать положение изохроны на такой диаграмме, то её возраст можно изменять в достаточно широких пределах, вплоть до  $\log(t) = 8.20$ , без заметного изменения величины контраста на графике радиального распределения плотности звёзд. Это связано с протяженным вертикальным участком на диаграммах ( $J, J-H$ ) и ( $K_s, J-K_s$ ) и отсутствием массивных звёзд в бедных скоплениях. Поэтому для скоплений Korosov 36, Korosov 53, Korosov 10, Korosov 27 и Korosov 49 мы смогли дать только верхнюю границу для оценки возраста.

Ошибки избытка цвета, модуля расстояния и возраста были вычислены по различию значений этих параметров, полученных по ( $J, J-H$ ) и ( $K_s, J-K_s$ ) диаграммам.

На рисунках 24 – 33 изображены диаграммы Хесса, диаграммы ( $J, J-H$ ) с наложенными изохронами и радиальное распределение плотности звёзд для 10 новых скоплений из таблицы 16 (за исключением Korosov 52). Четыре из 11 новых скоплений – молодые объекты, с возрастом менее 100 млн. лет, остальные – старые, с возрастом более 1 млрд. лет. Все скопления расположены на расстояниях от 1.5 до 3.5 кпк от Солнца.

Кроме 11 скоплений, видимых в оптическом диапазоне, мы нашли 4 инфракрасных скопления, связанных с туманностями. Их координаты представлены в таблице 17, а диаграммы Хесса показаны на рисунках 34 – 35.

**Таблица 17.** Координаты и диаметры ИК скоплений.

Название	Другое название	RA (J2000)	Dec (J2000)	d'
Korosov 7	FSR 784	05 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 44.1 <sup>s</sup>	+35° 55' 25"	6
Korosov 41	FSR 839	06 03 58.0	+30 15 41	4
Korosov 58	FSR 849	05 51 11.0	+25 46 41	2
Korosov 82	Teutsch 136	06 11 55.8	+20 40 14	4

На диаграммах “цвет-величина” ИК скопления видны в виде “облака” точек из-за дифференциального поглощения света внутри скоплений. Поэтому для большинства из них невозможно наложить изохрону на их главную последовательность. Мы смогли определить параметры только для скопления Korosov 41: возраст – 4 млн. лет, расстояние – 2200 пк, избыток цвета  $E(B-V) = 1.95^m$

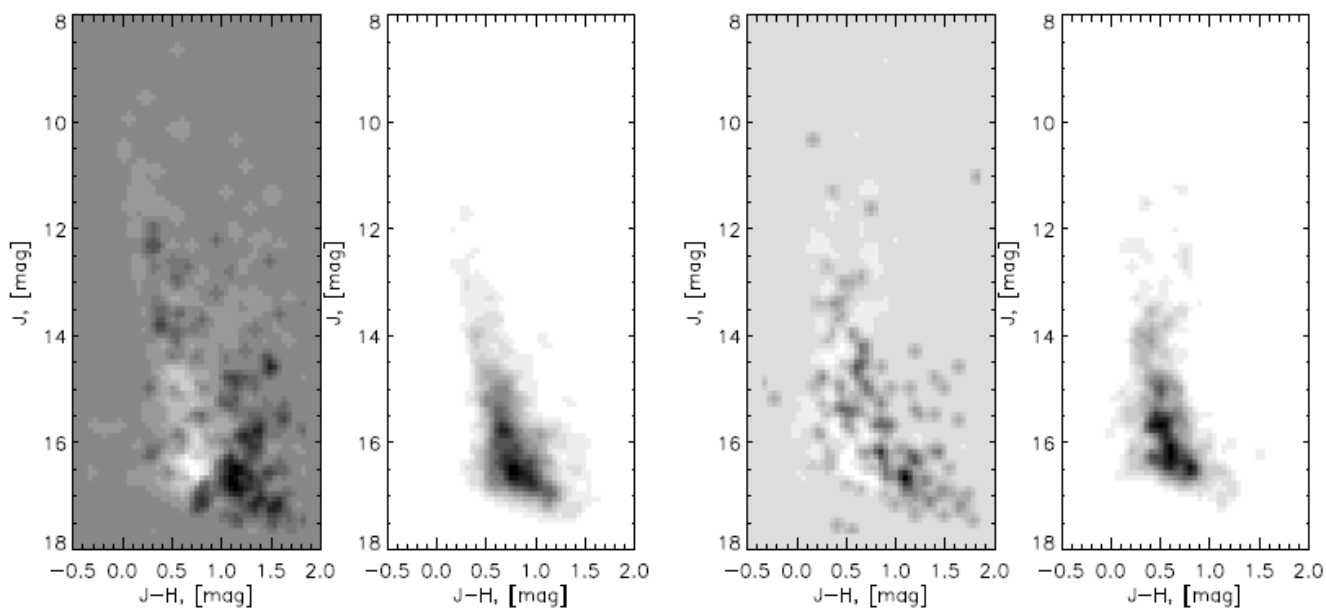


Рис. 34. Слева: диаграмма Хесса для ИК скопления Korosov 7 и фона вокруг него. Справа: диаграмма Хесса для ИК скопления Korosov 41 и фона вокруг него.

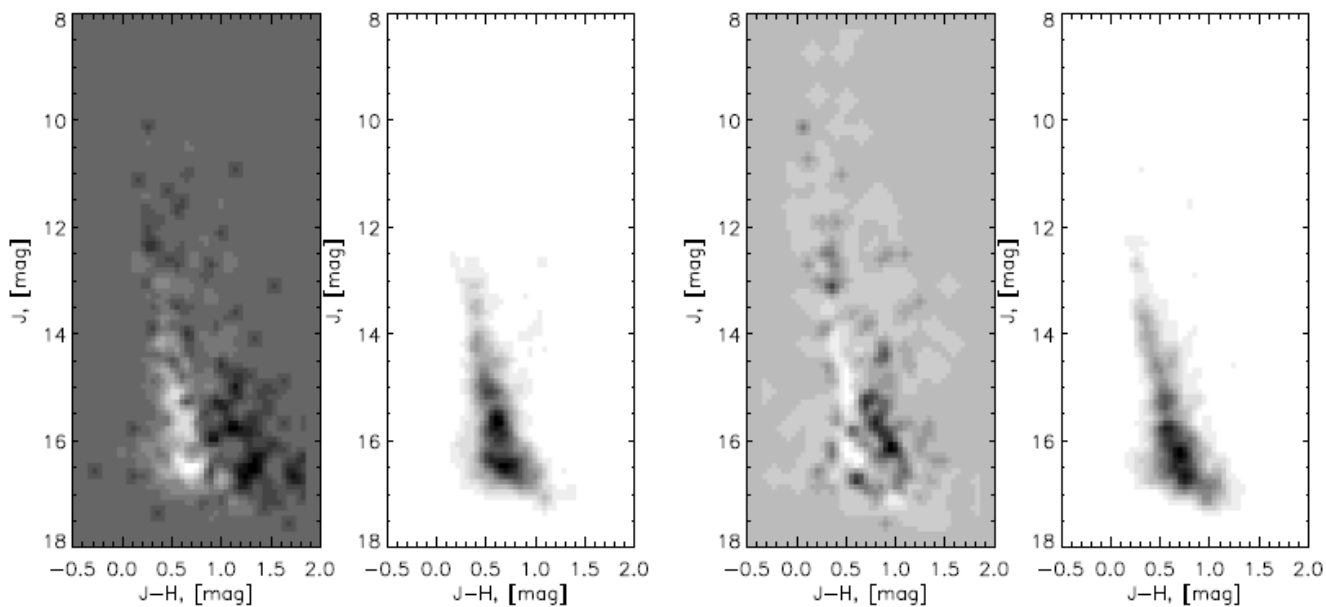


Рис. 35. Слева: диаграмма Хесса для ИК скопления Korosov 58 и фона вокруг него. Справа: диаграмма Хесса для ИК скопления Korosov 82 и фона вокруг него.

Так как 23 из 88 детектированных нами пиков плотности в направлении на антицентр Галактики оказались известными скоплениями, то мы исследовали их по той же методике с помощью данных из каталога 2MASS, чтобы уточнить характеристики РЗС и получить однородный каталог параметров. Мы добавили в этот список ещё два РЗС NGC 1912 и NGC 2168, они не были детектированы из-за

сравнительно больших диаметров (около 25'), но показали небольшие пики плотности и могли быть изучены нашими методами.

**Таблица 18.** Параметры известных скоплений: из каталога Диаса и др. (2002) или из базы данных Мермийо (1992) – *DM*, определенные нами – *EGZ*.

Скопление	RA (J2000)	Dec (J2000)	$D_{DM}$ , пк	$D_{KGZ}$ , пк	$E(B-V)_{DM}$	$E(B-V)_{KGZ}$	$\log(t)_{DM}$	$\log(t)_{KGZ}$
Basel 4	05 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup> 54.9 <sup>s</sup>	+30°11' 08"	3000	2750	0.45 <sup>m</sup>	0.57 <sup>m</sup>	8.30	8.25
Berkeley 17	05 20 29.6	+30 34 33	2700	2400	0.58	0.30	10.00	10.00
Berkeley 19	05 24 02.8	+29 34 16	4831	3000	0.40	0.61	9.49	9.25
Berkeley 21	05 51 47.4	21 48 31	5000	5150	0.76	0.51	9.34	9.35
Berkeley 69	05 42 22.6	+22 50 01	2860	2900	0.65	0.45	8.95	9.00
Berkeley 71	05 40 56.7	+32 16 33	3900	2450	0.85	0.91	8.80	8.80
Berkeley 72	05 50 17.6	+22 14 59		3500		0.43		8.65
Czernik 21	05 26 41.0	+36 00 49		2300		0.72		9.55
Czernik 23	05 50 03.6	+28 53 41		2500		0.38		8.45
Czernik 24	05 55 24.6	+20 53 11		4600		0.26		9.40
DC 8	06 09 21.3	+31 13 54		2100		0.72		9.00
IC 2157	06 04 41.9	+24 06 01	2040	2400	0.548	0.58	7.800	< 7.6
King 8	05 49 19.0	+33 37 38	6403	3100	0.580	0.44	8.618	9.05
Kronberger 1	05 28 22.0	+34 46 24	1900	800	0.52	0.43	7.5	8.10
NGC 1893	05 22 53.7	+33 26 17	6000		0.45		6.48	
NGC 1907	05 28 10.7	+35 19 44	1800	1300	0.52	0.51	8.5	8.60
NGC 1931	05 31 25.9	+34 12 50	3086	1000	0.738	1.97	7.002	< 7.0
NGC 1960	05 36 19.6	+34 07 27	1330	1050	0.22	0.19	7.4	< 7.5
NGC 2099	05 52 18.4	+32 33 03	1383	1300	0.302	0.27	8.540	8.60
NGC 2129	06 01 10.5	+23 19 34	2200	1950	0.80	0.82	7.00	7.10
NGC 2158	06 07 27.8	+24 05 53	5071	3300	0.360	0.34	9.023	9.30
Pismis 27	06 10 53.8	+20 36 26		1000		0.68		< 7.7
Stock 8	05 28 08.8	+34 25 53	1821	900	0.445	1.21	7.056	< 7.5
NGC 1912	05 28 41.6	+35 48 34	1400	1000	0.25	0.38	8.5	8.30
NGC 2168	06 09 00.0	+24 21 00	912	900	0.20	0.19	8.25	7.95

В таблице 18 сравниваются параметры этих скоплений, взятые из



компилятивного каталога Диаса и др.(2002) или из базы данных Мермийо (1992), с определенными нами. В некоторых случаях мы получили более точные координаты центра скопления, поэтому в таблице 18 даны новые координаты для всех скоплений. Для скоплений Ве 72, Cz 21, Cz 23, Cz 24, DC 8 и Pismis 27 в каталоге Диаса и др. (2002) приводятся только координаты и диаметры. В базе данных WEBDA для Ве 71 даны расстояние, избыток цвета и возраст из работы Лата и др. (2004). Возраст и величина  $E(B-V)$  хорошо согласуются с определенными нами параметрами, а расстояние превышает на 1500 пк полученную нами величину. Такое отличие связано с тем, что для оценки возраста Лата и др. (2004) использовали изохроны Жирарди и др. (2002), а для нахождения расстояния до РЗС – начальную главную последовательность (НГП) из работы Шмидта-Калера (1982). Мы использовали только теоретические изохроны Жирарди и др. (2002) для определения физических характеристик скопления.

Параметры, найденные нами для 7 скоплений (Ве 19, Ве 71, Kronberger 1, King 8, NGC 1931, Stock 8 и NGC 2158) существенно отличаются от тех, которые приводят для этих объектов Диас и др. (2002) и Мермийо (1992). Но мы считаем, что наши результаты более точные и однородные. Так, параметры скопления Ве 19 были найдены Кристианом (1980) из сравнения диаграммы  $(V, B-V)$ , построенной по данным фотографической фотометрии, с такой же диаграммой для NGC 752 и теоретическими изохронами Чардулло и Демарка (1979). Параметры РЗС King 8 вычислили Локтин и др. (2001), используя фотографические величины Кристиана (1981), но сам Кристиан оценивает расстояние до скопления в 3.5 кпк, что существенно меньше значения 6403 кпк, найденного Локтиным и др. В той же работе Локтин и др. (2001) нашли характеристики РЗС Stock 8, используя  $UBV$  фотометрию всего 32 звёзд, полученную разными авторами; эти звёзды не обнаруживают какой-либо последовательности на диаграмме “цвет-величина”. Что касается скопления Kronberger 1, то изохрона с параметрами, взятыми из каталога Диаса и др. (2002), совмещается с ГП звёзд фона на диаграмме  $(J, J-H)$ , а звёзды скопления заметно смещены в сторону бóльших значений  $(J-H)$  из-за сильного поглощения в этой области; этот эффект хорошо виден на диаграмме Хесса. Параметры NGC 1931 определены Локтиным и др. (2001) по данным, опубликованным Бхаттом и др. (1994), при этом расстояние, которое получили сами авторы фотометрических данных, составляет 2170 пк, что на 900 пк меньше величины 3086 пк, найденной Локтиным и др. (2001). NGC 1931 связано с туманностью, поэтому его Хесс-диаграмма демонстрирует небольшое рассеяние точек в области скопления. Мы наложили на эту область очень молодую изохрону и нашли значение расстояния до РЗС 1000 пк, которое в три раза меньше указанного в каталоге Диаса и др. (2002). Оценки расстояния до скопления NGC

2158, найденные разными авторами, отличаются на 2 кпк. Диас и др. (2002) приводят для него значения параметров, вычисленные Локтиным и др. (2001) по компилятивным данным с помощью автоматической программы. Найденные нами физические параметры NGC 2158 хорошо согласуются с вычисленными Карраро и др. (2002):  $D = 3600$  пк,  $E(B-V) = 0.55^m$ ,  $\log(t) = 9.3$ , которые накладывали изохроны Жирарди и др. (2002), а затем сравнивали их со смоделированным распределением звёзд на диаграмме “цвет-величина”. Из всего вышесказанного следует, что разные авторы часто находят различные параметры для скоплений, опираясь на одинаковый наблюдательный материал. Поэтому наши оценки, хотя и основываются на не очень глубокой фотометрии из каталога 2MASS, имеют огромное преимущество в том, что они выполнены по однородному материалу с использованием одних и тех же программ и методов.

Члены NGC 1893, выделяющиеся на диаграмме Хесса, не лежат одной изохроне, следовательно мы не можем определить параметры скопления нашими методами. Валленари и др. (1999) считают, что на диаграммах “цвет-величина” этого РЗС видны протозвёзды, только “садящиеся” на НГП, и оценивают расстояние до него в 4300 пк (Диас и др. (2002) приводят величину 6000 пк).

В 11 оставшихся случаях найденные нами параметры исследованных скоплений согласуются в пределах ошибок с опубликованными Диасом и др. (2002) и Мермийо (1992). Величины ошибок следующие: 200 – 500 пк для расстояний,  $0.10^m$  для избытков цвета и 0.05 для  $\log(t)$ .

Ещё пять объектов из каталога Диаса и др. (2002) попали в исследованную область, но не были детектированы нашими методами. Все параметры для них найдены с помощью малоинформативных диаграмм “цвет-величина” (на которых не было заметно каких-либо последовательностей и концентраций звёзд), поэтому мы не рассматривали эти скопления.

И, наконец, 41 пик плотности из 88 зарегистрированных не подтвердился как физически связанное скопление: мы обнаружили либо туманности, либо случайные группы звёзд повышенной плотности. Всего в исследованной нами площадке мы детектировали 95% скоплений, включенных в каталог Диаса и др. (2002) с диаметрами менее 15'. Но численно оценить эффективность нашего алгоритма поиска невозможно, так как все существующие каталоги скоплений содержат неполные данные, искаженные эффектом селекции.

Таким образом, на первом этапе работы по поиску новых скоплений мы разработали автоматический метод поиска областей повышенной плотности на небесной сфере, а также алгоритм для подтверждения реальности обнаруженных скоплений. Мы исследовали площадку размером  $16^\circ \times 16^\circ$  в направлении антицентра Галактики и нашли 15 новых РЗС. Затем мы определили основные физические

параметры – расстояние, возраст и избыток цвета – для 12 новых и 13 известных, но малоизученных скоплений, которые также были детектированы в исследованной площадке. Впоследствии для трех новых скоплений (Koposov 12, Koposov 53, Koposov 77) были измерены величины звёзд в фильтрах  $U$ ,  $B$ ,  $V$ ,  $I$  по ПЗС изображениям, полученным на 104-см телескопе института им. Ариабхатты (ARIES, Индия), для них были подобраны изохроны на диаграммах “цвет-величина” (Ядав и др., 2011) (подробно об этом будет рассказано в Главе 4). Параметры, найденные с помощью оптических данных, хорошо согласовались с теми, которые были определены по диаграммам ( $J$ ,  $J-H$ ) и ( $K_s$ ,  $J-K_s$ ), и независимо подтвердили реальность открытых нами РЗС и правильность алгоритма верификации новых скоплений. Поэтому следующим этапом исследований стал поиск областей повышенной плотности в плоскости Галактики для галактической широты  $|b| < 24^\circ$  по данным обзора 2MASS, подтверждение части из них в качестве реальных скоплений и определение их физических параметров с использованием разработанных и проверенных нами программ и алгоритмов.

### 3.2.4 Открытие и исследование РЗС в галактической плоскости

Поиск новых скоплений и проверка их реальности проводились, в основном, с использованием средств Виртуальной Обсерватории ГАИШ – <http://vo.astronet.ru/> (Копосов и др., 2007б), где обеспечен прямой доступ к каталогу 2MASS с помощью пакета программ, позволяющего производить запросы в автоматическом режиме с удаленных компьютеров. В области Млечного Пути для галактической широты  $-24^\circ < b < 24^\circ$  было найдено 11186 пиков плотности на уровне значимости, превышающем 4.5 стандартных отклонения. Из-за того, что подсистема рассеянных скоплений концентрируется к плоскости Галактики, где велико межзвёздное поглощение и наблюдается очень неравномерный фон, большая часть из 11186 пиков плотности объясняется неоднородностями в распределении межзвёздного вещества, особенно в направлении на галактический центр, где флуктуации плотности достигают наибольшего значения. Чтобы отделить реальные концентрации звёзд от флуктуаций фона, была проделана визуальная инспекция всех найденных пиков плотности по изображениям из каталогов 2MASS и DSS и отобрано 962 кандидата в скопления. После сравнения списка из 962 кандидатов с регулярно обновляемыми каталогами Диаса и др. (2002) и Харриса (1996) 565 объектов был отождествлены с известными рассеянными скоплениями, а 114 – с известными шаровыми скоплениями. 283 пика плотности были отнесены к вероятным кандидатам в новые скопления, среди которых могут находиться случайные концентрации звёзд ближнего и дальнего фона. Для всех 283

концентраций плотности была проведена проверка реальности их, как физически связанных звёздных скоплений, с помощью анализа Хесс-диаграмм, диаграмм “цвет-величина” и радиального распределения плотности звёзд. Было найдено, что 149 объектов являются звёздными скоплениями.

Однако, среди оставшихся пиков плотности также могут находиться скопления, реальность которых мы не могли доказать из-за того, что они были детектированы на пределе чувствительности каталога. Если же взять данные из каталога с бóльшим пределом в величинах  $J$ ,  $H$ ,  $K$ , то можно подтвердить открытие ещё ряда скоплений и определить их параметры. В качестве дополнительного каталога мы использовали UKIDSS Galactic Plane Survey (UKIDSS GPS; Уоррен и др., 2007). Если в 2MASS предельная звездная величина в фильтре  $K_S$  в среднем по каталогу составляет  $14.3^m$ , то в UKIDSS GPS в фильтре  $K$  достигается  $19.0^m$ . С помощью диаграмм  $(J, J-H)$  и  $(K, J-K)$  и графиков радиального распределения звездной плотности, построенных по данным из UKIDSS GPS, было изучено 22 кандидата в скопления, найденных по 2MASS каталогу. Нам удалось подтвердить, что 9 кандидатов являются реальными скоплениями, и определить их модуль расстояния, возраст и избыток цвета.

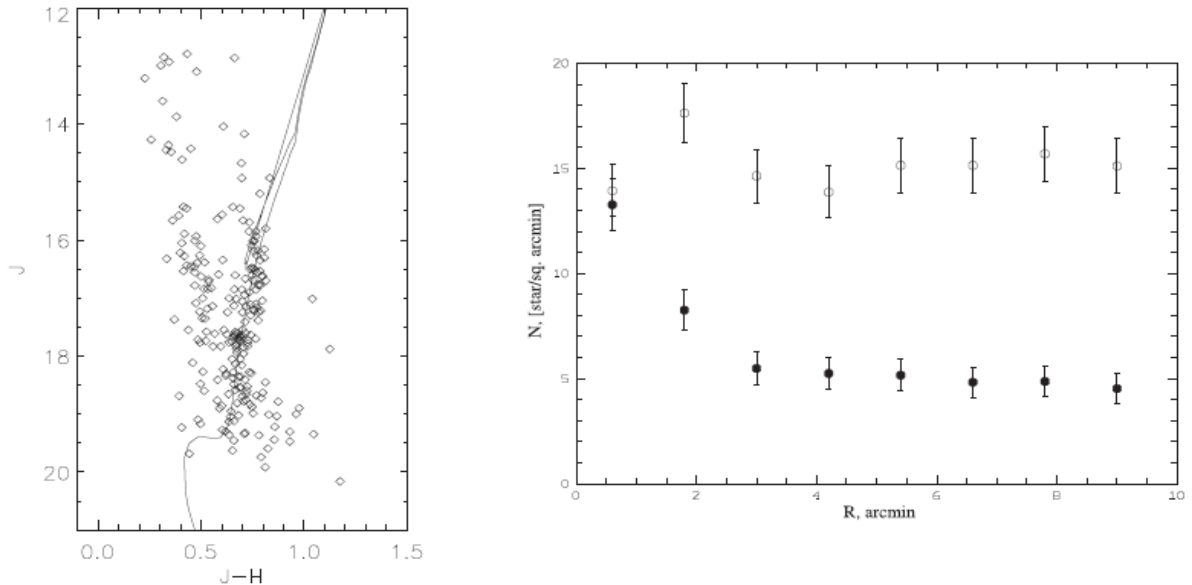


Рис. 36. Слева: диаграмма  $(J, J-H)$  скопления SAI 50, построенная по данным UKIDSS GPS. Сплошная линия – изохрона с параметрами:  $\log(t)=9.70$ ,  $(m-M)=16.70^m$ ,  $E(B-V)=0.60^m$ . Справа: радиальное распределение плотности звёзд. Черные кружки – члены скопления, светлые – звезды фона.

Из этих девяти скоплений четыре не попали в список скоплений согласно

исследованию, проведенному ранее только по данным 2MASS (это SAI 50, SAI 131, SAI 133 и SAI 141 в таблице 19), так как на диаграммах “цвет-величина” и Хесс-диаграммах видны только верхние части их главных последовательностей и/или ветвей красных гигантов.

В качестве примера на рис. 36 слева показана диаграмма ( $J, J-H$ ) для скопления SAI 50, построенная по данным UKIDSS GPS. На диаграмме хорошо прослеживается ветвь красных гигантов, верхний конец которой достигает величины  $J = 16^m$ . Если построить такую же диаграмму по данным каталога 2MASS с предельной величиной  $J = 16^m$ , то скопления мы не увидим. На рис. 36 изохрона наложена таким образом, что дает нижнюю оценку расстояния до скопления.

С учетом исследования, проведенного по данным из каталога UKIDSS GPS, число подтвержденных в настоящей работе новых скоплений составило 153 объекта. Для 130 скоплений были определены основные физические параметры: возраст, расстояние и избыток цвета с помощью автоматической программы с использованием изохрон солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002).  $J, H, K$  величины брались из более глубокого обзора UKIDSS GPS для всех 9 скоплений, центры которых попали в этот обзор: SAI 50, SAI 74, SAI 75, SAI 130, SAI 131, SAI 133, SAI 141, SAI 142, SAI 145. Координаты центров всех скоплений, их диаметры, избытки цвета  $E(B-V)$ , модули расстояний, логарифмы возрастов приведены в таблице 19.

**Таблица 19.** Параметры новых скоплений.

Скопление	Другое название	RA, J2000	Dec, J2000	d'	E(B-V)	(m-M) <sub>0</sub>	log(t)
SAI 1		00 <sup>h</sup> 08 <sup>m</sup> 20.2 <sup>s</sup>	+51°43'15"	4	0.34±0.14	11.68±0.06	9.10±0.05
SAI 2		00 12 28.4	+76 14 06	5	0.81 0.27	12.45 0.26	< 7.70
SAI 3	FSR 480	00 14 49.6	+61 28 36	6	0.68 0.02	14.18 0.05	9.20 0.05
SAI 4		00 23 40.0	+62 42 14	4	0.27 0.18	11.02 0.36	< 8.70
SAI 5	FSR 494	00 25 37.8	+63 45 40	4	0.60 0.08	12.70 0.07	9.10 0.05
SAI 6		00 27 52.6	+60 41 21	5	0.89 0.09	12.17 0.01	< 8.50
SAI 7	FSR 503	00 29 11.3	+68 56 11	7	0.82 0.12	11.88 0.38	9.40 0.05
SAI 8	FSR 505	00 40 08.8	+61 34 03	3	0.30 0.11	14.28 0.20	9.15 0.10
SAI 9	FSR 508	00 41 51.9	+64 58 51	4	0.66 0.17	14.42 0.20	9.10 0.10
SAI 11	FSR 524	00 57 12.4	+62 06 18	8	0.51 0.13	10.70 0.29	9.10 0.05
SAI 12		01 04 24.1	+45 36 25	4	1.13 0.30	12.06 0.02	< 8.15
SAI 13	FSR 536	01 19 37.6	+63 03 20	8	1.27 0.23	12.38 0.17	< 8.20

SAI 14		01 26 00.3	+62 37 33	4	0.55 0.03	14.05 0.03	9.10 0.05
SAI 16		02 05 29.6	+62 15 54	5	0.70 0.01	14.42 0.20	9.15 0.05
SAI 17		02 20 48.3	+59 11 06	2	0.98 0.17	12.88 0.10	8.90 0.05
SAI 21		02 34 45.4	+62 34 22	3	0.58 0.01	11.35 0.10	< 8.50
SAI 25		03 00 26.7	+57 16 02	7	0.84 0.09	11.80 0.09	9.15 0.05
SAI 26		03 09 30.8	+56 47 26	3	1.47 0.29	11.79 0.51	< 8.20
SAI 27		03 11 21.9	+68 54 01	5	0.62 0.04	10.48 0.28	9.25 0.10
SAI 29	FSR 634	03 40 21.5	+59 24 52	5	0.84 0.01	12.24 0.07	9.00 0.05
SAI 30		03 40 22.2	+82 13 60	3	1.25 0.44	12.46 0.05	< 8.00
SAI 31		03 51 15.4	+58 46 08	6	0.16 0.22	12.12 0.02	9.60 0.05
SAI 33	Juchert 19	04 02 20.2	+52 26 39	2	0.28 0.01	10.64 0.02	< 9.30
SAI 34	FSR 660	04 02 37.8	+51 55 50	5	1.20 0.12	13.78 0.03	9.10 0.05
SAI 35	Juchert 20	04 10 47.0	+46 52 01	5	0.70 0.18	11.92 0.02	< 8.55
SAI 36		04 16 50.4	+41 04 00	3	0.55 0.05	12.36 0.19	9.10 0.05
SAI 37	FSR 687	04 39 27.1	+48 12 23	4	0.77 0.03	14.30 0.04	9.15 0.05
SAI 40		05 00 56.9	+41 14 02	8	0.35 0.12	13.29 0.05	8.75 0.05
SAI 41		05 07 05.4	+38 25 05	2	0.51 0.18	13.58 0.23	9.30 0.05
SAI 42	Juchert 23	05 07 39.7	+17 36 00	8	0.62 0.18	11.67 0.09	8.70 0.05
SAI 43		05 08 16.6	+49 52 08	2	0.18 0.03	12.92 0.07	8.95 0.05
SAI 44	FSR 716	05 11 07.4	+45 43 09	5	0.29 0.01	12.64 0.06	8.95 0.05
SAI 45	FSR 727	05 16 35.0	+45 34 56	6	0.25 0.02	10.55 0.17	9.20 0.05
SAI 46		05 19 37.0	+36 30 32	3	0.78 0.01	13.16 0.12	9.45 0.05
SAI 47		05 23 58.0	+42 18 52	3	0.60 0.01	12.93 0.05	8.50 0.05
SAI 48		05 24 16.8	+33 30 02	4	0.31 0.07	11.30 0.20	9.35 0.05
SAI 49		05 26 24.9	+50 47 03	6	0.47 0.01	12.17 0.17	9.05 0.05
SAI 50		05 28 38.9	+35 01 19	3	0.60 0.30	16.70 0.50	9.70 0.20
SAI 51		05 30 01.9	+33 25 31	3	0.62 0.18	9.54 0.20	< 9.30
SAI 56	FSR 852	05 53 30.6	+25 10 41	8	0.43 0.07	11.82 0.04	8.90 0.05
SAI 57	FSR 932	06 04 21.5	+14 34 22	5	0.39 0.07	10.18 0.10	8.90 0.10
SAI 58	FSR 921	06 05 09.4	+16 41 03	5	1.33 0.33	11.80 0.20	8.50 0.05
SAI 59	FSR 942	06 05 59.2	+13 39 52	8	0.59 0.01	11.51 0.25	9.00 0.05
SAI 60		06 06 38.6	+15 56 51	4	0.90 0.01	14.50 0.05	9.05 0.05

SAI 61	FSR 904	06 06 55.2	+19 00 26	8	0.14 0.16	10.51 0.02	8.80 0.05
SAI 62	FSR 985	06 11 49.0	+07 01 22	3	0.55 0.02	12.10 0.09	< 8.60
SAI 63	FSR 987	06 13 44.5	+06 56 58	4	0.37 0.13	11.40 0.09	8.65 0.05
SAI 64	FSR 948	06 25 55.9	+15 51 39	4	0.08 0.13	11.84 0.17	9.00 0.05
SAI 65	FSR 979	06 31 16.2	+11 04 38	3	1.17 0.17	11.65 0.05	8.45 0.05
SAI 66	FSR 1063	06 34 37.9	-00 16 01	5	0.58 0.01	11.47 0.14	< 8.60
SAI 67	Teutsch 59	06 43 49.0	-00 52 00	6	0.57 0.14	12.34 0.04	< 8.90
SAI 68	Patchick 90	06 44 42.7	-00 32 22	3	0.41 0.09	14.00 0.20	8.95 0.05
SAI 69		06 45 27.8	-11 47 40	3	0.35 0.07	14.27 0.10	9.10 0.05
SAI 70	FSR 1125	06 50 26.6	-05 26 08	4	0.39 0.01	13.99 0.09	< 9.10
SAI 71	FSR 1085	06 53 11.2	-00 11 31	4	0.08 0.09	10.62 0.19	< 8.60
SAI 72		06 55 48.4	+00 13 37	5	0.82 0.06	12.49 0.05	8.50 0.20
SAI 73	FSR 1171	07 00 13.1	-10 19 14	2	0.65 0.07	13.07 0.29	9.50 0.05
SAI 74	FSR 1150	07 04 36.6	-06 36 38	3	0.94 0.06	13.60 0.26	< 8.30
SAI 75	Patchick 79	07 15 22.5	-07 25 20	4	0.23 0.03	12.24 0.24	< 8.60
SAI 76	FSR 1253	07 26 17.4	-18 25 55	6	0.62 0.01	12.11 0.24	8.40 0.05
SAI 77	FSR 1275	07 28 06.2	-21 47 46	4	0.60 0.10	12.87 0.12	9.40 0.05
SAI 78	Teutsch 61	07 34 39.8	-19 47 23	3	0.55 0.02	11.42 0.10	6.95 0.05
SAI 79	FSR 1347	07 48 03.4	-33 42 35	6	1.09 0.15	11.95 0.07	< 8.80
SAI 80	Teutsch 25	07 48 26.7	-27 54 51	5	0.57 0.12	11.48 0.16	< 9.00
SAI 81		07 52 07.2	-28 07 21	7	0.40 0.02	12.21 0.19	< 9.20
SAI 82		07 52 14.4	-33 02 27	3	0.39 0.07	10.30 0.05	8.65 0.05
SAI 83		07 53 20.1	-32 33 30	3	1.00 0.15	12.96 0.34	8.85 0.05
SAI 84	Kronberger 85	07 58 21.6	-34 46 09	2	1.17 0.19	14.65 0.11	8.80 0.05
SAI 85	FSR 1378	08 01 11.5	-40 40 41	6	1.21 0.25	11.74 0.13	8.80 0.05
SAI 86		08 08 15.0	-36 36 33	6	0.69 0.09	12.41 0.16	8.60 0.05
SAI 87	FSR 1380	08 11 05.0	-39 59 51	4	1.28 0.30	11.80 0.19	< 8.65
SAI 88		08 12 57.6	-41 53 01	2	0.92 0.02	14.58 0.25	9.00 0.05
SAI 89	FSR 1387	08 24 25.3	-39 56 11	3	1.19 0.11	11.82 0.18	< 8.80
SAI 90		08 27 58.9	-41 46 10	7	1.02 0.21	12.19 0.11	9.05 0.05
SAI 91		08 37 03.4	-50 03 52	4	0.51 0.02	12.45 0.16	8.80 0.05
SAI 92	FSR 1436	08 39 34.5	-46 17 54	5	0.39 0.10	10.99 0.17	8.00 0.05

SAI 93	FSR 1415	08 40 21.9	-44 44 01	3	1.87 0.35	12.74 0.06	9.25 0.05
SAI 94		08 44 39.8	-46 17 46	5	0.48 0.05	12.96 0.29	9.10 0.10
SAI 95	FSR 1454	08 51 00.6	-48 27 37	5	0.57 0.03	13.96 0.05	9.15 0.05
SAI 96	FSR 1430	08 51 49.4	-44 15 47	4	2.50 0.33	12.27 0.33	8.85 0.05
SAI 98	FSR 1435	08 57 03.0	-43 45 40	6	1.06 0.06	10.27 0.30	9.75 0.10
SAI 99		08 58 04.4	-43 24 38	5	1.84 0.49	12.60 0.04	8.95 0.05
SAI 100	FSR 1450	08 58 12.2	-46 17 19	3	1.62 0.08	13.65 0.08	9.10 0.15
SAI 101		08 58 22.4	-43 07 35	5	1.56 0.04	11.09 0.05	< 9.00
SAI 102	FSR 1402	09 05 43.2	-37 52 05	4	0.08 0.04	12.03 0.29	9.60 0.05
SAI 103	FSR 1460	09 07 38.5	-47 50 01	7	1.31 0.20	11.30 0.70	9.30 0.70
SAI 104		09 09 54.8	-48 51 03	3	1.17 0.11	9.59 0.14	< 8.90
SAI 105		09 10 24.5	-49 54 46	4	1.91 0.31	12.35 0.13	9.05 0.05
SAI 106		09 17 59.4	-51 01 46	5	1.02 0.02	13.56 0.10	9.35 0.05
SAI 107	Teutsch 103	09 28 35.8	-46 36 00	3	0.62 0.06	12.23 0.38	< 8.75
SAI 108		09 38 52.9	-52 57 28	6	0.66 0.02	12.32 0.08	8.50 0.05
SAI 109		09 43 34.4	-50 47 33	5	0.23 0.04	14.43 0.50	9.20 0.20
SAI 110	FSR 1509	09 48 00.8	-55 04 01	2	1.17 0.13	11.59 0.05	8.75 0.05
SAI 111	FSR 1521	09 55 22.6	-56 36 15	8	0.90 0.17	13.00 0.30	9.45 0.10
SAI 112		10 21 24.9	-59 05 34	2	1.00 0.02	14.30 0.15	9.10 0.10
SAI 114	FSR 1555	10 48 55.7	-59 02 58	3	0.76 0.05	13.40 0.30	9.25 0.10
SAI 115	FSR 1586	11 22 44.9	-62 19 06	5	1.60 0.29	11.92 0.20	8.65 0.10
SAI 116		11 49 18.0	-62 13 47	5	0.98 0.08	11.72 0.17	8.60 0.05
SAI 117	FSR 1663	13 41 04.5	-60 12 27	4	1.01 0.16	11.66 0.25	8.90 0.05
SAI 118		13 43 03.8	-63 09 53	8	0.17 0.21	10.28 0.62	9.75 0.25
SAI 120		13 58 42.0	-61 40 08	2	1.99 0.30	12.03 0.21	8.75 0.10
SAI 121	FSR 1686	14 40 06.8	-60 23 13	5	1.48 0.23	13.02 0.16	8.95 0.05
SAI 122		15 00 03.9	-58 48 13	8	2.26 0.43	11.12 0.04	8.25 0.15
SAI 123		16 08 17.4	-50 32 06	7	1.35 0.18	11.35 0.18	9.20 0.05
SAI 124	FSR 1744	16 51 35.8	-42 25 47	3	2.58 0.34	12.48 0.26	8.85 0.20
SAI 127	FSR 124	19 06 52.8	+13 14 44	4	0.98 0.12	11.56 0.41	9.10 0.05
SAI 128	FSR 133	19 29 46.9	+15 33 51	6	2.26 0.45	11.59 0.12	8.35 0.05
SAI 129	FSR 160	19 44 44.3	+26 54 08	3	1.42 0.05	14.38 0.30	8.95 0.05



SAI 130	FSR 158	19 47 58.1	+26 01 55	8	1.17 0.04	12.78 0.11	< 8.30
SAI 131	FSR 154	19 48 00.8	+23 20 53	3	0.70 0.13	12.23 0.05	9.05 0.05
SAI 132		19 57 01.5	+31 36 31	8	0.94 0.09	12.28 0.06	8.75 0.05
SAI 133		20 01 58.7	+31 26 18	4	1.80 0.05	13.94 0.16	7.85 0.05
SAI 135		20 02 55.9	+24 33 17	5	1.34 0.29	12.89 0.06	9.10 0.05
SAI 136	Kronberger 36	20 04 35.7	+35 13 03	6	0.76 0.18	11.40 0.26	< 8.40
SAI 137		20 49 52.6	+41 15 18	6	0.89 0.08	10.12 0.24	< 8.70
SAI 138	FSR 275	20 56 43.0	+46 53 15	10	0.76 0.05	11.98 0.11	9.25 0.05
SAI 139	Teutsch 22	21 01 40.8	+44 06 43	2	0.86 0.13	12.16 0.33	8.55 0.05
SAI 140	FSR 282	21 02 20.1	+48 06 26	4	0.78 0.01	11.79 0.12	9.05 0.05
SAI 141		21 03 46.9	+46 58 50	3	0.94 0.04	13.47 0.16	8.60 0.05
SAI 142	Teutsch 156	21 03 46.7	+47 12 54	3	0.94 0.04	12.97 0.22	8.95 0.07
SAI 143		21 10 51.4	+50 18 31	3	1.72 0.24	14.07 0.17	9.25 0.05
SAI 144	Teutsch 74	21 45 43.6	+58 05 03	4	1.05 0.17	12.12 0.53	9.05 0.05
SAI 145	FSR 336	21 50 47.5	+55 16 31	8	0.55 0.09	11.67 0.37	8.90 0.05
SAI 146	FSR 342	22 07 38.6	+53 06 09	8	0.27 0.01	11.52 0.47	9.05 0.05
SAI 147	FSR 394	22 55 04.8	+58 42 53	5	0.70 0.04	13.73 0.21	9.40 0.05
SAI 148	FSR 430	23 15 29.5	+64 09 58	5	1.08 0.20	11.93 0.05	8.05 0.05
SAI 149		23 38 01.7	+60 32 57	7	1.29 0.30	11.87 0.07	< 8.20
SAI 150	FSR 441	23 41 58.8	+58 32 29	5	0.78 0.14	11.84 0.04	8.55 0.05
SAI 151	FSR 465	23 50 54.5	+66 10 49	5	0.78 0.04	13.60 0.10	9.20 0.05
SAI 153	FSR 460	23 59 07.0	+60 40 40	7	0.86 0.19	13.45 0.09	9.20 0.05

За центр скопления принималось положение максимума интенсивности пика плотности на картах плотности, построенных по каталогу 2MASS. В качестве радиуса скопления бралось такое расстояние от его центра, при котором плотность звёзд выходила на плато на графике радиального распределения звёздной плотности. Ошибки вычислялись также, как и при исследовании скоплений в направлении антицентра Галактики (см. Раздел 3.3.1), - из разницы двух оценок, сделанных по диаграммам  $(J, J-H)$  и  $(K_s, J-K_s)$ . Для нахождения модуля расстояния и избытка цвета  $E(B-V)$  использовались соотношения из работы Дутра и др. (2002) (см. раздел 3.3.1) и зависимость  $A_K = 0.626 \cdot E(J-K)$  из статьи Хе и др. (1995) для величин в фильтре  $K$  из UKIDSS GPS. Для некоторых скоплений мы смогли дать только верхнюю оценку логарифма возраста, в частности в тех случаях, когда на

диаграмме “цвет-величина” отсутствуют звёзды на ветви красных гигантов. В таблице 19 помимо названия *SAI* (Sternberg Astronomical Institute) приводятся названия из работ Кронбергера и др. (2006) и Фрёбриха и др. (2008). Как уже отмечалось, в обеих работах авторы опубликовали возможные кандидаты в скопления, для выяснения природы которых требовались дальнейшие исследования. Часть пиков плотности, найденных нами независимым методом, совпала с кандидатами в скопления, опубликованными Кронбергером и др. (2006) и Фрёбрихом и др. (2007). После тщательного изучения мы подтвердили некоторые из них как реальные скопления, а некоторые, наоборот, оказались случайными концентрациями звезд или флуктуациями фона (мы не публикуем этот список). Все непроверенные кандидаты в скопления из списка Кронбергера и др. (2006) и Фрёбриха и др. (2007) отсутствовали как в каталоге Диаса и др. (2002), так и базе WEBDA (Мермийо, 1992). Поэтому мы рассматривали такие скопления как новые.

Отметим скопление *SAI* 92 из таблицы 19 – оно находится на расстоянии  $7'$  к юго-востоку от РЗС NGC 2645 и имеет с ним почти одинаковые параметры. Согласно значениям, приведенным в базе данных Мермийо (1992), расстояние от Солнца до NGC 2645 составляет 1668 пк, а до скопления *SAI* 92, по нашим расчетам, –  $(1580 \pm 130)$  пк. Избыток цвета  $E(B-V)$  в направлении на NGC 2645 равен  $0.38^m$ , а в направлении на *SAI* 92 –  $(0.39 \pm 0.10)^m$ . Оба скопления довольно молодые, хотя  $\log(t)$  отличаются на 0.72, так как в WEBDA приводится оценка 7.283, а в нашей работе –  $(8.00 \pm 0.05)$ . Однако, 0.05 – это формальная ошибка, которая, как отмечалось ранее, выведена из различия в возрасте, найденного по диаграмме  $(J, J-H)$  и по диаграмме  $(K, J-K_s)$ . Реальная ошибка определения возраста по 2MASS каталогу составляет не менее 0.3 в  $\log(t)$  для скоплений, у которых отсутствуют звёзды на ветви красных гигантов. Если же построить диаграмму  $(V, B-V)$  для NGC 2645 по данным из WEBDA и наложить изохрону солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002) с учетом указанного в базе данных расстояния и избытка цвета, то нижняя оценка логарифма возраста составит 7.6. Таким образом, с учетом реальных ошибок определения  $\log(t)$ , возраст двух скоплений примерно одинаковый. По-видимому, NGC 2645 и *SAI* 92 – это двойное скопление. На рис. 37 дается изображение размером  $15' \times 15'$  из каталога DSS, куда попадают оба скопления. Диаметры скоплений, равные  $5'$  и  $3'$ , показаны окружностями.

Скопление *SAI* 50 по виду диаграммы  $(J, J-H)$ , построенной по данным UKIDSS GPS, и по возрасту напоминает шаровое, хотя параметры определены с большой погрешностью из-за того, что на диаграмме “цвет-величина” мы видим только верхнюю часть ветви гигантов. На рис. 36 слева приводится диаграмма  $(J, J-H)$  с наложенной изохроной, а справа показано радиальное распределение

плотности звёзд, соответствующее данному положению изохроны. Черными кружками обозначены члены скопления, т.е. звёзды, отстоящие от изохроны не далее  $0.05^m$  по цвету, а светлыми кружками – звёзды фона, т.е. все остальные звёзды. Хорошо видно, что члены скопления концентрируются к его центру, а звёзды фона показывают плоское распределение с незначительными вариациями плотности.

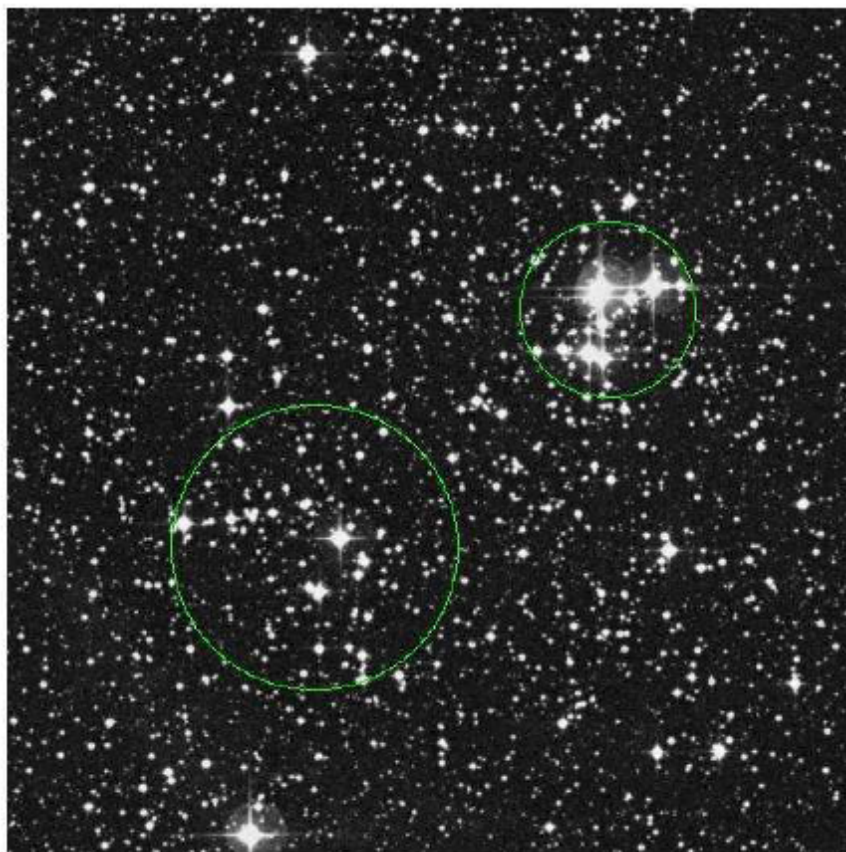


Рис. 37. Изображение размером  $15' \times 15'$  из каталога DSS двойного скопления SAI 92 (слева внизу) и NGC 2645 (справа вверху). Окружностями отмечены диаметры скоплений:  $5'$  и  $3'$ .

Кроме 130 скоплений, приведенных в таблице 19, мы нашли также 23 новых скопления, связанных с туманностями. Они детектируются как пики плотности, хорошо видны на изображениях из 2MASS и на диаграммах Хесса. Но диаграммы ( $J, J-H$ ) и ( $K_s, J-K_s$ ) для них размыты, поэтому наложить изохроны и определить параметры по данным из 2MASS каталога для таких скоплений невозможно. Координаты центров и диаметры этих скоплений даны в таблице 20.

**Таблица 20.** Координаты и диаметры новых скоплений, связанных с туманностями.

Скопление	Другое название	RA, J2000	Dec, J2000	d'
SAI 10		00 <sup>h</sup> 43 <sup>m</sup> 03.2 <sup>s</sup>	+41° 37' 21"	3
SAI 15		01 49 52.6	+53 54 34	2
SAI 18		02 21 55.9	+61 07 21	3
SAI 19		02 26 31.9	+61 59 33	6
SAI 20	FSR 584	02 27 04.8	+61 37 40	6
SAI 22		02 48 58.1	+60 44 34	5
SAI 23		02 54 05.0	+60 39 52	2
SAI 24		02 59 25.4	+60 33 58	6
SAI 28		03 39 16.7	+55 58 24	3
SAI 32	FSR 655	03 56 11.8	+53 52 09	1
SAI 38	FSR 699	04 56 05.6	+47 23 25	2
SAI 39	FSR 696	04 58 31.6	+47 59 03	1
SAI 52	FSR 812	05 38 09.1	+31 44 16	3
SAI 53	FSR 874	05 40 58.3	+20 21 18	3
SAI 54	FSR 855	05 42 22.4	+22 50 04	3
SAI 55	FSR 826	05 42 51.2	+28 56 43	3
SAI 97	FSR 1432	08 52 53.3	-44 12 06	4
SAI 113		10 22 43.6	-59 30 20	2
SAI 119	FSR 1662	13 44 14.2	-62 04 03	2
SAI 125	FSR 31	18 06 27.8	-21 23 27	5
SAI 126		18 13 26.7	-17 52 49	3
SAI 134	FSR 198	20 02 26.8	+35 40 34	4
SAI 152	FSR 469	23 57 04.4	+65 24 52	1

В таблице 21 приводятся координаты, диаметры, избытки цвета  $E(B-V)$ , модули расстояний, расстояния в парсеках и логарифмы возрастов для 14 известных, но не исследованных ранее РЗС. Все скопления были детектированы с помощью разработанного нами метода, который позволил одновременно уточнить координаты их центров. Так, мы отождествили один из найденных нами пиков плотности с РЗС Berkeley 53, хотя он отстоит на 10 угловых минут к западу от

центра, указанного в каталоге Диаса и др. (2002). В базе данных Мермийо (1992) для Berkeley 53 даны такие же координаты, как и в каталоге Диаса и др. (2002), и приводится изображение из обзора DSS, соответствующее указанным ( $\alpha_{J2000}$ ,  $\delta_{J2000}$ ), на котором не видно концентрации звезд. Поэтому никаких исследований этого скопления до нас не проводилось.

**Таблица 21.** Параметры малоизученных скоплений.

Скопление	RA, J2000	Dec, J2000	d'	E(B-V)	(m-M) <sub>0</sub>	Расстояние, пк	log(t)
Koposov 7	05 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 44.1 <sup>s</sup>	+35°55'25"	6	3.75±0.37	13.39±0.35	4760±830	8.20±0.05
ESO 368-11	07 44 22.2	-34 37 07	6	0.06 0.10	10.86 0.41	1490 310	9.00 0.05
ESO 311-21	08 01 41.6	-41 35 57	5	0.49 0.02	11.84 0.08	2330 90	10.10 0.05
Ruprecht 48	08 02 42.5	-32 03 02	3	0.29 0.04	12.41 0.05	3030 70	< 8.60
Ruprecht 54	08 11 21.7	-31 56 37	2	0.35 0.04	12.71 0.27	3480 460	8.45 0.05
Ruprecht 60	08 24 23.0	-47 12 37	4	0.57 0.06	12.84 0.11	3700 190	< 8.65
ESO 312-03	08 24 26.1	-47 17 52	6	0.52 0.10	11.68 0.57	2170 650	< 8.90
ESO 312-04	08 26 51.2	-41 14 39	2	0.49 0.01	11.91 0.11	2410 130	< 8.75
Ruprecht 63	08 32 41.4	-48 18 21	6	0.54 0.04	12.13 0.08	2670 100	< 8.50
Ruprecht 68	08 44 34.5	-35 54 00	10	0.39 0.05	11.49 0.08	1990 80	9.15 0.05
ESO 211-03	08 51 34.3	-50 14 43	5	0.90 0.07	12.88 0.04	3770 70	9.05 0.10
Trumpler 19	11 14 20.2	-57 33 04	14	0.08 0.01	11.40 0.05	1900 50	9.65 0.05
BH 131	12 26 13.7	-63 24 50	5	0.62 0.04	13.98 0.22	6250 670	9.10 0.10
Berkeley 53	20 55 55.3	+51 02 54	10	1.31 0.20	12.74 0.13	3530 220	9.15 0.05

Все скопления ESO отсутствуют в базе данных WEBDA, а в каталоге Диаса для них имеются только координаты и диаметры. Скопление ESO 311-21 отмечено Диасом знаком “*d*” (сомнительное), а ESO 211-03 - знаком “*nf*” (не найдено). Согласно Диасу и др. (2002), ESO 368-11 имеет диаметр 1', а по нашим данным диаметр скопления равен 6'. Значения диаметров остальных скоплений также существенно меньше в каталоге Диаса, чем в таблице 21 настоящей работы. Эти различия объясняются тем, что все скопления ESO, изученные нами, почти незаметны на снимках, сделанных в оптическом диапазоне, и хорошо видны на изображениях из 2MASS каталога. Диаметры скоплений оценивались нами по графикам радиального распределения плотности звезд, построенным по данным из 2MASS, таким же образом, как и для новых скоплений.

Для всех скоплений Ruprecht из таблицы 21 и в базе данных Мермийо (1992),

и в каталоге Диаса и др. (2002) приводятся только координаты и заниженные оценки диаметров. Рассеянное скопление ВН 131 помещено в каталог Диаса с пометкой “сомнительное”, для Trumpler 19 нет никаких данных. В нашей первой работе по поиску новых скоплений (Копосов и др., 2008а) для *Koposov 7* были опубликованы только координаты и диаметр, позднее (Глушкова и др., 2010) мы оценили его возраст, расстояние и избыток цвета по данным обзора UKIDSS GPS.

### **3.3 Интернет-каталог физических параметров РЗС**

Для облегчения доступа и научного анализа результатов наших исследований, а также для быстрой публикации обновляющегося каталога, мы разработали специальный веб-сайт, доступный по адресу <http://ocl.sai.msu.ru>. Для каждого изученного скопления создана отдельная веб-страница. Помимо стандартного способа доступа через веб-браузер к каталогу и веб-страницам скоплений веб-сайт предоставляет доступ к каталогу в машинно-читаемых форматах *CSV* и *VOTable*, а также реализует стандартный интерфейс Виртуальной Обсерватории для программного доступа к каталогу при помощи позиционных запросов – ConeSearch. Кроме того, непосредственно из браузера со страниц веб-сайта каталога возможно запустить клиентское программное обеспечение Виртуальной Обсерватории TOPCAT (<http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>) или CDS ALADIN (<http://aladin.u-strasbg.fr/>) с уже загруженным каталогом для предварительного анализа всей выборки скоплений и для доступа ко всем другим видам данных, которые мы предоставляем для индивидуальных скоплений. В электронном виде все результаты нашей работы доступны в виде единой таблицы в Страсбургском центре данных по адресу <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=V/132>, а также через клиентское программное обеспечение Виртуальной Обсерватории, например, CDS ALADIN или TOPCAT при запросе к центру данных на поиск каталогов по ключевым словам или авторам исследования.

Первоначально в каталоге <http://ocl.sai.msu.ru> содержались индивидуальные странички для 168 новых рассеянных скоплений и 13 ранее известных, но неисследованных РЗС, реальность которых была подтверждена в нашей работе. Впоследствии в каталог стали добавляться РЗС, которые были изучены нами в рамках программы фотометрического исследования малоизученных скоплений (см. Главу 4). Для каждого скопления в каталоге приводится таблица с найденными нами физическими параметрами, изображение скопления из 2MASS обзора (либо из DSS, если оно попало на границу снимка в 2MASS), диаграмма Хесса (кроме известных скоплений, в существовании которых не было сомнений), диаграмма

( $J$ ,  $J-H$ ) с наложенной изохроной (за исключением скоплений, связанных с туманностями). Если скопление наблюдалось впоследствии в оптическом диапазоне, то приводятся все возможные диаграммы “цвет-величина” с наложенными изохронами. Кроме того, в конце каждой странички имеются ссылки, позволяющие загрузить для скопления все данные из каталога 2MASS, подобранную нами изохрону, а также данные из каталогов UKIDSS GPS и IPHAS, если центр скопления попадает в эти обзоры. Если скопление наблюдалось нами в оптическом диапазоне, то данные  $UBVRI$  фотометрии также доступны на его страничке.

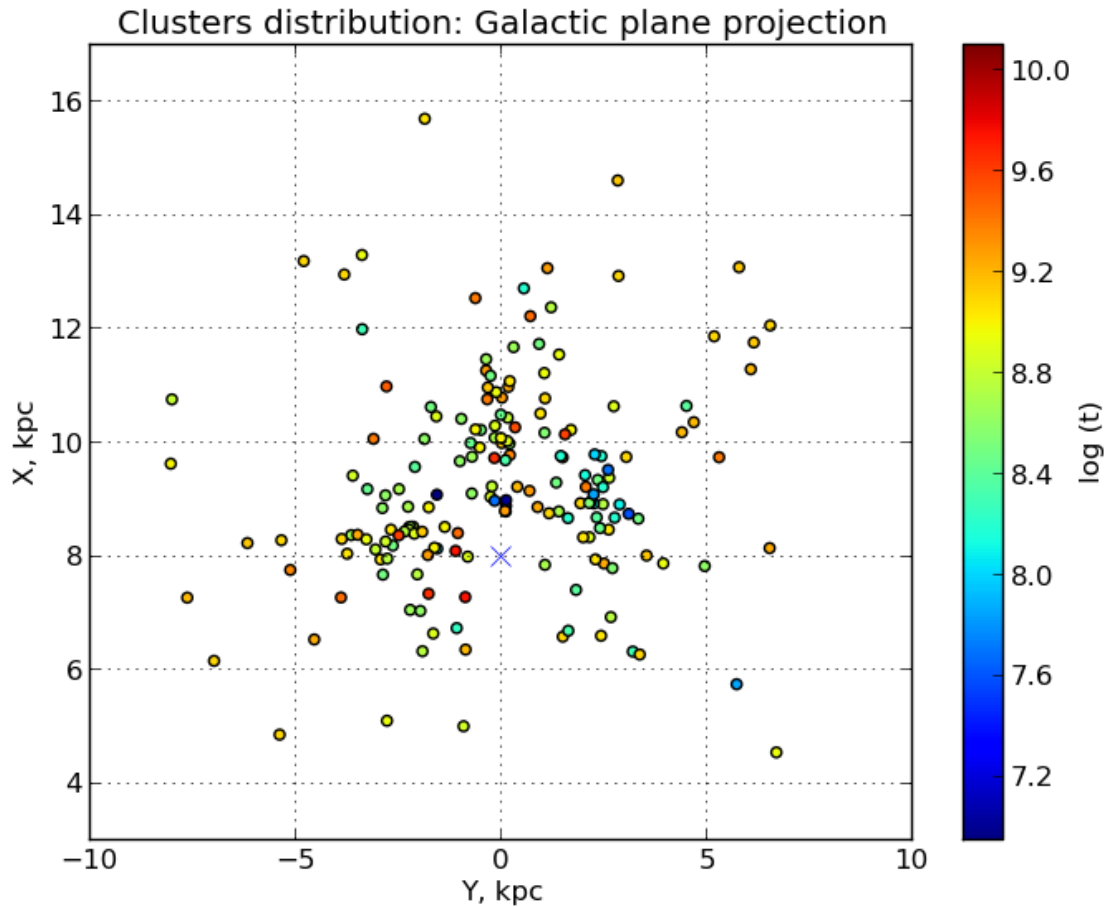


Рис. 38. Распределение новых скоплений в проекции на плоскость Галактики.

На рис. 38 показано распределение 144 новых РЗС, для которых были определены основные физические характеристики, в проекции на галактическую плоскость. На графике кружками разного цвета (в зависимости от возраста) нанесены все скопления, за исключением  $SAI 50$ , расстояния до которых найдены

нами по данным из каталога 2MASS или UKIDSS GPS. Мы исключили *SAI 50*, так как для него параметры определены с большой погрешностью. Солнце обозначено черным крестиком. Из рис. 38 видно, что в направлении на центр Галактики не обнаружено новых скоплений, так как в этой области наблюдаются наибольшие флуктуации плотности фона и максимальное поглощение, которые мешают детектированию скоплений. Большая часть новых скоплений открыта в радиусе 2.5 кпк от Солнца, что объясняется небольшими предельными величинами  $J$ ,  $H$ ,  $K_S$  в каталоге 2MASS. В пределах 500 пк не найдено новых скоплений, но такую задачу мы перед собой и не ставили, поскольку выборка РЗС полна для этого расстояния. Поэтому использовался фильтр, который позволяет детектировать скопления с диаметром менее  $10'$ , а для близких скоплений эта величина, как правило, больше.

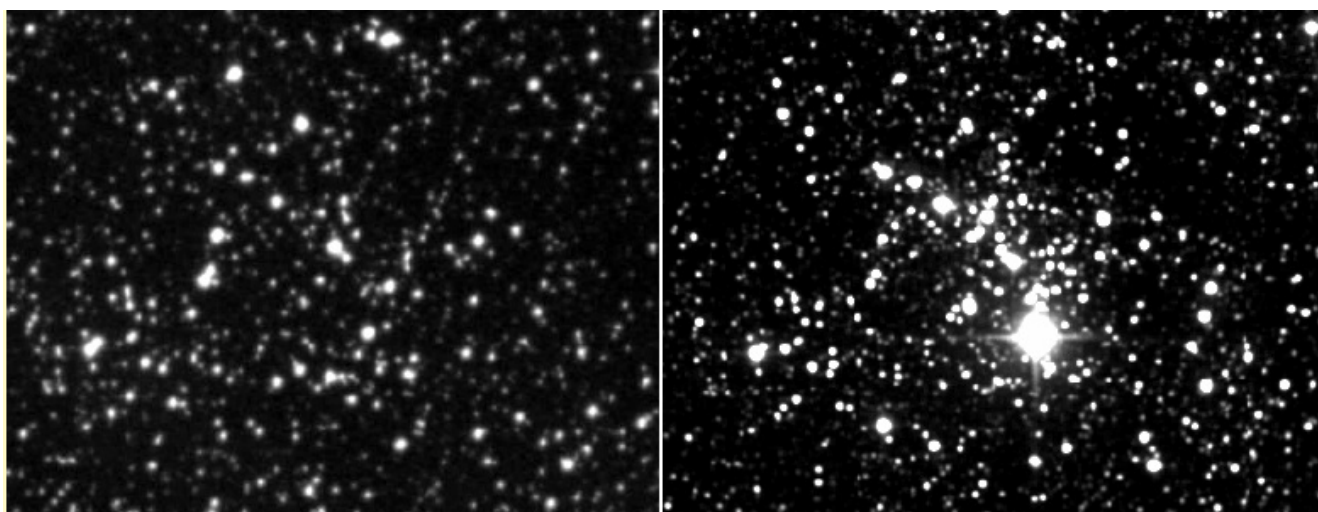


Рис. 39. Изображение скопления *SAI 126* в обзоре DSS (слева) и в обзоре 2MASS (справа).

Некоторые новые богатые скопления видны только в инфракрасном диапазоне, например, *SAI 126* хорошо заметно на изображении из обзора 2MASS (рис. 39, справа) и полностью отсутствует на изображениях из DSS (рис. 39, слева), так как избыток цвета  $E(B-V)$  в направлении на это скопление превышает  $2.5^m$ . Есть среди открытых нами скопления, которые можно обнаружить на DSS в виде очень слабых объектов, но для них, как правило, нельзя оценить параметры. Большая часть новых объектов - это либо малонаселенные скопления, либо богатые, но незаметные на плотном фоне, как, например, *SAI 132* (рис. 40). И те, и другие невозможно выделить при визуальной инспекции изображений из 2MASS. Таким образом, только применение нами автоматического метода поиска пиков плотности к инфракрасным данным позволило найти 168 новых скоплений.



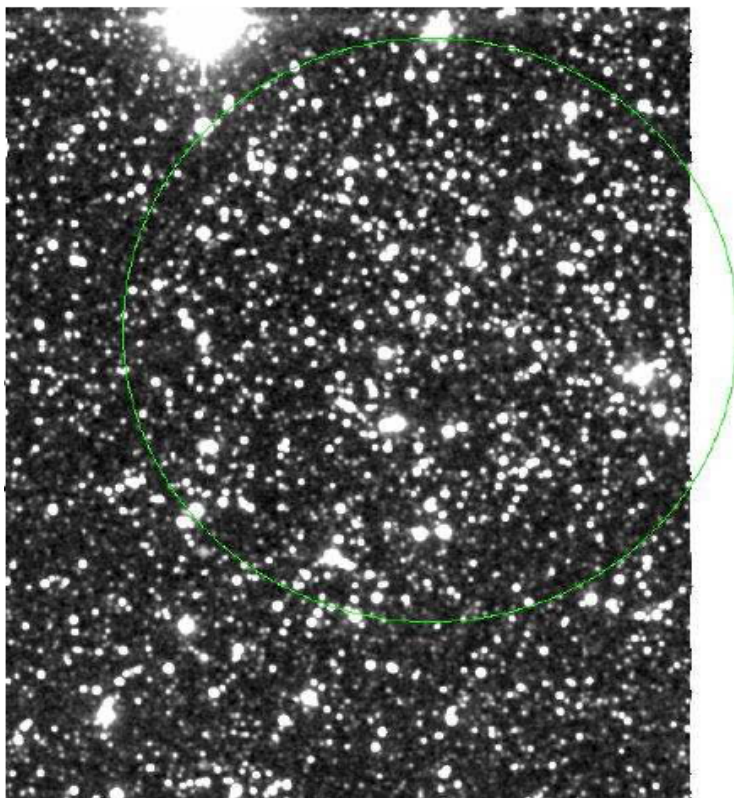


Рис. 40. Изображение скопления SAI 132 из атласа 2MASS.

Работа по поиску и исследованию новых скоплений была выполнена нами с использованием базы данных обзора 2MASS, являющегося совместным проектом Массачусетского университета и Центра анализа и обработки инфракрасных данных Калифорнийского технологического института и финансируемого NASA и NSF; данных, полученных как часть глубокого инфракрасного обзора всего неба UKIRT; ресурса Виртуальной Обсерватории <http://vo.astronet.ru>, разработанного в Государственном астрономическом институте имени П.К. Штернберга МГУ имени М.В. Ломоносова.

## Глава 4. Изучение рассеянных скоплений по данным многоцветной фотометрии

С появлением инфракрасного обзора 2MASS (Скрутски и др., 2006) открылись, как было показано в главе 3, новые возможности массового исследования звёздного состава далеких скоплений, в том числе тех, реальность которых ранее казалась сомнительной. Малое межзвёздное поглощение в ИК позволяет глубже проникать в запыленные области спиральных рукавов. Однако использование наблюдательного материала лишь в инфракрасном диапазоне не решает всех поставленных задач, поскольку малое поглощение неизбежно влечет за собой рост "засоренности" диаграмм цвет-величина звёздами ближнего и дальнего фона. В отсутствие дополнительных критериев членства звёзд в скоплениях (таких как высокоточные собственные движения и лучевые скорости) задача определения основных физических параметров скоплений только по данным ИК обзоров существенно не упрощается. По этой причине глубокие оптические многоцветные наблюдения РЗС продолжают оставаться исключительно актуальным дополнением данных каталога 2MASS.

### 4.1 Фотометрическое исследование РЗС в направлении рукава Персея

На первом этапе целью нашего фотометрического исследования стали малоизученные РЗС в направлении на спиральный рукав Персея. Рукав Персея вызывает интерес многих исследователей благодаря наблюдаемому в нем дефициту молодых объектов.

#### 4.1.1 Скопления King 13, King 18, King 19, King 20, NGC 136 и NGC 7245

В базе данных по рассеянным скоплениям WEBDA (Мермийо, 1992) была собрана следующая информация о фотометрии выбранных нами скоплений King 13 ( $l = 118.0^\circ$ ,  $b = -1.3^\circ$ ), King 18 ( $l = 107.8^\circ$ ,  $b = -1.0^\circ$ ), King 20 ( $l = 112.8^\circ$ ,  $b = -2.9$ ), NGC 136 ( $l = 120.6^\circ$ ,  $b = -1.3^\circ$ ), NGC 7245 ( $l = 101.4^\circ$ ,  $b = -1.9^\circ$ ).

**King 13.** Маркс, Леманн (1979) получили фотографические звёздные величины 80 звезд в фильтрах  $UBV$  и определили расстояние до скопления  $r = (1730 \pm 200)$  пк. По данным  $UBV$  ПЗС фотометрии для 1590 звёзд Субраманьям, Бхатт (2007) нашли, что возраст скопления составляет 300 млн. лет, расстояние  $r = (3100 \pm 330)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = (0.82 \pm 0.02)^m$ . Мацевский, Недзельский

(2007) на основе данных  $BV$  ПЗС фотометрии для 2204 звёзд определили возраст скопления  $t \approx 300$  млн. лет, расстояние  $r = (3670 \pm 137)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = (0.86 \pm 0.14)^m$ .

**King 18.** Используя данные  $JHK_s$  фотометрии из каталога 2MASS, Тадросс (2009) нашел, что возраст скопления  $t \approx 350$  млн. лет, расстояние  $r = (1860 \pm 85)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = 0.52^m$ .

**King 19.** В литературе скопление имеет еще одно название – Basel 2. Грубиссич (1965) получил фотографические звёздные величины 52 звезд в фильтрах  $UBV$  и определил расстояние до скопления  $r = 1.35$  кпк, а также избыток цвета  $E(B-V) = 0.82^m$ . Фенкерт, Шредер (1985) на основе фотографических звездных величин 258 звезд в фильтрах  $UBV$  определили расстояние до скопления  $r = 1040$  пк и избыток цвета  $E(B-V) = 0.73^m$ . Во второй версии каталога рассеянных скоплений Локтина (Локтин и др., 2001) приведены следующие значения: расстояние  $r = 1967$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = 0.547^m$ , логарифм возраста  $\log(t) = 8.557$ .

**King 20.** Используя данные  $JHK_s$  фотометрии 110 звезд из каталога 2MASS, Бика и др. (2006) нашли возраст скопления  $t \approx 200$  млн. лет, расстояние  $r = (1900 \pm 200)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = (0.65 \pm 0.03)^m$ . По данным из того же каталога 2MASS Тадросс (2009) определил близкие значения расстояния  $r = (2100 \pm 95)$  пк и избытка цвета  $E(B-V) = 0.67^m$  и нашел, что возраст скопления составляет 280 млн. лет.

**NGC 136.** Хардорп (1960) на основе данных фотографической  $UBV$  фотометрии определил расстояние до скопления  $r = (4400 \pm 800)$  пк и избыток цвета  $E(B-V) = 0.56^m$ . В базе данных WEBDA и каталоге Диаса и др. (2002) приведено иное значение расстояния  $r = 4093$  пк без указания источника данных.

**NGC 7245.** Ёылмаз (1970) по данным  $RGU$  фотометрии для 174 звезд нашел, что расстояние до скопления  $r = 1925$  пк. Караали (1971) получил данные фотографической  $UBV$  фотометрии для 161 звезды, а Петри, Де Гиойа-Иствуд (1994) - данные  $BV$  ПЗС фотометрии для 67 звезд, но в обеих работах параметры скоплений не выводились. Вискум и др. (1997) в работе, посвященной поиску звезд типа  $\delta$  Щита в скоплениях, на основе данных  $BV$  ПЗС фотометрии для 628 звезд определили возраст скопления  $t \approx 320$  млн. лет, расстояние  $r = (2800 \pm 200)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = (0.40 \pm 0.02)^m$ . Локтин и др. (2001) привели следующие значения: расстояние  $r = 2106$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = 0.473^m$ , логарифм возраста  $\log(t) = 8.246$ . По данным  $UBV$  ПЗС фотометрии для 2862 звезд Субраманьям, Бхатт (2007) получили возраст скопления  $t \approx 400$  млн. лет, расстояние  $r = (3800 \pm 350)$  пк, избыток цвета  $E(B-V) = (0.45 \pm 0.02)^m$ .

Таким образом, скопления King 18 и King 20 были исследованы только в

ближнем инфракрасном диапазоне, где определение параметров скопления затруднено из-за худшего разделения звезд скопления и звезд фона на диаграмме “цвет-величина”. Полученные разными авторами расстояния до King 13 и NGC 7245 имели существенные различия при хорошем согласии избытков цвета и возрастов. Для King 19 и NGC 136 в литературе имелись лишь данные фотографической фотометрии. Все это и обусловило наш выбор в пользу упомянутых выше шести РЗС.

### **Наблюдения и обработка данных**

Фотометрические наблюдения шести РЗС в фильтрах, близких к широкополосной системе  $BVR_cI_c$  Джонсона/Крона-Кузинса, проводились на телескопе Цейсс-1000 в Специальной Астрофизической Обсерватории Российской Академии Наук (САО РАН) с помощью 2К x 2К ПЗС матрицы  $EEV$  42-40 (размер пиксела 13.5 мкм, масштаб 0".207 на пиксел, поле зрения 7.1 угловых минут, шум считывания около  $4e^-$ , коэффициент преобразования  $gain = 2.08e^-/ADU$ ). Журнал наблюдений представлен в таблице 22, столбцы которой содержат дату наблюдений, название объекта, воздушную массу  $X = sec(z)$ , фильтры и время экспозиции. Кадры с короткими экспозициями (30 и 60 секунд) использовались для фотометрирования самых ярких звезд. На рис. 41 приведены полученные нами изображения исследуемых скоплений в фильтре  $V$  (время экспозиции 300 секунд, предел около  $22^m$ ).

Перед началом обработки на всех кадрах прямоугольные координаты (x,y) были переведены в экваториальные координаты ( $\alpha, \delta$ ) на эпоху J2000. Отождествление проводилось с каталогом USNO-B1 (Монэ и др., 2003) методом анализа треугольных конфигураций (Грот, 1986), а затем находились коэффициенты линейного преобразования из одной системы координат в другую. Стандартная процедура первичной обработки данных (исправление за темновой ток, ток смещения и плоское поле) производилась в среде ESO-MIDAS. Для устранения интерференционного узора (fringe), наиболее заметного на изображениях в фильтре  $I_c$ , дополнительно несколько раз снимались площадки неба, где почти нет звезд и отсутствуют протяженные объекты. После приведения интерференционного узора на изображениях этих площадок к одному уровню интенсивности вычислялось среднее медианное изображение с “чистым” интерференционным узором, которое затем вычиталось из каждого изображения в фильтре  $I_c$  с предварительной нормировкой на уровень интенсивности интерференционного узора именно на этом изображении.

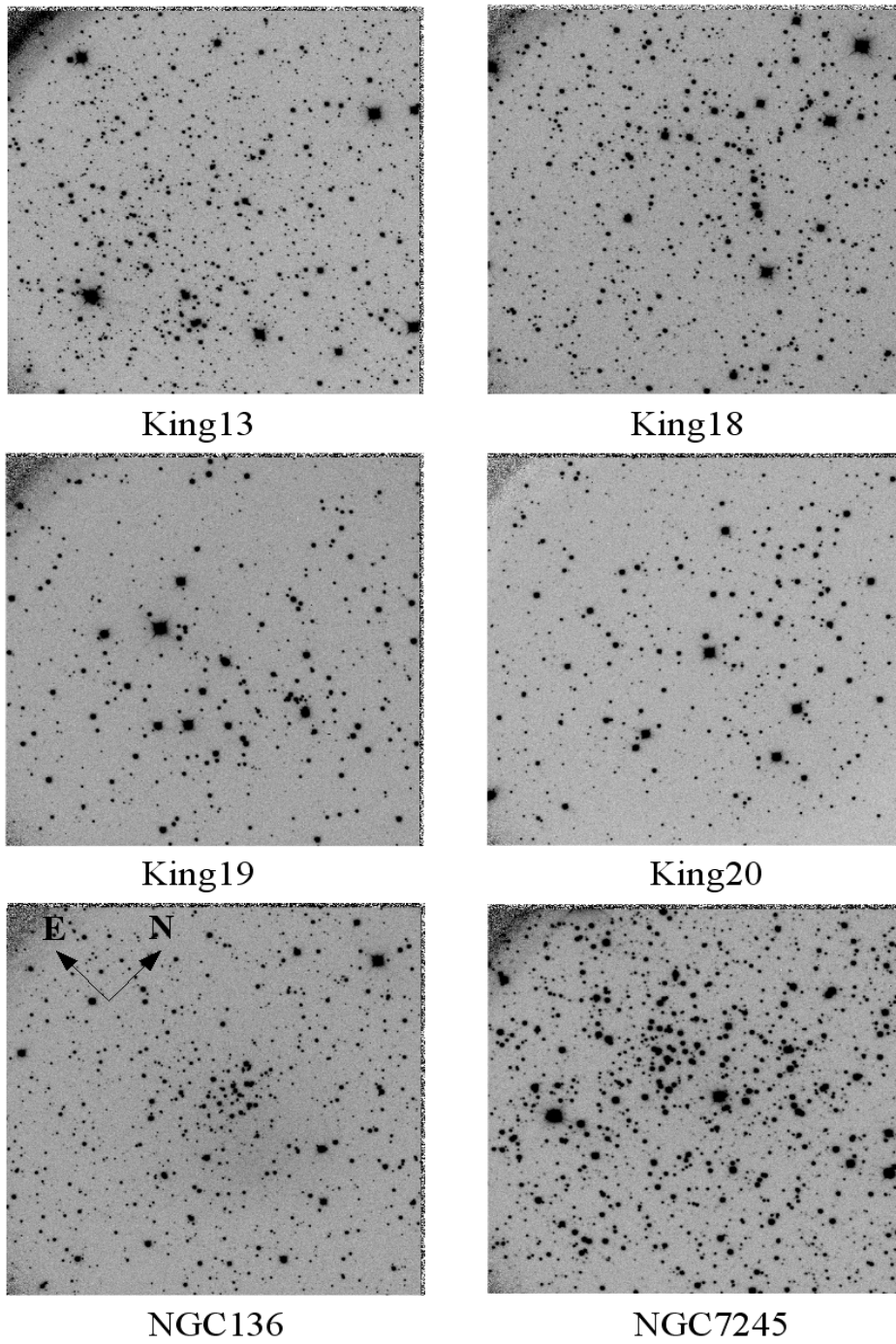


Рис. 41. Изображения исследуемых скоплений в фильтре V (время экспозиции 300 секунд). Общая для всех ориентация кадров относительно экваториальной системы координат показана стрелками на изображении скопления NGC 136. Размер изображений (7.1 x 7.1)'.

Поскольку поля скоплений довольно тесные, то для получения инструментальных звёздных величин мы использовали пакет программ DAOPHOT/ALLSTAR (Стетсон, 1987), при этом функция рассеяния точки (*PSF*) строилась примерно по 10 – 15 одиночным звёздам. Для учета возможных неточностей в форме *PSF* в области крыльев изображения для каждого кадра по тем же звёздам определялись апертурные поправки.

Наряду с исследуемыми скоплениями несколько раз в ночь в качестве стандарта снималось рассеянное скопление NGC 7790. Стандартные звёздные величины для звёзд в поле этого скопления приведены в базе данных Стетсона (<http://www1.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/community/STETSON/standards/>).

Диапазоны звёздных величин и показателей цвета для использованных нами 250 стандартных звёзд в поле скопления составляют  $12.7^m < V < 19.1^m$  и  $0.4^m < (B-V) < 1.9^m$  соответственно.

**Таблица 22.** Журнал наблюдений.

Дата	РЗС	sec(z)	Фильтр	Время эксп., сек
27 августа 2003	NGC 7790	1.07	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 100, 100, 100
28 августа 2003	NGC 7790	1.06	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 100, 100, 100
	NGC 136	1.07	B	2 x 300
			V	2 x 300
			R <sub>c</sub>	2 x 300
I <sub>c</sub>	2 x 300			
29 августа 2003	NGC 7790	1.06	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 300, 300, 300
	NGC 7245	1.06	B	30, 2 x 300
			V	30, 2 x 300
			R <sub>c</sub>	30, 2 x 300
			I <sub>c</sub>	30, 300
	King 19	1.14	B	30, 2 x 300
			V	30, 2 x 300
R <sub>c</sub>			30, 2 x 300	
I <sub>c</sub>	2 x 300			
NGC 7790	1.14	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 100, 100, 100	
30 августа 2003	King 20	1.06	B	60, 2 x 300
			V	30, 2 x 300
			R <sub>c</sub>	30, 2 x 300
			I <sub>c</sub>	30, 2 x 300
	NGC 7790 King 13	1.06	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 300, 150, 150
		1.07	B	30, 2 x 300
			V	30, 2 x 300
			R <sub>c</sub>	30, 2 x 300
I <sub>c</sub>	30, 2 x 300			

	NGC 7790	1.14	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 300, 100, 100
31 августа 2003	NGC 7790	1.06	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 300, 150, 150
		1.15	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 300, 150, 150
15 сентября 2004	NGC 7790 King 18	1.04	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 100, 100, 100
		1.03	B	2 x 300
			V	2 x 300
			R <sub>c</sub>	2 x 300
I <sub>c</sub>	2 x 300			
18 сентября 2004	NGC 7790 King 18	1.05	B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>	300, 100, 100, 100
		1.06	V	30
			R <sub>c</sub>	2 x 300
	NGC 7790 King 13	1.12	B, V, R <sub>c</sub>	300, 100, 100
		1.14	B	30, 300
			V	30, 300
R <sub>c</sub>	30, 300			

Для перевода звёздных величин и показателей цвета из инструментальной системы в стандартную использовались следующие формулы (Харди, 1967):

$$\begin{aligned}
 V &= v + \varepsilon(B-V) + \xi_{V1}, \\
 V &= v + \rho(V-R_c) + \xi_{V2}, \\
 (B-V) &= \mu(b-v) + \xi_{(B-V)}, \\
 (V-R_c) &= \psi(v-r) + \xi_{(V-R_c)}, \\
 (V-I_c) &= \varphi(v-i) + \xi_{(V-I_c)},
 \end{aligned}$$

где где  $b, v, r, i$  – звёздные величины в инструментальной системе, а  $B, V, R_c, I_c$  – в стандартной. Выражение для звёздной величины  $V$  через показатель цвета  $(V-R_c)$  использовалось только для тех звёзд, для которых звёздная величина в фильтре  $B$  не определялась. Были получены средние медианные за сезон значения наклонов  $\varepsilon = (-0.073 \pm 0.005)$ ,  $\rho = (-0.125 \pm 0.012)$ ,  $\mu = (1.211 \pm 0.010)$ ,  $\psi = (0.803 \pm 0.010)$ ,  $\varphi = (0.875 \pm 0.007)$  (в качестве ошибок даны среднеквадратичные отклонения), и уже с ними заново определены значения нуль-пунктов  $\xi_{V1}$ ,  $\xi_{V2}$ ,  $\xi_{(B-V)}$ ,  $\xi_{(V-R_c)}$  и  $\xi_{(V-I_c)}$  для моментов наблюдения стандартного скопления.

Следует рассказать о двух вариантах определения наклонов и нуль-пунктов. В первом варианте для их определения использовались только те общие звёзды в поле скопления NGC 7790, для которых в базе данных Стетсона в столбце “мера переменности” (у Стетсона “measure of the intrinsic rms photometric variation”, Стетсон, 2000) приводится значение 0.000. Во втором варианте использовались все

общие звёзды (для них это значение не превышало 0.050). Разница полученных в обоих вариантах коэффициентов перевода звёздных величин и показателей цвета из инструментальной системы в стандартную доходила до  $0.03^m$ . Мы выбрали второй вариант, поскольку в нем для наклонов от ночи к ночи получались более устойчивые значения.

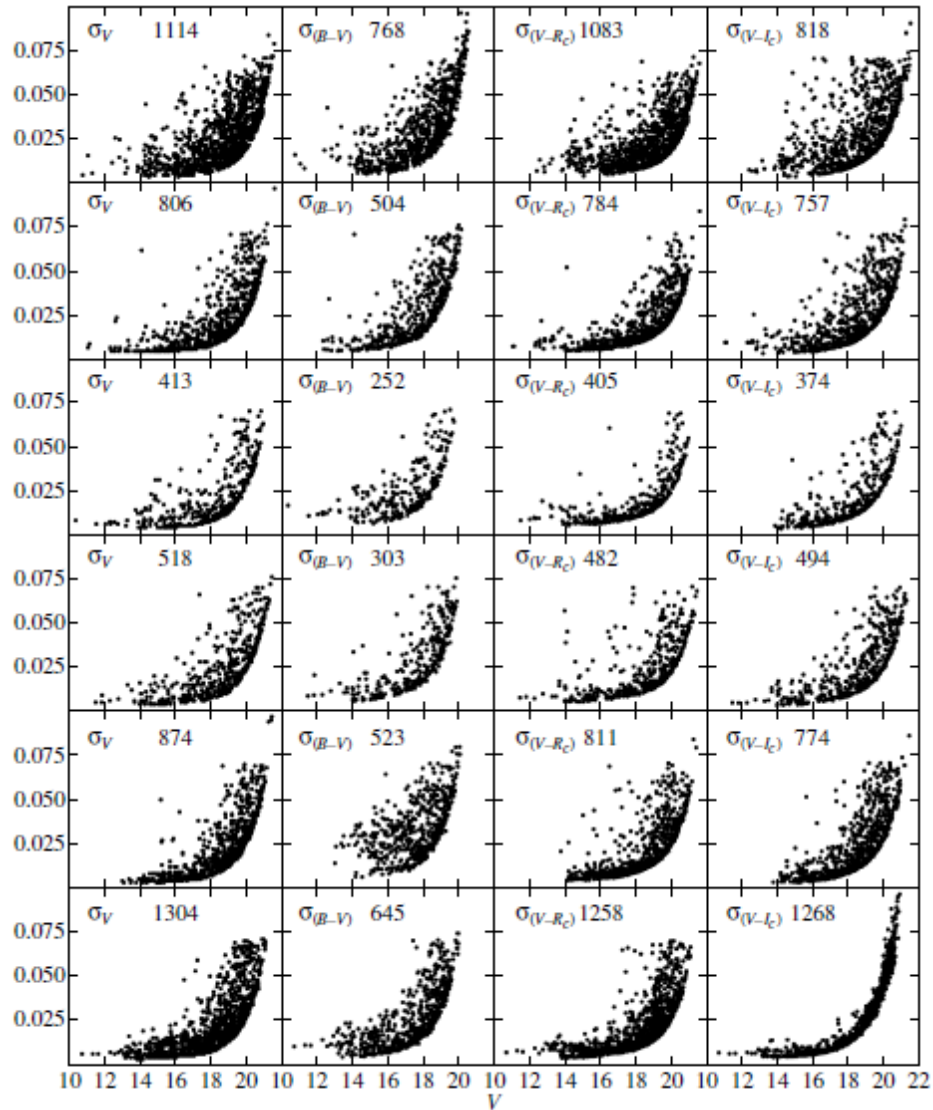


Рис. 42. Зависимость ошибки звёздной величины  $\sigma_V$  и ошибок показателей цвета  $\sigma_{(B-V)}$ ,  $\sigma_{(V-Rc)}$ ,  $\sigma_{(V-Ic)}$  от звёздной величины  $V$  для исследуемых скоплений (сверху вниз) King 13, King 18, King 19, King 20, NGC 136 и NGC 7245; цифрами на каждом графике указано количество звёзд; все значения по оси абсцисс и оси ординат приведены в звёздных величинах.

В процессе наблюдений коэффициенты экстинкции не определялись, но это не



внесло существенной ошибки, поскольку стандартное и исследуемые скопления наблюдались практически в зените на одной и той же воздушной массе  $X = \sec(z)$  (см. Таблицу 22). Если стандартное скопление наблюдалось до и после исследуемого скопления, то для каждого момента наблюдения исследуемого скопления использовались значения нуль-пунктов, вычисленные путем линейной интерполяции между значениями нуль-пунктов, полученных по стандартному скоплению. Это позволило учесть дрейф нуль-пунктов, связанный с реальными изменениями экстинкции, поскольку разница между нуль-пунктами достигала значений от нескольких сотых до одной десятой звёздной величины, что существенно меньше  $0.01^m$  – ошибки, которую могло внести максимальное различие воздушных масс, равное 0.08.

Итоговые средневзвешенные значения звёздных величин  $V$  и показателей цвета  $(B-V)$ ,  $(V-R_c)$ ,  $(V-I_c)$  были вычислены только для тех звёзд в полях шести исследуемых РЗС, для которых эти значения, полученные по разным кадрам и приведенные в стандартную систему, не отличались друг от друга более чем на  $0.1^m$ . Ошибки вычислялись как среднеквадратичные ошибки средневзвешенного, но если значение среднеквадратичного отклонения превышало это значение, то в качестве итоговой ошибки бралось среднеквадратичное отклонение.

Результаты фотометрии для всех скоплений приведены в электронном виде в нашем каталоге РЗС <http://ocl.sai.msu.ru>. Электронные таблицы с данными содержат экваториальные координаты  $\alpha$ ,  $\delta$  в градусах на эпоху 2000 года, значения звёздных величин  $V$  и показателей цвета  $(B-V)$ ,  $(V-R_c)$ ,  $(V-I_c)$  и их ошибки  $\sigma_V$ ,  $\sigma_{(B-V)}$ ,  $\sigma_{(V-R_c)}$ ,  $\sigma_{(V-I_c)}$ .

### **Результаты исследования скоплений**

На рисунке 42 для каждого скопления приведены графики зависимости ошибки звёздной величины  $\sigma_V$  и ошибок показателей цвета  $\sigma_{(B-V)}$ ,  $\sigma_{(V-R_c)}$ ,  $\sigma_{(V-I_c)}$  от звёздной величины  $V$ ; цифрами на каждом графике указано количество звёзд. В большинстве случаев ошибка не превышает  $0.075^m$ , предел по звёздной величине составляет  $20^m$  –  $21.5^m$  в зависимости от фильтра. Для скопления NGC 7245 зависимость для ошибки  $\sigma_{(V-I_c)}$  несколько уже, поскольку со временем экспозиции 300 секунд был получен всего один кадр в фильтре  $I_c$ , и усреднение не проводилось.

Мы сравнили полученные нами звездные величины в фильтре  $V$  и показатели цвета  $(B-V)$  с опубликованными в литературе данными ПЗС-фотометрии. На рис. 43 приведены разности звёздных величин  $\Delta V$  и разности показателей цвета  $\Delta(B-V)$  для общих звёзд в полях скоплений King 13 и NGC 7245 из нашей работы (Глушкова и др., 2010) и из работ, опубликованных другими авторами.

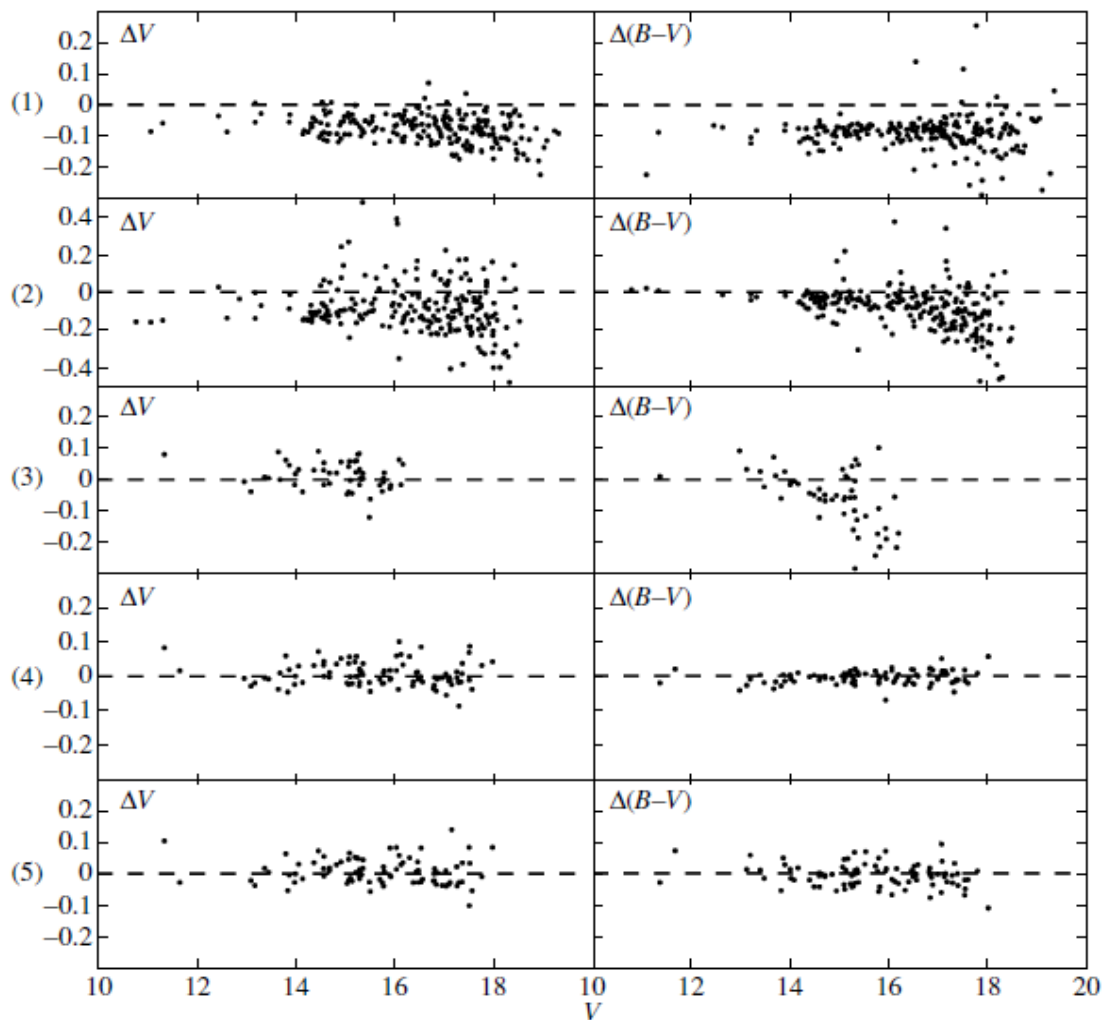


Рис. 43. Разности звёздных величин  $\Delta V$  и разности показателей цвета  $\Delta(B-V)$  для общих звёзд из нашей работы (Глушкова и др., 2010) и работы 1) Субраманьяма, Бхатта (2007) в поле скопления King 13; 2) Мацеевского, Недзельского (2007) в поле скопления King 13; 3) Петри, Де Гюйа-Иствуда (1994) в поле скопления NGC 7245; 4) Вискума и др. (1997) в поле скопления NGC 7245; 5) Субраманьяма, Бхатта (2007) в поле скопления NGC 7245. По оси абсцисс на всех графиках отложена звёздная величина  $V$ ; все значения по оси абсцисс и оси ординат приведены в звёздных величинах. Пунктирная линия соответствует нулевой разности звёздных величин и показателей цвета.

Для скопления King 13 систематическое различие между нашими данными и данными Субраманьяма, Бхатта (2007) составляет  $(-0.08 \pm 0.06)^m$  как для  $V$ , так и для  $(B-V)$ , а систематическое различие между нашими данными и данными Мацеевского, Недзельского (2007) составляет  $(-0.10 \pm 0.18)^m$  для  $V$  и  $(-0.04 \pm 0.18)^m$  для  $(B-V)$  (для звёзд ярче  $16^m$ ). Для скопления NGC 7245 наши данные хорошо согласуются с данными Вискума и др. (1997) и Субраманьяма, Бхатта (2007): среднее медианное для разностей звёздных величин и показателей цвета составляет  $(0.00 \pm 0.04)^m$ .

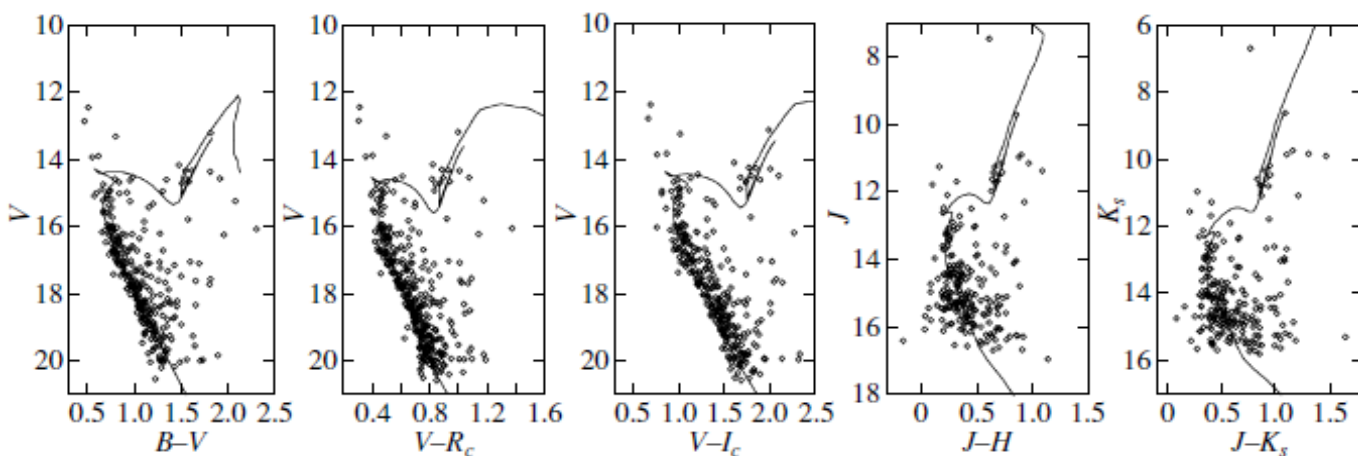


Рис. 44. Диаграммы “цвет-величина” для скопления King 13. Ромбиками отмечены положения звезд на диаграмме, сплошной линией нанесены соответствующие изохроны. Все значения по оси абсцисс и оси ординат приведены в звёздных величинах. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $5'$ .

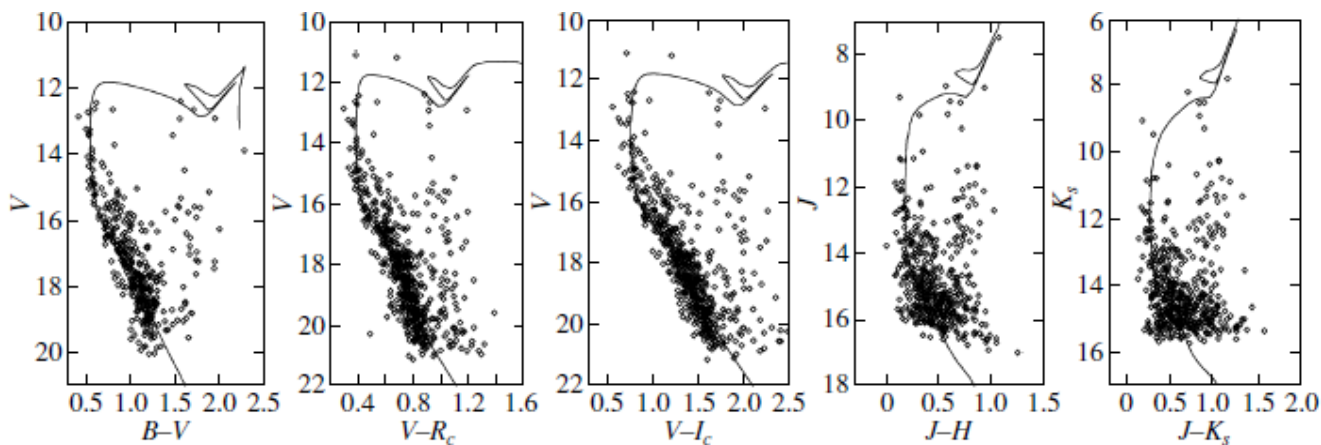


Рис. 45. Диаграммы “цвет-величина” для скопления King 18 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $8'$ .

Для определения расстояния до скопления, его возраста и избытка цвета в направлении на скопление на каждую диаграмму цвет-величина накладывались соответствующие изохроны солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002). Для наложения изохрон использовался метод, описанный в Главе 3: одновременно со сдвигом изохроны на диаграмме цвет-величина строилось радиальное распределение плотности звёзд, лежащих вблизи изохроны в пределах  $0.05^m$  по цвету, и на том же графике – радиальное распределение звёзд фона, т.е. звёзд, лежащих за пределами  $0.05^m$  по цвету от изохроны.

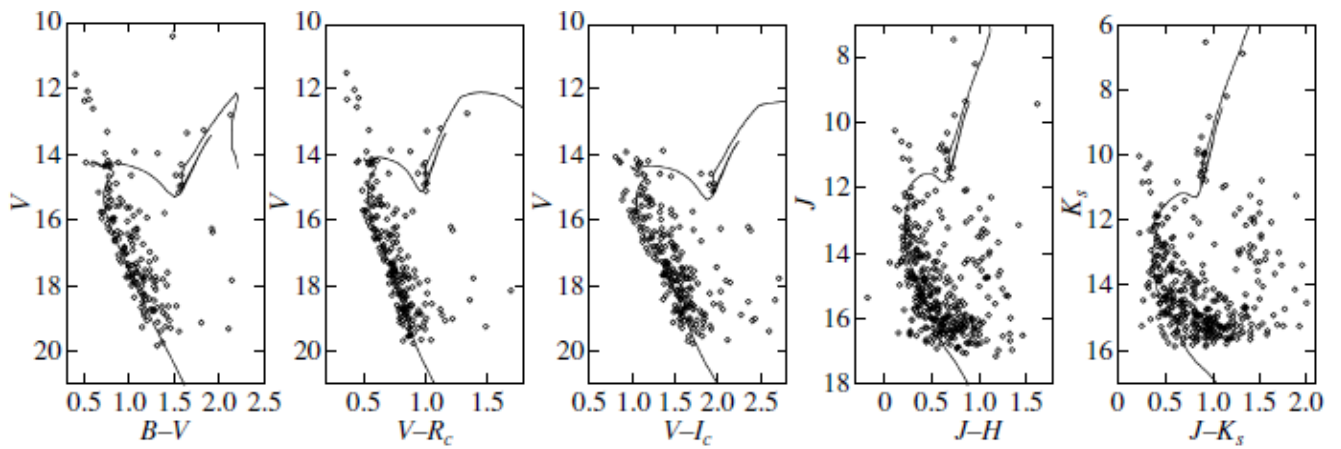


Рис. 46. Диаграммы “цвет-величина” для скопления King 19 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $7'$ .

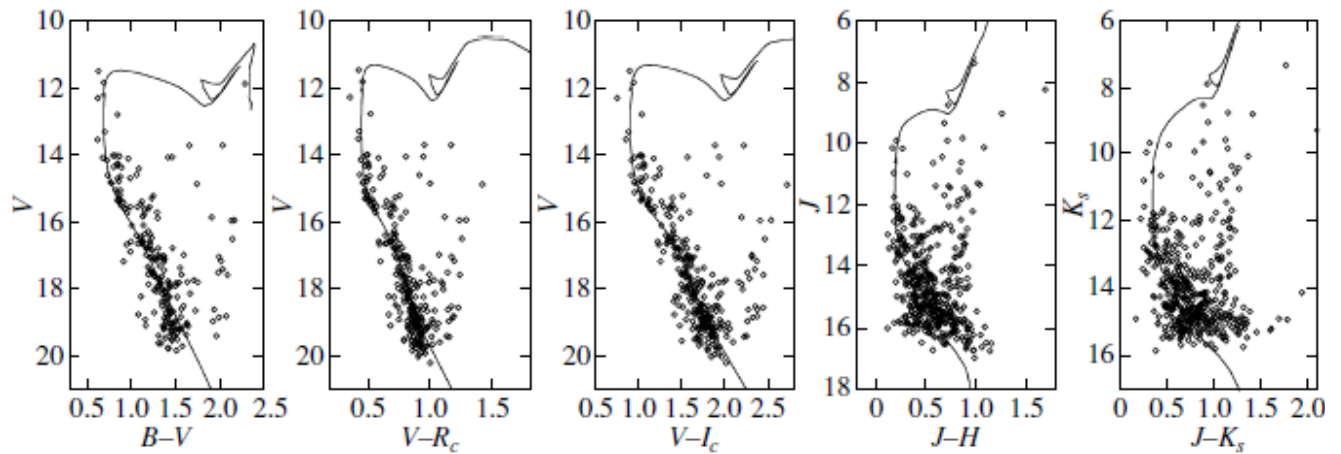


Рис. 47. Диаграммы “цвет-величина” для скопления King 20 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $10'$ .

"Правильным" положением изохроны на диаграмме цвет-величина считалось то, при котором на графике радиального распределения плотности получался максимальный контраст плотности звёзд скопления по отношению к звёздам фона. За радиус скопления принималось такое расстояние от его центра, при котором плотность звёзд выходила на плато на графике радиального распределения плотности звёзд. За центр скопления принималось положение максимума интенсивности пика плотности на картах плотности, построенных по каталогу 2MASS.

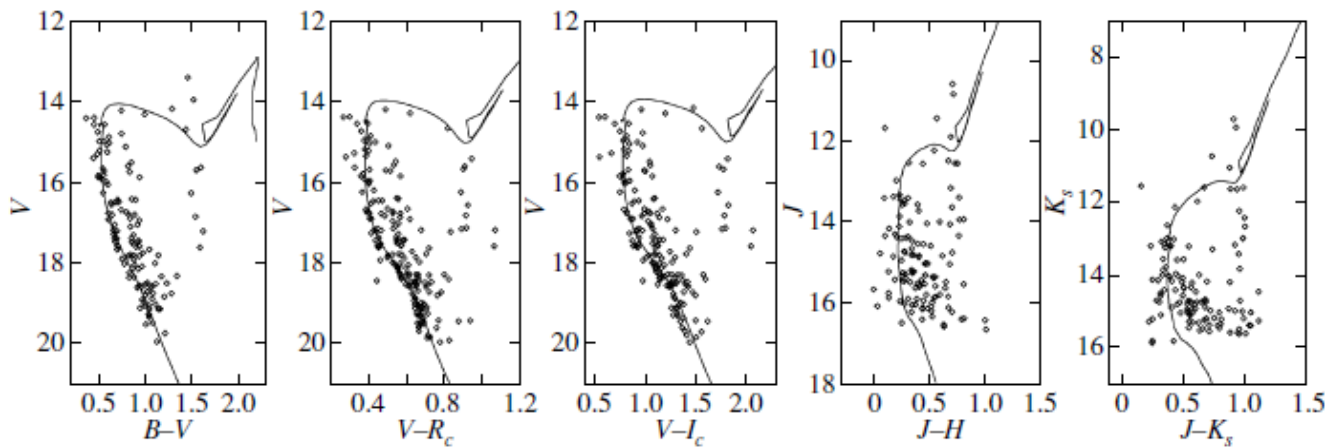


Рис. 48. Диаграммы “цвет-величина” для скопления NGC 136 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $4'$ .

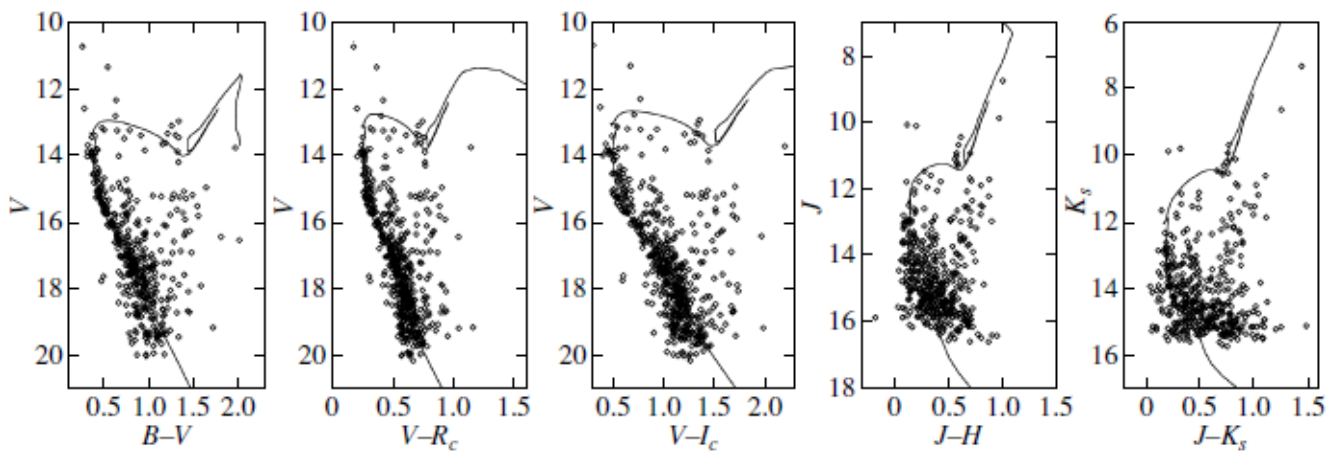


Рис. 49. Диаграммы “цвет-величина” для скопления NGC 7245 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $7'$ .

На рисунках 44 – 49 для каждого скопления приведены диаграммы “цвет-величина” ( $V, B-V$ ), ( $V, V-R_c$ ), ( $V, V-I_c$ ), ( $J, J-H$ ) и ( $K_s, J-K_s$ ), на которые сплошными линиями нанесены соответствующие изохроны. На диаграмме ( $V, V-I_c$ ) для скопления King 19 из-за отсутствия изображения в фильтре  $I_c$ , снятого с временем экспозиции 30 секунд, нет ярких звезд.

Для перевода избытков цвета, найденных по разным диаграммам “цвет-величина”, в избыток цвета  $E(B-V)$  и вычисления модуля расстояния использовались следующие соотношения:  $A_{K_s} = 0.670 \cdot E(J-K_s)$  (Дутра и др., 2002) и  $A_V = 3.08 \cdot E(B-V)$ ,  $E(V-R_c) = 0.61 \cdot E(B-V)$ ,  $E(V-I_c) = 1.35 \cdot E(B-V)$ ,  $E(V-J) = 2.25 \cdot E(B-V)$ ,  $E(V-H) = 2.57 \cdot E(B-V)$  (Хе и др., 1995).

**Таблица 23.** Параметры скоплений, определенные по оптическим и инфракрасным данным .

Скопление	RA, J2000	Dec, J2000	$d, ' $	$t, \text{млн. лет}$	$E(B-V)$	$(m-M)_0$	диаграмма
King 13	00 <sup>h</sup> 10 <sup>m</sup> 16.8 <sup>s</sup>	+61°10'39"	10	710±80	0.50 <sup>m</sup>	12.58 <sup>m</sup>	(V, B-V)
					0.60	12.55	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.56	12.54	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.53	12.09	(J, J-H)
					0.59	12.05	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )
King 18	22 52 01.0	+58 17 36	8	130±10	0.66	12.59	(V, B-V)
					0.71	12.39	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.65	12.60	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.73	12.14	(J, J-H)
					0.72	12.22	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )
King 19	23 08 14.6	+60 30 23	7	560±70	0.60	12.38	(V, B-V)
					0.80	11.82	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.74	12.24	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.65	11.89	(J, J-H)
					0.66	12.15	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )
King 20	23 33 12.0	+58 28 29	10	160±20	0.80	11.20	(V, B-V)
					0.80	11.10	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.72	11.26	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.72	11.22	(J, J-H)
					0.81	11.34	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )
NGC 136	00 31 32.6	+61 30 30	4	250±30	0.60	13.78	(V, B-V)
					0.66	13.42	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.64	13.60	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.78	13.66	(J, J-H)
					0.80	13.51	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )
NGC 1245	22 15 11.0	+54 20 36	7	320±40	0.42	12.83	(V, B-V)
					0.45	12.54	(V, V-R <sub>c</sub> )
					0.39	12.68	(V, V-I <sub>c</sub> )
					0.47	12.69	(J, J-H)
					0.41	12.50	(K <sub>s</sub> , J-K <sub>s</sub> )

В таблице 23 для каждого скопления приведены уточненные координаты центра ( $\alpha_{J2000}$ ,  $\delta_{J2000}$ ) в градусах; характерный размер видимой концентрации звезд скопления  $d$  в угловых минутах; возраст  $t$  в млн. лет; избытки цвета  $E(B-V)$  и истинные модули расстояния  $(m-M)_0$ , определенные по каждой диаграмме “цвет-величина” и пересчитанные с учетом указанных выше соотношений. В целом, наблюдается согласие параметров, полученных по разным диаграммам “цвет-величина”, хотя имеется некоторое различие, свидетельствующее в пользу

совместного анализа оптических и инфракрасных данных. Итоговые средние значения избытков цвета и истинных модулей расстояния и их среднеквадратичные отклонения приведены в таблице 24.

**Таблица 24.** Сравнение полученных нами параметров скоплений с данными из литературы.

Скопление	$E(B-V)$	$(m-M)_0$	$r$ , пк	$\log(t)$
King 13	$0.56^m \pm 0.04^m$	$12.36^m \pm 0.27^m$	$2960 \pm 400$	$8.85 \pm 0.05$
	$0.82 \pm 0.02^{(1)}$	$12.5 \pm 0.2^{(1)}$	$3100 \pm 330^{(1)}$	$8.5^{(1)}$
	$0.86 \pm 0.14^{(2)}$	$12.82 \pm 0.58^{(2)}$	$3670 \pm 137^{(2)}$	$8.4^{(2)}$
King 18	$0.69 \pm 0.04$	$12.39 \pm 0.21$	$3010 \pm 300$	$8.10 \pm 0.05$
	$0.52^{(3)}$	$11.35^{(3)}$	$1860 \pm 85^{(3)}$	$8.5^{(3)}$
King 19	$0.69 \pm 0.08$	$12.10 \pm 0.24$	$2630 \pm 310$	$8.75 \pm 0.10$
	$0.73^{(4)}$	$10.1^{(4)}$	$1040^{(4)}$	
	$0.547^{(5)}$	$11.469^{(5)}$	$1967^{(5)}$	$8.557^{(5)}$
King 20	$0.77 \pm 0.05$	$11.22 \pm 0.09$	$1750 \pm 80$	$8.20 \pm 0.05$
	$0.65 \pm 0.03^{(6)}$	$11.4^{(6)}$	$1900 \pm 200^{(6)}$	$8.3^{(6)}$
	$0.67^{(3)}$	$11.61^{(3)}$	$2100 \pm 95^{(3)}$	$8.5^{(3)}$
NGC 136	$0.70 \pm 0.09$	$13.59 \pm 0.14$	$5220 \pm 350$	$8.40 \pm 0.05$
	$0.56^{(7)}$	$13.2 \pm 0.14^{(7)}$	$4400 \pm 800^{(7)}$	
			$4093^{(9)}$	$8.30^{(9)}$
NGC 7245	$0.43 \pm 0.03$	$12.65 \pm 0.13$	$3390 \pm 210$	$8.50 \pm 0.10$
	$0.40 \pm 0.02^{(8)}$	$12.2^{(8)}$	$2800 \pm 200^{(8)}$	$8.5^{(8)}$
	$0.473^{(5)}$	$11.617^{(5)}$	$2106^{(5)}$	$8.246^{(5)}$
	$0.42 \pm 0.03^{(9)}$	$12.9 \pm 0.2^{(1)}$	$3800 \pm 350^{(1)}$	$8.60^{(1)}$

Примечания. <sup>(1)</sup>Субраманьям, Бхатт (2007); <sup>(2)</sup>Мацеевский, Недзельский (2007); <sup>(3)</sup>Тадросс (2009); <sup>(4)</sup>Фенкарт, Шредер (1985); <sup>(5)</sup>Локтин и др. (2001); <sup>(6)</sup>Бика и др. (2006); <sup>(7)</sup>Хардорп (1960); <sup>(8)</sup>Вискум и др. (1997); <sup>(9)</sup>Диас и др. (2002).

Сравним полученные нами параметры скоплений с приведенными в литературе. В таблице 24 содержатся избытки цвета  $E(B-V)$ , истинные модули расстояния  $(m-M)_0$ , расстояния  $r$  в парсеках и логарифмы возраста  $\log(t)$ , полученные нами, и взятые из разных литературных источников (отмечены сносками от 1 до 9). Мы видим, что в случае скопления King 13 полученное нами расстояние хорошо согласуется с расстоянием из работы Субраманьяма, Бхатта (2007), в то время как разница избытков цвета составляет почти  $0.3^m$ . Такую разницу избытков цвета нельзя объяснить лишь систематическим различием показателей цвета  $(-0.08 \pm 0.06)^m$  (см. рисунок 40). Кроме того, различается и

возраст скопления. Возможно, причина кроется в разной методике наложения изохрон. Для скопления King 18 наши результаты (даже определенные по 2MASS) заметно отличаются от приведенных в работе Тадросса (2009), который нашел все параметры только по данным каталога 2MASS. Определенные нами параметры скопления King 19 также не совпадают с представленными в литературе результатами фотографической фотометрии. Для скопления King 20 наблюдается хорошее согласие приводимых нами параметров с найденными Бикой и др. (2006) по данным из каталога 2MASS. Определенные нами расстояние и избыток цвета далекого скопления NGC 136 существенно отличаются от опубликованных в статье Хардропа (1960). Что касается NGC 7245, то наблюдается хорошее согласие звездных величин и показателей цвета и неплохое согласие найденных нами расстояния, возраста и избытка цвета с результатами Субраманьяма, Бхатта (2007).

#### 4.1.2 Скопления Ве 96, Ве 97, King 12, NGC 7261, NGC 7296 и NGC 7788

В продолжение исследования рукава Персея с помощью рассеянных скоплений нами были выбраны ещё шесть малоизученных РЗС в данном направлении: Berkeley 96 ( $l = 103.72^\circ$ ,  $b = -2.09^\circ$ ), Berkeley 97 ( $l = 106.66^\circ$ ,  $b = 0.38^\circ$ ), King 12 ( $l = 116.12^\circ$ ,  $b = -0.13^\circ$ ), NGC 7261 ( $l = 104.04^\circ$ ,  $b = 0.91^\circ$ ), NGC 7296 ( $l = 101.88^\circ$ ,  $b = -4.60^\circ$ ), NGC 7788 ( $l = 116.43^\circ$ ,  $b = -0.78^\circ$ ). База данных WEBDA (Мермийо, 1992) содержала следующую информацию об этих объектах.

**Berkeley 96.** Дель Рио (1984) измерил фотоэлектрические  $UBV$  величины 10 звёзд и определил расстояние до скопления  $r = 5.3$  пк, избытки цвета  $E(B-V) = 0.68^m$  и  $E(U-B) = 0.50^m$ .

**Berkeley 96.** Тадросс (2008), используя только  $JHK_s$  величины каталога 2MASS (Скрутски и др., 2006) оценил расстояние до скопления  $r = 1.8$  пк и  $E(B-V) = 0.75^m$ .

**King 12.** Мохан и Пандей (1984) получили фотоэлектрические  $UBV$  величины для 30 звезд и нашли, что расстояние до скопления составляет 2.49 пк, а избыток цвета  $E(B-V)$  варьируется от  $0.52^m$  до  $0.69^m$  из-за дифференциального поглощения. Хог (1970) измерил фотоэлектрические  $UBV$  величины четырех звезд в поле скопления.

**NGC 7261.** Основываясь на фотографических  $UBV$  величинах 147 звезд Фенкарт (1968) определил возраст скопления  $t \approx 10$  млн. лет, расстояние  $r = 3230$  пк,  $E(B-V) = 1.00^m$  и  $E(U-B) = 0.73^m$ . Используя  $UBViuz$  фотоэлектрическую фотометрию пяти  $K$ -гигантов, Дженненс и Хелфер (1975) нашли возраст скопления  $t \approx 200$  млн. лет, расстояние  $r = 2200$  пк, металличность  $[Fe/H] = -0.7$ , избыток цвета  $E(B-V) = 0.48^m$ . Хоуг и др. (1961) получили фотоэлектрическую  $UBV$  фотометрию



для 28 звезд и фотографическую  $UBV$  фотометрию – для 53 звезд; Эгген (1968) измерил фотоэлектрические  $UBV$  величины для двух звезд, а Кубинек (1973) – фотографические  $BV$  величины семи звезд в поле скопления.

**NGC 7296.** Опираясь на  $\Delta\alpha$  и  $BVR$  CCD фотометрию 140 звезд, Нетопил и др. (2005) определили возраст скопления  $t \approx 100$  млн. лет, расстояние  $r = 2930$  пк, избытки цвета  $E(B-V) = (0.15 \pm 0.02)^m$  и  $E(V-R) = (0.00 \pm 0.02)^m$ .

**NGC 7788.** Хог (1970) измерил фотоэлектрические  $UBV$  величины пяти звезд; Бекер (1965) измерил фотографические  $UBV$  величины 113 звезд; Фролов (1977) нашел фотографические  $BV$  величины 67 звезд в поле скопления.

Таким образом, скопления Ве 96, King 12, NGC 7261 и NGC 7788 были изучены только с помощью фотографической и фотоэлектрической фотометрии с пределами по величине в фильтре  $V$  от  $14.5^m$  до  $16.5^m$ . Согласно оценкам, сделанным вышеуказанными авторами и Диасом и др. (2002) в случае NGC 7788, расстояние до всех этих скоплений превышает 2 кпк. Следовательно, опубликованные диаграммы “цвет-величина” с наложенными на них изохронами показывают только верхнюю часть ГП скоплений, а все параметры определены с большими погрешностями. РЗС Ве 97 было изучено только по данным 2MASS, также имеющим неглубокий предел по величине. Только диаграмма для скопления NGC 7245 построена на основе ПЗС фотометрии с пределом в фильтре  $V = 16.8^m$ . Однако данные ПЗС фотометрии часто отягощены систематическими ошибками, поэтому мы решили повторить измерения этого скопления, тем более что величина избытка цвета  $E(V-R) = 0.00^m$ , полученная Нетопилом и др. (2005), вызывала большие сомнения. Все эти факторы повлияли на выбор указанных выше скоплений для проведения новых наблюдений.

### **Получение данных ПЗС фотометрии в поле скоплений**

Наблюдения проводились на телескопе “Цейсс 1000” САО РАН с матрицей  $EEV$  42-40 в фильтрах  $BVR_cI_c$  (см. раздел 4.1.1.1). В 2003 году поле зрения составляло  $7'$ , а масштаб изображений –  $0.207''$  на пиксел. После изменения конфигурации фотометра во время наблюдений 2009 года поле зрения стало примерно  $8'$ , а масштаб –  $0.238''$  на пиксел.

В таблице 25 приводится журнал наблюдений. В столбцах содержатся: дата наблюдения, название скопления, воздушная масса  $X = \sec(z)$ , время экспозиции в каждом фильтре.

На рис. 50 показаны изображения шести исследованных скоплений, снятые в фильтре  $V$  с экспозицией 300 сек и предельной величиной  $21^m$ .

**Таблица 25.** Журнал наблюдений.

Дата наблюдения	Скопление	sec(z)	Время экспозиции, сек B, V, R <sub>c</sub> , I <sub>c</sub>
27 августа 2003	NGC 7788	1.05	300, 300, 300, 300 60, 30, 30, 30
	NGC 7790	1.07	300, 100, 100, 100
29 августа 2003	NGC 7296	1.01	300, 300, 300, 300 300, 300, 300, 300 30, 30, 15, 15
	NGC 7790	1.07	300, 100, 100, 100
15 октября 2009	NGC 7790	1.06	300, 150, 150, 150
	King 12	1.05	300, 300, 300, 300 30, 30, 30, 30
	NGC 7788	1.05	300, 300, 300, 300 – , 30, 30, 30
	NGC 7790	1.06	300, 150, 150, 150
	NGC 7790	1.09	300, 150, 150, 150
16 октября 2009	NGC 6940	1.05	300, 150, 150, 150
	Berkeley 96	1.05	300, 300, 300, 300 30, 30, 30, 30
	Berkeley 97	1.04	300, 300, 300, 300 30, 30, 30, 30
	NGC 7790	1.05	300, 150, 150, 150
	NGC 7296	1.06	300, 300, 300, 300 30, 30, 30, 30
	NGC 7790	1.05	300, 150, 150, 150
	NGC 7790	1.09	300, 150, 150, 150
NGC 7790	1.10	300, 150, 150, 150	
18 октября 2009	NGC 7790	1.06	300, 150, 150, 150
	Berkeley 97	1.06	300, 300, 300, 300
	NGC 7790	1.05	300, 150, 150, 150
	King 12	1.07	300, 300, 300, 300
	NGC 7790	1.08	300, 150, 150, 150
19 октября 2009	NGC 7790	1.05	300, 150, 150, 150
	NGC 7790	1.10	300, 150, 150, 150
18 ноября 2009	NGC 7790	1.05	300, 150, 150, 150
	Berkeley 97	1.06	400, 400, – , –
	Berkeley 97	1.06	400, 400, – , –
	Berkeley 96	1.09	300, 300, 300, –
	NGC 7790	1.12	30, 30, 30, 30
NGC 7790	1.07	300, 150, 150, 150	

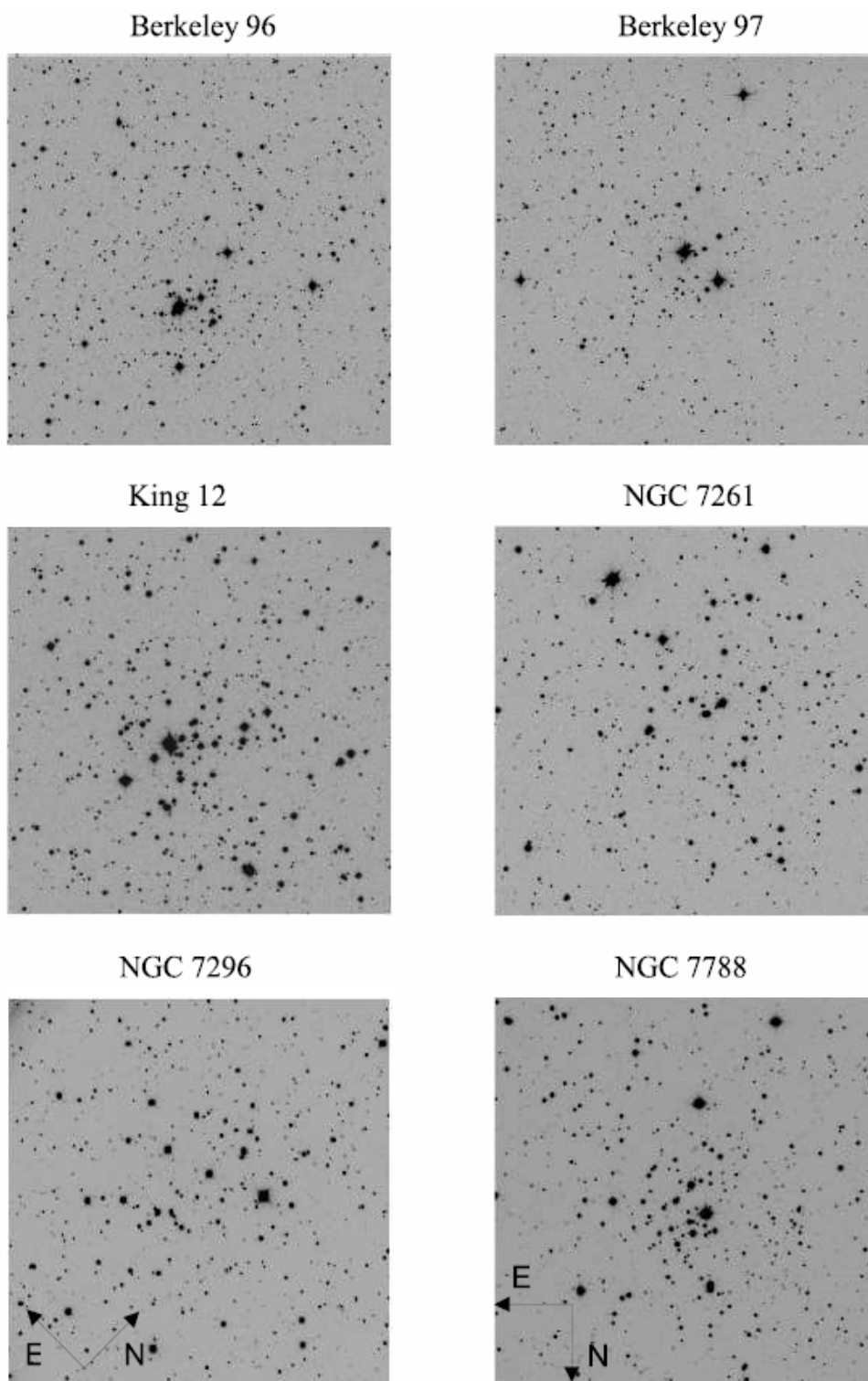


Рис. 50. Изображения скоплений, снятые в фильтре V. Ориентация для всех скоплений (кроме NGC 7296) показана стрелками на снимке NGC 7788. Размер изображений составляет примерно  $8' \times 8'$ , а для NGC 7296 –  $7' \times 7'$ .

Обработка данных наблюдений и последующая редукция проводилась способом, описанным в разделе 4.1.1.1. В качестве фотометрических стандартов наблюдались звёзды в полях скоплений NGC 7790 и NGC 6940, стандартные величины которых были взяты из базы данных Стетсона (2000).

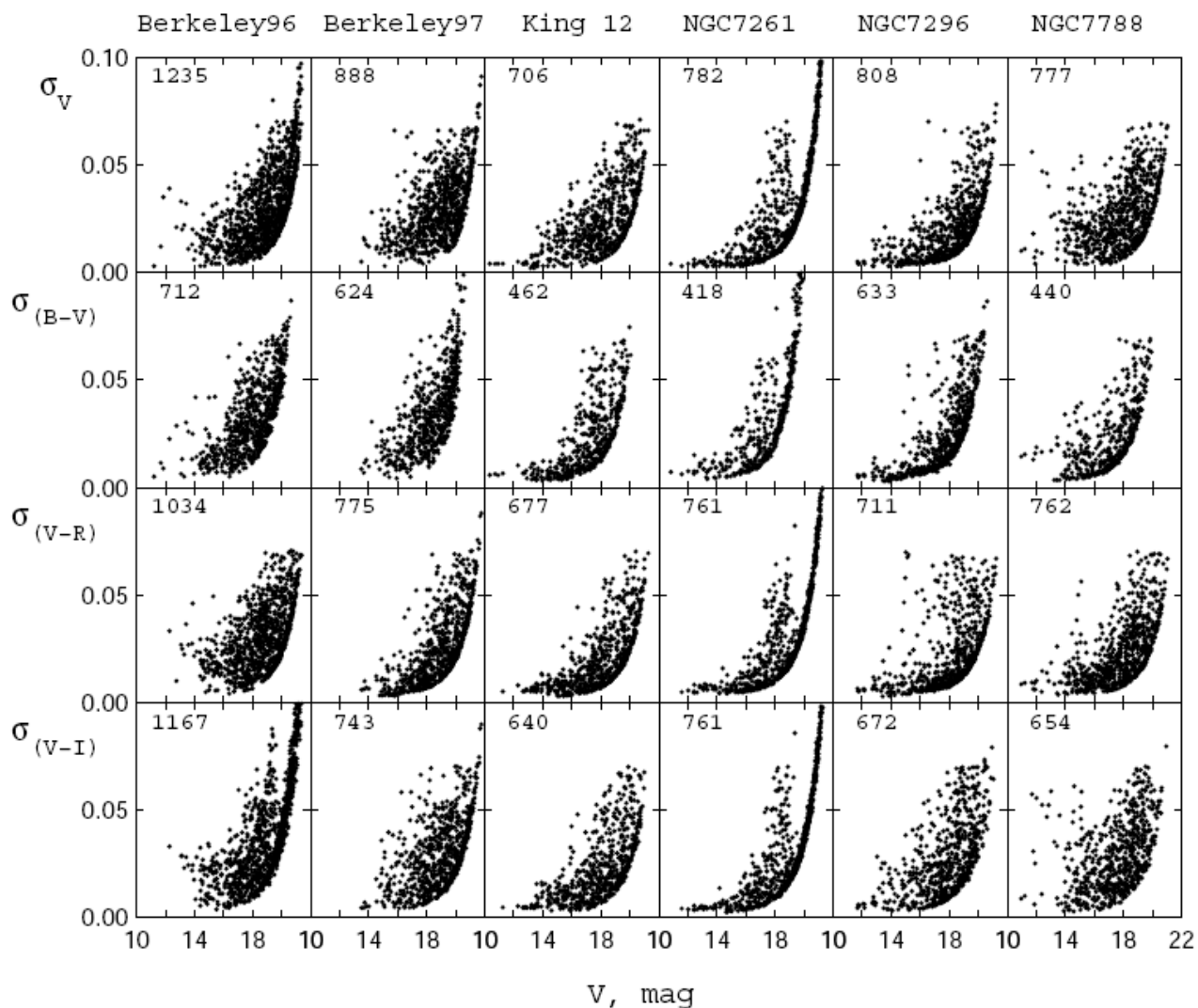


Рис. 51. Зависимость ошибки звёздной величины  $\sigma_V$  и ошибок показателей цвета  $\sigma_{(B-V)}$ ,  $\sigma_{(V-R)}$ ,  $\sigma_{(V-I)}$  от величины  $V$  для каждого скопления. Цифрами на каждом графике отмечено количество звёзд.

Как следует из таблицы 25, стандартные и все программные скопления наблюдались при одинаковых воздушных массах. Поэтому мы не делали оценок коэффициентов экстинкции. В тех случаях, когда NGC 7790 наблюдалось дважды – перед и после программного скопления, нуль-пункты в уравнениях трансформации из раздела 4.1.1 вычислялись линейной интерполяцией между

значениями нуль-пунктов, полученных для стандартного скопления. Средневзвешенные величины  $V$  и показатели цвета  $(B-V)$ ,  $(V-R_c)$ ,  $(V-I_c)$  были вычислены и опубликованы (Глушкова и др., 2013) только для тех звёзд в полях шести РЗС, величины и цвета которых, полученные по нескольким снимкам и приведенные к стандартной системе, показывали разброс менее  $0.1^m$ . Эта величина ( $0.1^m$ ) – типичная ошибка звёздной величины для самых слабых из измеренных звёзд.

Результаты фотометрии были опубликованы только в электронном виде и доступны в каталоге РЗС <http://ocl.sai.msu.ru>, либо по адресу [www.sai.msu.ru/groups/cluster/cl/mnras\\_sts394](http://www.sai.msu.ru/groups/cluster/cl/mnras_sts394).

На рисунке 51 показаны зависимость ошибки звёздной величины  $\sigma_V$  и ошибок показателей цвета  $\sigma_{(B-V)}$ ,  $\sigma_{(V-R)}$ ,  $\sigma_{(V-I)}$  от величины  $V$  для каждого скопления. Цифрами на каждом графике отмечено количество звёзд. В большинстве случаев ошибки не превышают  $0.10^m$ , предел по звёздной величине составляет  $20^m - 21.5^m$ , в зависимости от полосы пропускания. На графиках для скопления NGC 7261 заметны узкие “хвосты” – это связано с тем, что в каждом фильтре было получено только по одному снимку с экспозицией 300 сек, и усреднение не производилось. По той же причине наблюдается узкий “хвост” на графике  $(V, \sigma_{(V-I)})$  для скопления Berkeley 96.

Мы сравнили полученные нами величины и показатели цвета с опубликованными в литературе (см. рис. 52). Наши данные хорошо согласуются со всеми фотоэлектрическими наблюдениями – см. графики для скоплений Be 96 и King 12, а также символ “звёздочка” на графиках для NGC 7261 и NGC 7788. И, наоборот, сравнение нашей ПЗС фотометрии с фотографическими величинами обнаруживает довольно большое расхождение – это показано символом “точка” на графиках для скоплений NGC 7261 и NGC 7788. Мы также обнаружили систематическое отличие порядка  $(0.2 \pm 0.05)^m$  в величинах  $V$  и  $(0.1 \pm 0.05)^m$  в показателе цвета  $(V-R_c)$  между нашими данными и данными Нетопила и др. (2005) для NGC 7296. Кроме того, различия в показателе цвета показывали систематический тренд от  $0.1^m$  до  $0.25^m$ . Поэтому мы сравнили наши данные с данными каталога APASS (<http://www.aavso.org/apass>) по 32 общим звёздам и нашли, что они хорошо согласуются: различия в звёздной величине  $V$  составили  $-0.07^m \pm 0.03^m$ , а в показателе цвета  $(B-V)$  –  $(-0.04 \pm 0.02)^m$ .

### **Физические параметры РЗС**

Чтобы оценить расстояние до скоплений, их возраст и избыток цвета мы строили для каждого скопления диаграммы  $(V, B-V)$ ,  $(V, V-R_c)$  и  $(V, V-I_c)$  по нашим данным, а также диаграммы  $(J, J-H)$ ,  $(K_s, J-K_s)$  по данным каталога 2MASS. Из рассмотрения исключались слабые звёзды с ошибками в цвете, превышающими  $0.05^m$ . На каждую

диаграмму накладывалась изохрона солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002) методом, описанным в разделе 3.2.2 и опубликованным Копосовым и др. (2008).

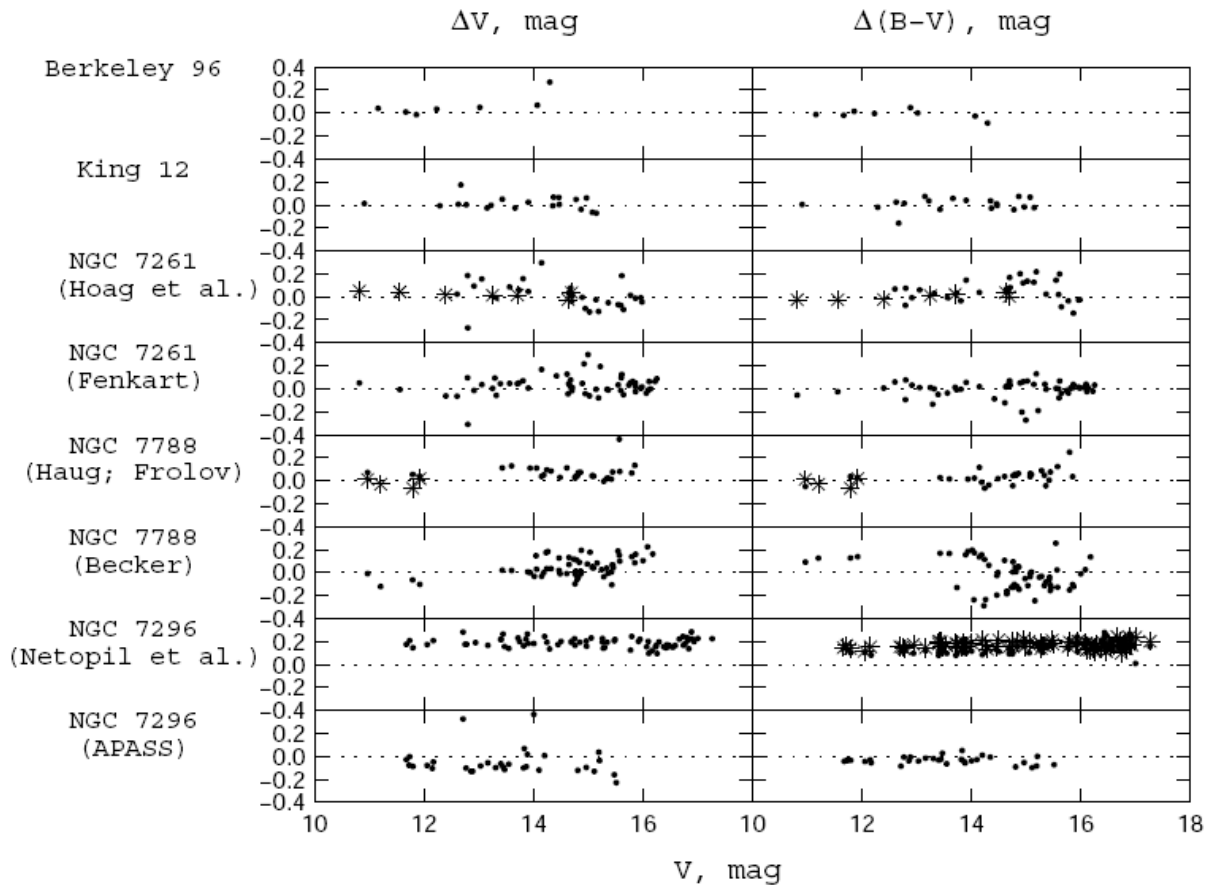


Рис. 52. Разности звёздных величин  $\Delta V$  и разности показателей цвета  $\Delta(B-V)$  для общих звёзд из нашей работы (Глушкова и др., 2013) и 1) работы Дель Рио (1984) в поле скопления Ве 96; 2) работы Мохана и Пандея (1984) в поле скопления King 12; 3) работы Хоуга и др. (1961) (“звёздочки” - фотоэлектрическая фотометрия, “точки” - фотографическая фотометрия) в поле скопления NGC 7261; 4) работы Фенкарта (1968) в поле скопления NGC 7261; 5) работы Хога (1970) (“звёздочки”) и Фролова (1977) (“точки”) в поле скопления NGC 7788; 6) работы Бекера (1965) в поле скопления NGC 7788; 7) работы Нетопила и др. (2005) (“звёздочки” -  $\Delta(B-V)$ , “точки” -  $\Delta(V-R)$ ) в поле скопления NGC 7296; 8) каталога APASS в поле скопления NGC 7296.

Для трансформации всех избытков цвета в избыток  $E(B-V)$  использовались соотношения, описанные в разделе 4.1.1 на стр. 127.

На рисунках 53 – 58 представлены диаграммы “цвет-величина” исследованных скоплений с наложенными изохронами.

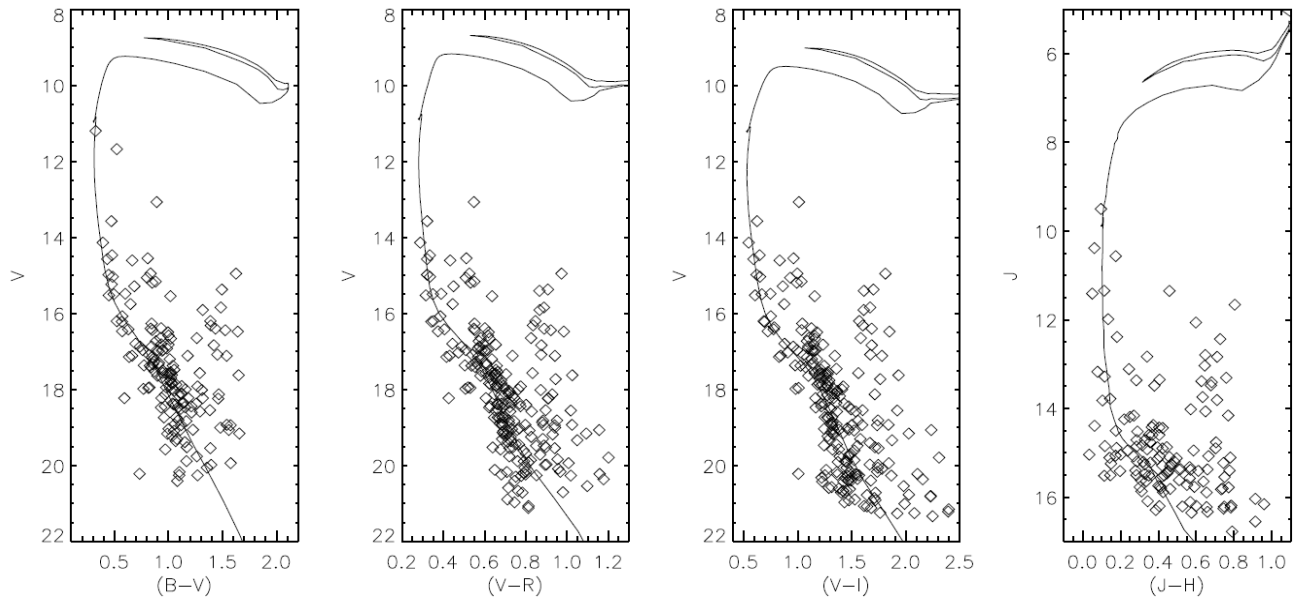


Рис. 53. Диаграммы “цвет-величина” для скопления Berkeley 96 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $3'$ .

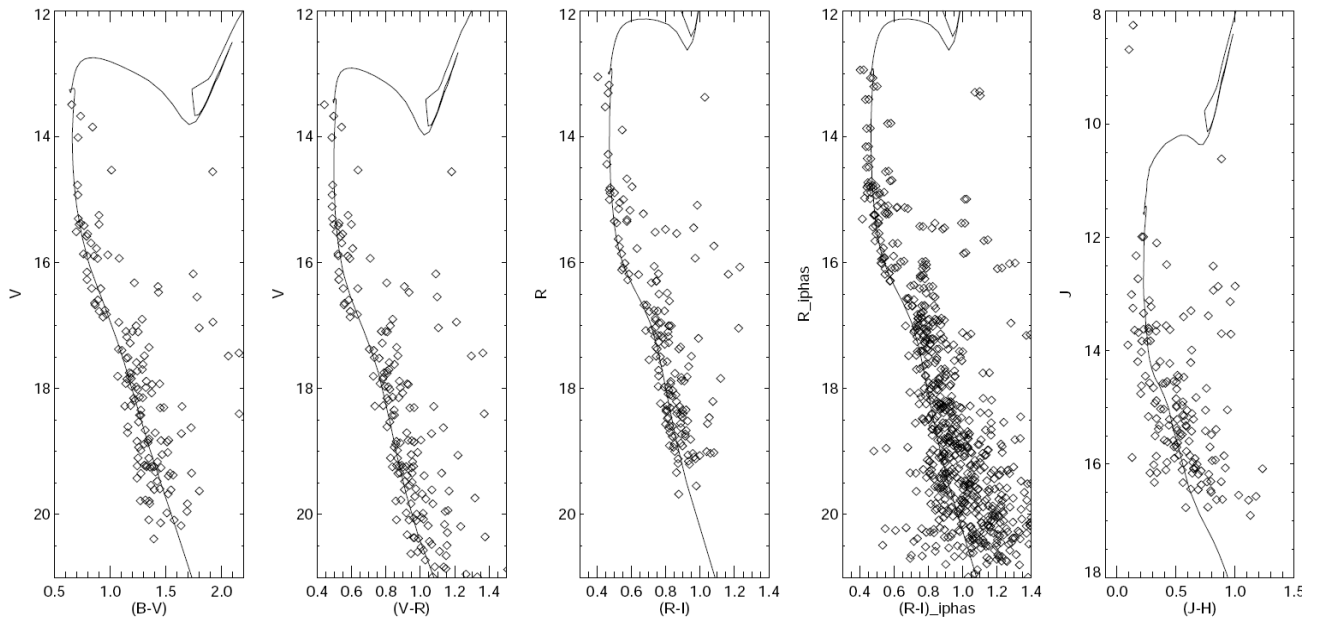


Рис. 54. Диаграммы “цвет-величина” для скопления Berkeley 97 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $4'$ .

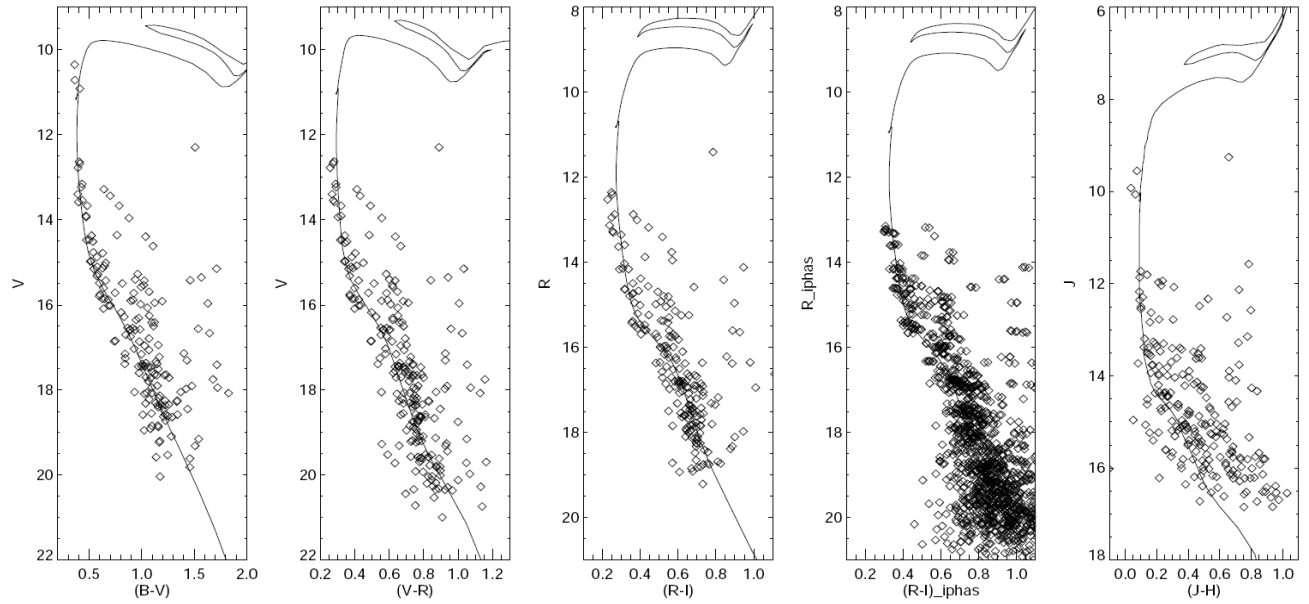


Рис. 55. Диаграммы “цвет-величина” для скопления King 12 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $5'$ .

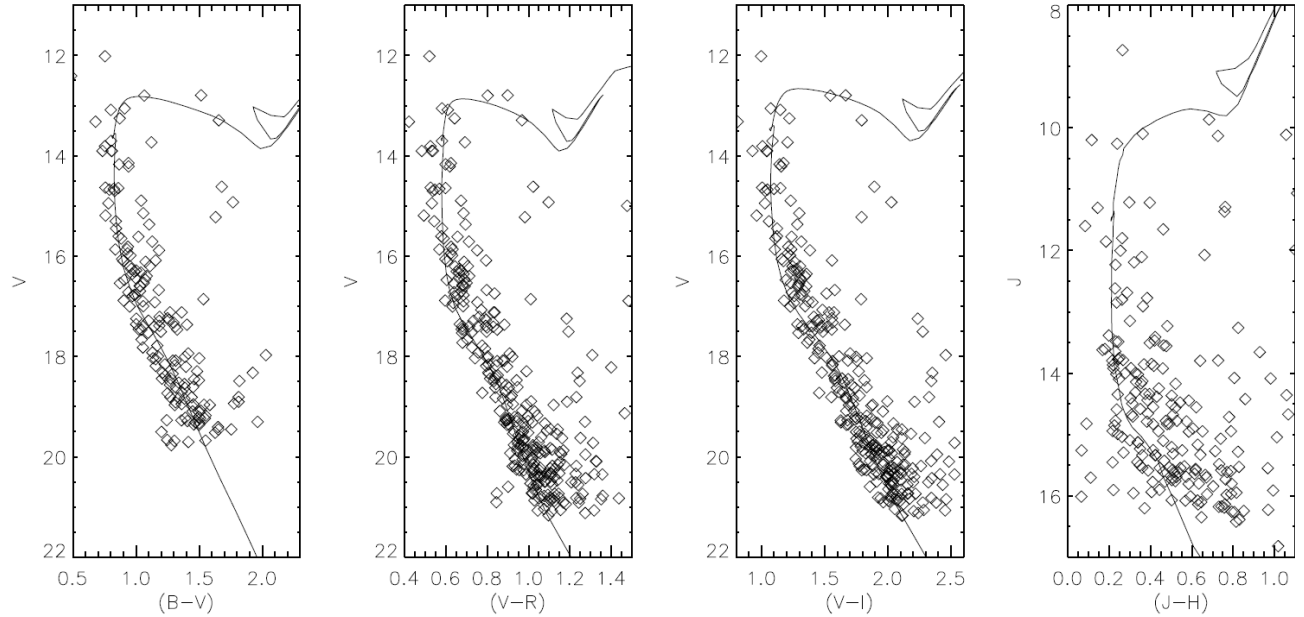


Рис. 56. Диаграммы “цвет-величина” для скопления NGC 7261 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $5'$ .



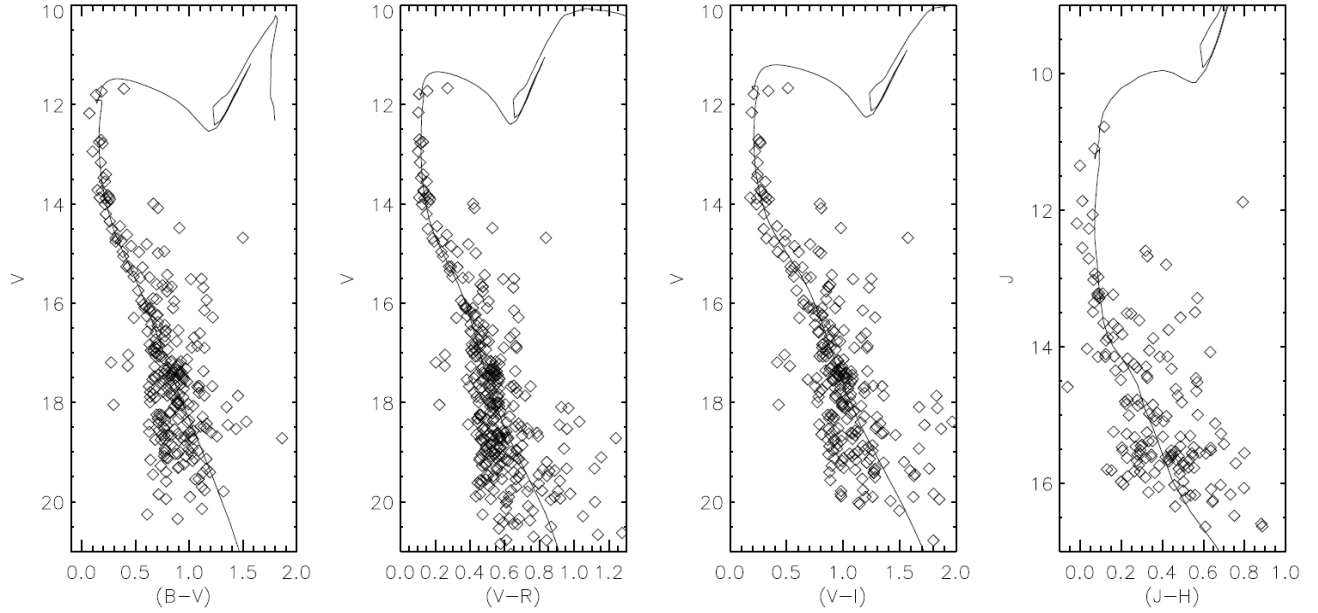


Рис. 57. Диаграммы “цвет-величина” для скопления NGC 7296 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $7'$ .

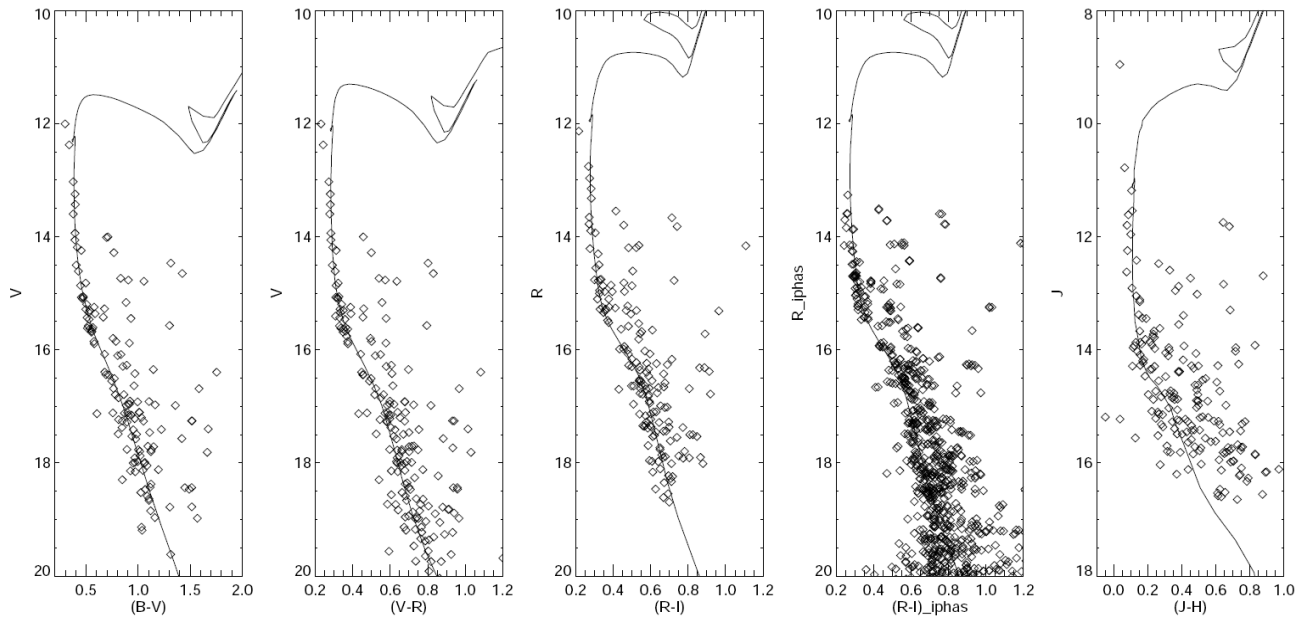


Рис. 58. Диаграммы “цвет-величина” для скопления NGC 7788 с наложенными изохронами. Размер области, внутри которой проводилось наложение изохрон, составляет  $4'$ .

В таблице 26 приведены уточненные координаты центра скопления, диаметр, возраст, избыток цвета  $E(B-V)$  и модуль расстояния  $(m-M)_0$ . Параметры скоплений, определенные по разным диаграммам “цвет-величина”, хорошо согласуются между

собой. Средние значения избытков цвета и модулей расстояния, а также их среднеквадратичные ошибки даны в таблице 27. Значения возраста скопления, выведенные по разным диаграммам, почти не отличались друг от друга, поэтому мы не привели ошибок измерения, которые выводились из различия параметров, найденных с помощью разных диаграмм “цвет-величина”. Мы не смогли найти параметры по диаграмме ( $K_S$ ,  $J-K_S$ ) скопления NGC 7788 из-за большого рассеяния точек на этой диаграмме.

**Таблица 26.** Параметры скоплений, определенные по оптическим и инфракрасным данным.

	Berkeley 96	Berkeley 97	King 12	NGC 7261	NGC 7296	NGC 7788
RA, J2000	22 <sup>h</sup> 29 <sup>m</sup> 49 <sup>s</sup>	22 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup> 28 <sup>s</sup>	23 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup> 01 <sup>s</sup>	22 <sup>h</sup> 20 <sup>m</sup> 07 <sup>s</sup>	22 <sup>h</sup> 28 <sup>m</sup> 01 <sup>s</sup>	23 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup> 38 <sup>s</sup>
Dec, J2000	+55°23'47"	+58°59'51"	+61°56'45"	+58°07'41"	+52°19'22"	+61°24'02"
d, '	3	4	5	7	8	4
t, млн. лет	40	250	70	160	280	160
E(B-V)						
V, B-V	0.50	0.72	0.54	1.00	0.22	0.49
V, V-R <sub>c</sub>	0.58	0.85	0.57	0.93	0.24	0.52
V, V-I <sub>c</sub>	0.53	0.75	0.51	0.86	0.19	0.49
J, J-H	0.55	0.79	0.47	0.78	0.28	0.47
K <sub>S</sub> , J-K <sub>S</sub>	0.56	0.72	0.44	0.83	0.25	–
(m-M) <sub>0</sub>						
V, B-V	12.71	12.08	12.05	12.16	12.18	12.39
V, V-R <sub>c</sub>	12.39	11.86	11.83	12.35	11.97	12.09
V, V-I <sub>c</sub>	12.89	12.13	12.19	12.41	11.98	12.30
J, J-H	12.23	11.76	11.96	12.16	11.72	12.03
K <sub>S</sub> , J-K <sub>S</sub>	12.31	11.71	11.85	12.21	11.92	–

Мы сравнили найденные нами параметры с опубликованными в литературе, которые также приводятся в таблице 27. Для скоплений King 12, NGC 7261 и NGC 7788 мы включили данные из работы Локтина и др. (2001) и из каталога Диаса и др. (2002), хотя они и опираются на один и тот же наблюдательный материал. Но Локтин и др. опубликовали модули расстояний, а Диас и др. – расстояния до скоплений. Из таблицы 27 видно, что только для скопления King 12 определенное нами расстояние хорошо согласуется с найденным другими авторами, а именно – Моханом и Пандеем (1984). Во всех остальных случаях мы значительно улучшили значения основных физических параметров скоплений, определив их по однородным данным с помощью одной и той же методики.

**Таблица 27.** Сравнение полученных нами параметров скоплений с данными из литературы.

Скопление	E(B-V)	(m-M) <sub>0</sub>	r, пк	log(t)	Источник
Berkeley 96	0.54 <sup>m</sup> ± 0.03 <sup>m</sup> 0.68	12.51 <sup>m</sup> ± 0.28 <sup>m</sup> 13.61	3180 ± 440 5300	7.60	Глушкова и др. (2013) Дель Рио (1984)
Berkeley 97	0.77 ± 0.06 0.75	11.91 ± 0.19 11.28	2410 ± 220 1800 ± 85	8.40 7.30	Глушкова и др. (2013) Тадросс (2008)
King 12	0.51 ± 0.05 0.52 – 0.69 0.59 0.59 0.59	11.98 ± 0.15 11.98 12.034 11.88	2490 ± 180 2490 ± 85 2378	7.85 7.037 7.037 7.12	Глушкова и др. (2013) Мохан, Пандей (1984) Локтин и др. (2001) Диас и др. (2002) Харченко и др. (2005)
NGC 7261	0.88 ± 0.09 0.48 1.00 0.969 0.969	12.26 ± 0.12 11.7 12.55 11.280	2830 ± 160 2200 3230 1681	8.20 8.3 7.0 7.670 7.670	Глушкова и др. (2013) Дженненс, Хелфер (1975) Фенкарт (1968) Локтин и др. (2001) Диас и др. (2002)
NGC 7296	0.24 ± 0.03 0.15 ± 0.02	11.95 ± 0.16 12.33 ± 0.2	2450 ± 190 2930 ± 350	8.45 8.0±0.1	Глушкова и др. (2013) Нетопил и др. (2005)
NGC 7788	0.49 ± 0.02 0.283 0.283 0.48	12.20 ± 0.17 12.030 11.87	2750 ± 220 2374	8.20 7.593 7.593 7.48	Глушкова и др. (2013) Локтин и др. (2001) Диас и др. (2002) Харченко и др. (2005)

### **Изучение функции масс скоплений**

Для трех скоплений – Berkeley 97, King 12, NGC 7788 – мы заметили “пробел” на их главных последовательностях, построенных по данным нашей  $BVR_{cI_c}$  фотометрии. Для того, чтобы проверить реальность этих “пробелов”, мы извлекли величины ( $r, i$ ) для всех звезд в полях трех скоплений из обзора IPHAS (Дрю и др., 2005) и трансформировали их из системы SDSS в ( $R, I$ ) величины системы Джонсона – Кузинса по формулам Джорди и др. (2006). Затем мы построили диаграммы ( $R, R-I$ ), используя наши величины и данные из обзора IPHAS. Эти две диаграммы изображены на рисунках 54, 55 и 58. Видно, что для каждого скопления “пробелы” на главных последовательностях приходятся на те же значения звездных величин и показателей цвета на обеих диаграммах ( $R, R-I$ ) и ( $R_{IPHAS}, (R-I)_{IPHAS}$ ). С помощью эволюционных треков и изохрон солнечной металличности (Жирарди и др., 2002) были сделаны оценки масс в единицах масс Солнца для границ

“пробелов” на ГП трех скоплений: [1.3 – 1.5] для Berkeley 97, [1.4 – 1.6] для King 12, [1.5 – 1.7] для NGC 7788.

Современная функция светимости и функция масс для этих скоплений были построены с помощью подсчетов всех звёзд ниже точки поворота ГП. Для оценки полноты наших фотометрических данных был использован метод, предложенный Сагаром и Рихтлером (1991). Искусственные звёзды с заданными величинами и координатами были добавлены в исходные изображения в фильтрах  $B$  и  $I_c$ . Для каждого изображения количество добавленных звёзд (в основном слабых) составляло не более 10% от полного числа измеренных звёзд, поэтому плотность звёзд на снимках практически не менялась. Кадры с искусственными звёздами обрабатывались так же, как и исходные изображения. При этом восстанавливалась только некоторая, хотя и значительная, часть добавленных звёзд. Отношение числа восстановленных к полному числу добавленных в изображение искусственных звёзд в разных интервалах величин дает нам фактор полноты в тех же самых интервалах величин. Мы использовали меньшее из двух значений, полученных для изображений в фильтре  $B$  и в фильтре  $I_c$  согласно Сагару и Рихтлеру (1991). Такая методика позволяет построить современную функцию светимости с ошибкой менее 3% в диапазоне величин с фактором полноты не менее 0.5. Для получения истинной функции светимости звёзд – членов скоплений необходимо было устранить “загрязнение” звёздами фона.

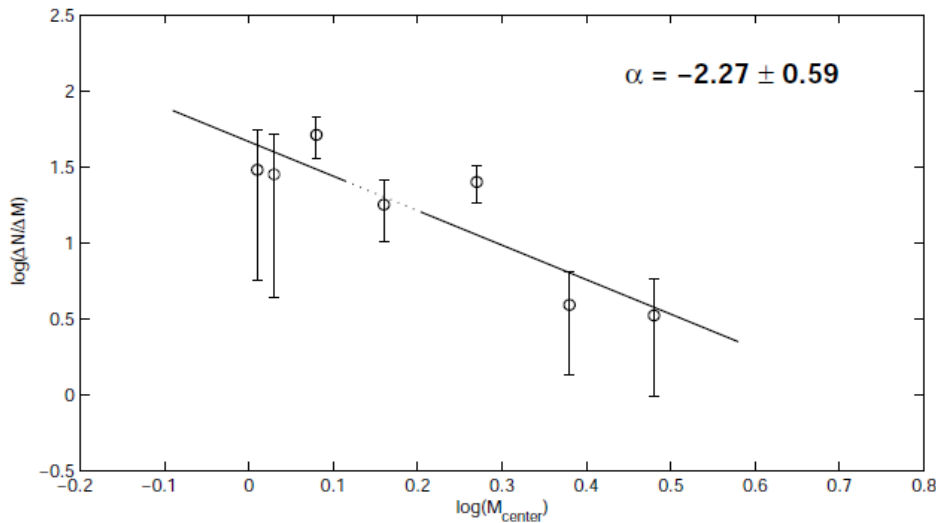


Рис. 59. Функция масс звёзд в скоплении Berkeley 97.

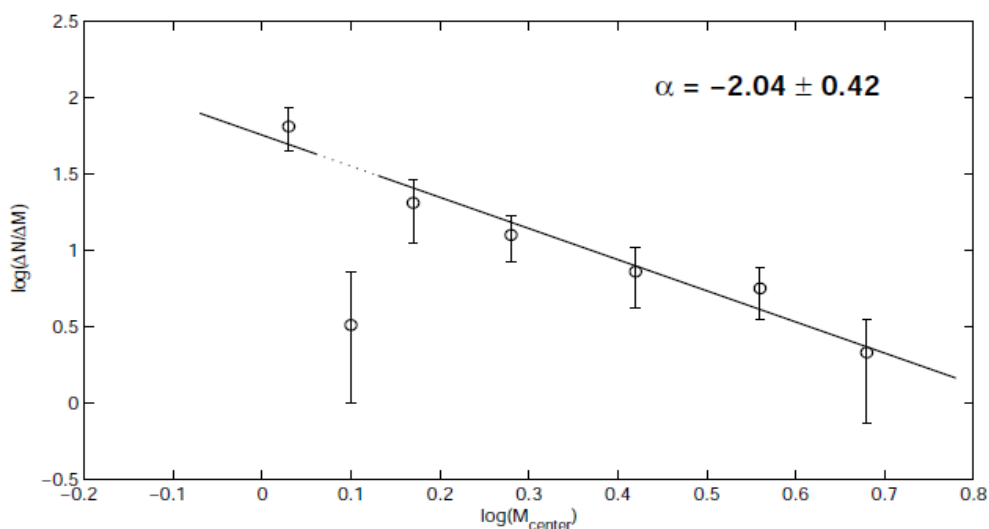


Рис. 60. Функция масс звёзд в скоплении King 12.

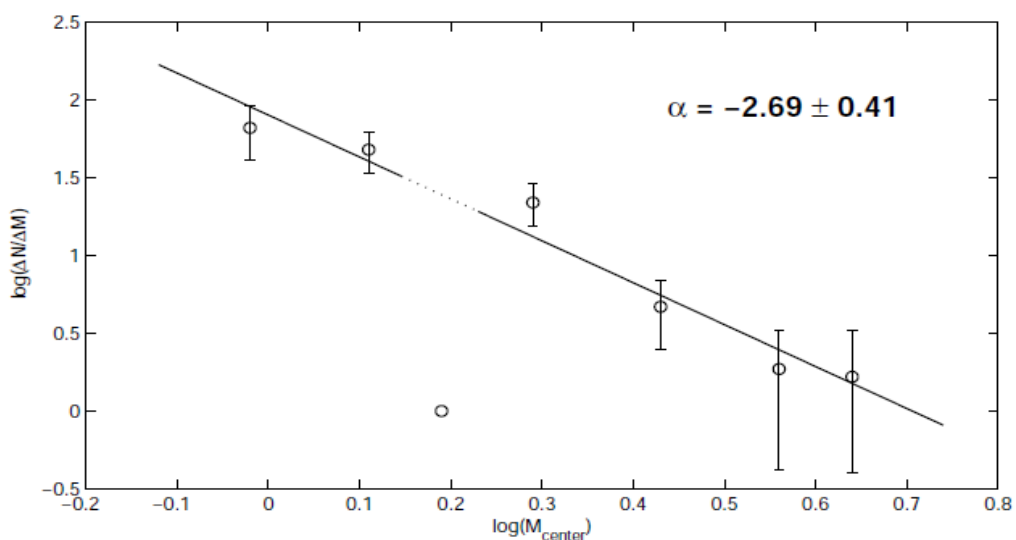


Рис. 61. Функция масс звёзд в скоплении NGC 7788.

Был использован фотометрический критерий для выделения членов скопления: на диаграмме  $(V, V-I_c)$  строились голубая и красная огибающие ГП, и рассматривались только те звёзды, которые были выделены таким “цветовым фильтром”. Для звёзд, лежащих в пределах радиуса скоплений, и для звёзд фона наблюдаемые функции светимости исправлялись за неполноту данных и разницу площадей. Истинная функция светимости членов скоплений получалась вычитанием из наблюдаемой функции светимости звёзд в области скопления функции светимости звёзд фона.

Для получения функции масс из функции светимости использовались теоретические изохроны солнечной металличности (Жирарди и др., 2002) и

определенные нами параметры скоплений (Таблица 27 этого раздела). На рисунках 59, 60 и 61 показаны функции масс звёзд – членов скоплений Berkeley 97, King 12 и NGC 7788, соответственно. Величина степенного показателя закона распределения звезд по массам ( $\alpha$ ) рассчитывалась с помощью МНК без учета “выпадающих” точек в случае King 12 и NGC 7788. На каждом графике “разрывы” функции масс обозначены в соответствии с “пробелами” ГП на диаграммах “цвет-величина”. “Выпадающие” точки на рисунках 60 и 61 соответствуют недостатку или полному отсутствию звёзд в соответствующих интервалах масс. На рисунке 59 такой точки нет, хотя на ГП скопления Berkeley 97 хорошо виден “пробел”. Возможно, в данном случае не все звёзды фона были вычтены из звёзд в области скопления. Такие “пробелы” и разрывы на графиках распределения звёзд по массам могут быть связаны с перерывами в процессе звёздообразования внутри скопления.

Таким образом, исследуя ещё шесть РЗС в направлении рукава Персея, мы не только определили их физические параметры, но и обнаружили интересные особенности функции масс в половине случаев.

## **4.2 Оптическая фотометрия скоплений, открытых по обзору 2MASS**

На следующем этапе нашей работы по фотометрическому исследованию рассеянных скоплений была поставлена задача более глубоко изучения скоплений, открытых нами по данным каталога 2MASS (Скрутски и др., 2006). Напомним, что предел чувствительности этого каталога для отношения сигнала к шуму  $S/N = 10$  составляет  $J = 15.8^m$ ,  $H = 15.1^m$ ,  $K_s = 14.3^m$ . Поэтому на диаграммах  $(J, J-H)$  и  $(K_s, J-K_s)$  для большинства открытых нами скоплений видны только верхние части ГП и ветвь красных гигантов. Следовательно, параметры, полученные по инфракрасным данным, следует уточнять с помощью более глубоких ПЗС наблюдений.

### **4.2.1 Скопления Korosov 12, Korosov 53 и Korosov 77**

Первоначально нами были выбраны три скопления в направлении на антицентр Галактики, которые хорошо видны в оптическом диапазоне. Они были изучены в рамках российско-индийского проекта совместно с индийскими коллегами из института имени Ариабхатты (ARIES, Nainital). В таблице 28 для удобства мы снова приводим параметры этих трёх скоплений, найденные нами по  $JHK_s$  данным из 2MASS каталога.

**Таблица 28.** Параметры скоплений, определенные Копосовым и др. (2008).

Скопление	RA, J2000	Dec, J2000	l	b	d	E(B-V)	r, пк	log(t)
Koposov 12	06 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 56.2 <sup>s</sup>	+35°16'36"	176.2°	6.0°	9'	0.30±0.03 <sup>m</sup>	2050±50	8.90±0.1
Koposov 53	06 08 56.2	+26 15 49	184.9	3.1	3	0.34±0.04	3200±50	< 8.5
Koposov 77	05 43 52.3	+21 42 37	185.9	-4.1	5	0.57±0.01	1750±50	9.65±0.1

### **Наблюдения и обработка данных**

Наблюдения звёзд в полях трех РЗС в фильтрах *UBVI* проводились на 104-см телескопе Сампурнананд института имени Ариабхатты (Манора пик, Индия) с помощью 2К x 2К ПЗС матрицы (размер пиксела 24 мкм, масштаб 0".36 на пиксел, поле зрения 12.6'x12.6', шум считывания 5.3 e<sup>-</sup>, коэффициент преобразования gain = 10 e<sup>-</sup>/ADU). Журнал наблюдений представлен в таблице 29. Скопление *Koposov 53* было снято 27 ноября 2008 года, а скопления *Koposov 12* и *Koposov 77* – первого января 2009 года.

**Таблица 29.** Журнал наблюдений.

Скопление	Фильтр	Время экспоз., сек
Koposov 12	U	1200, 300
	B	900x2, 300
	V	600x2, 300
	I	300x2, 120
Koposov 53	U	1500, 300, 240
	B	1200x2, 180x2
	V	900x2, 120x2
	I	300x2, 60x2
Koposov 77	U	1200, 120
	B	900x2, 300, 120
	V	900x2, 300, 120
	I	600x2, 300

На рис. 62 приведены изображения исследуемых скоплений в фильтре *V*.

Стандартная процедура первичной обработки данных проводилась в среде IRAF, для получения инструментальных звёздных величин использовался пакет программ DAOPHOT/ALLSTAR (Стетсон, 1987). В качестве образца для сравнения для каждого скопления был взят самый глубокий снимок, а в финальный каталог вошли

только те звёзды, которые были идентифицированы на изображениях, сделанных как минимум в двух разных фильтрах.

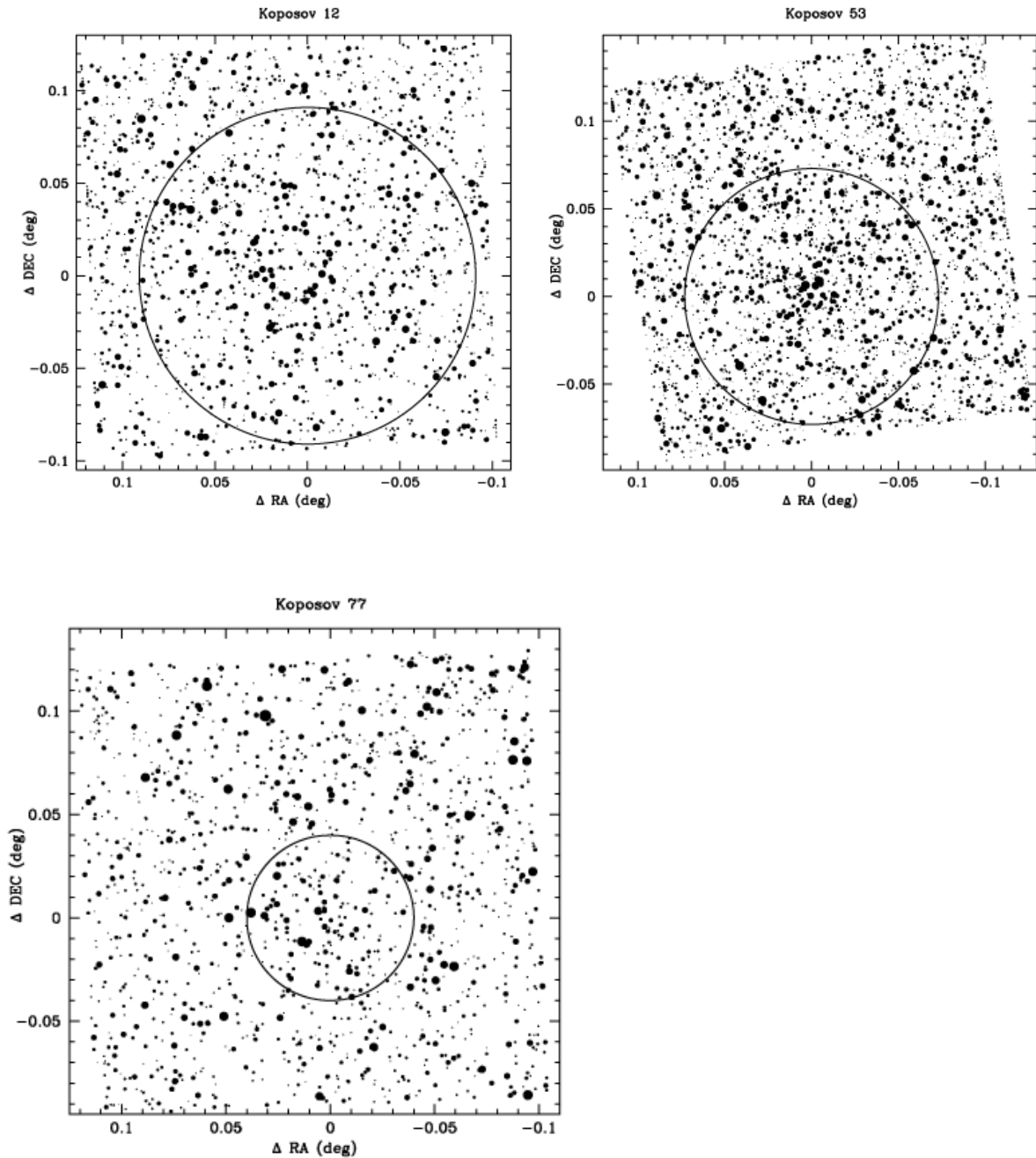


Рис. 62. Изображения скоплений в фильтре V. Север –верху, восток –слева. Окружностями обозначены размеры скоплений. Самые слабые звёзды имеют звёздную величину  $V \approx 20^m$ .

Наряду со скоплениями несколько раз в ночь наблюдались стандартные поля SA 98 и Ru 149 (Ландольт, 1992), в которых использовалось затем 19 звёзд в следующих диапазонах величин и показателей цвета :  $11.48^m < V < 15.29^m$ ,



$0.13^m < (B-V) < 1.91^m$ . Для перевода инструментальных величин  $ubvi$  в стандартные  $UBVI$  были получены с помощью МНК следующие уравнения:

$$\begin{aligned} u &= U + 7.63 \pm 0.02 - (0.05 \pm 0.01) \cdot (U-B) + (0.57 \pm 0.02) \cdot X \\ b &= B + 5.51 \pm 0.01 - (0.04 \pm 0.01) \cdot (B-V) + (0.28 \pm 0.01) \cdot X \\ v &= V + 4.91 \pm 0.01 - (0.03 \pm 0.01) \cdot (B-V) + (0.17 \pm 0.01) \cdot X \\ i &= I + 5.23 \pm 0.01 - (0.06 \pm 0.02) \cdot (V-I) + (0.07 \pm 0.01) \cdot X, \end{aligned}$$

где  $X$  – это воздушная масса, значение которой во время наблюдений варьировалось от 1.0 до 1.7. Для коэффициентов экстинкции были взяты типичные значения для данного местоположения (Кумар и др., 2000). Ошибки нуль-пунктов и цветовых коэффициентов составили  $\sim 0.01^m$ .

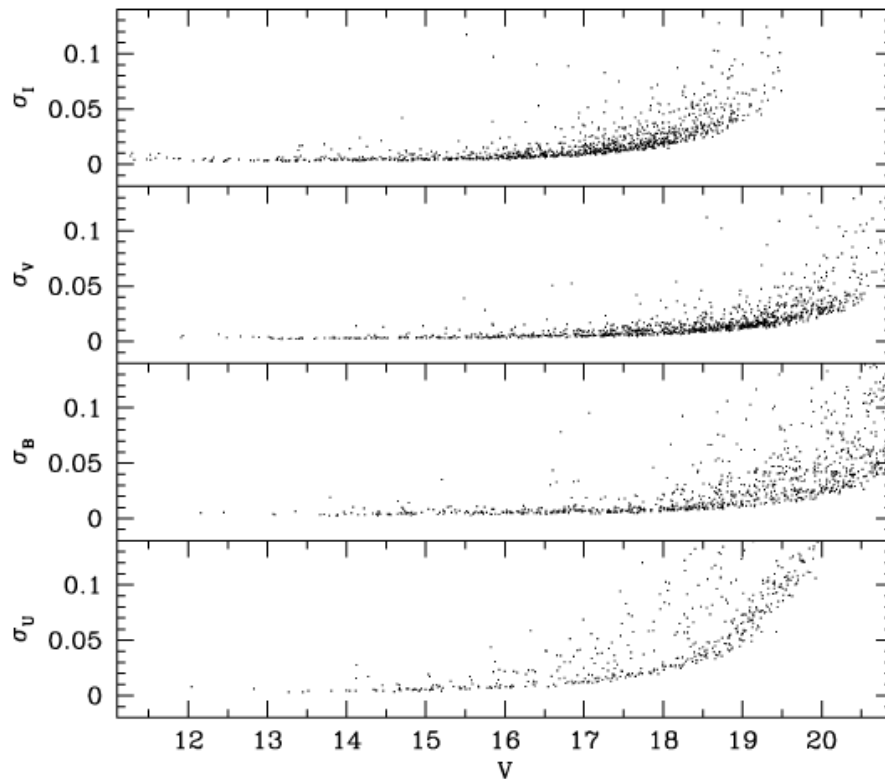


Рис. 63 Внутренние ошибки DAORHOT для величин  $U, B, V, I$  в зависимости от значения  $V$ .

Внутренние ошибки, получающиеся в результате обработки данных пакетом DAORHOT, показаны на рис. 63 в зависимости от значения величины  $V$ . Видно, что ошибка фотометрии составляет в фильтрах  $B, V, I$  менее  $0.01^m$  вплоть до  $V \sim 19^m$ .

**Таблица 30.** Среднеквадратичные ошибки звёздных величин как функция звёздной величины в фильтре V.

Диапазон величин V	$\sigma_U$	$\sigma_B$	$\sigma_V$	$\sigma_I$
12 <sup>m</sup> – 14 <sup>m</sup>	0.03 <sup>m</sup>	0.02 <sup>m</sup>	0.02 <sup>m</sup>	0.02 <sup>m</sup>
14 – 15	0.04	0.02	0.02	0.02
15 – 16	0.04	0.02	0.02	0.02
16 – 17	0.05	0.03	0.03	0.03
17 – 18	0.07	0.03	0.03	0.04
18 – 19	0.09	0.04	0.04	0.05
19 – 20		0.05	0.05	0.06

Для фильтра U значения ошибки 0.01<sup>m</sup> достигаются уже при V~17<sup>m</sup>. Суммарные ошибки фотометрии (ошибки DAOPHOT плюс ошибки калибровки) были определены методом, предложенным Пататом и Карраро (2001), и представлены в Таблице 30. В фильтре V ошибки составляют 0.02<sup>m</sup>, 0.03<sup>m</sup>, 0.05<sup>m</sup> для V~16.0<sup>m</sup>, 17.0<sup>m</sup> и 20.0<sup>m</sup>, соответственно. Таблицы с фотометрическими данными для всех измеренных звезд в полях трех скоплений доступны в электронном виде в каталоге РЗС ГАИШ: <http://ocl.sai.msu.ru> .

### **Определение параметров скоплений**

Как следует из Таблицы 28, диаметры всех трех скоплений меньше, чем поле зрения телескопа. Поэтому для более точной оценки размеров РЗС были выполнены звёздные подсчеты в кольцевых зонах вокруг центров скоплений, координаты которых приведены в Таблице 28.

На рис. 64 показано радиальное распределение поверхностной плотности в полях трех исследованных скоплений. Для скопления *Koposov 12* плотность звёзд скопления становится равной плотности звёзд фона примерно на расстоянии 4.6' (380 pixels), что совпадает с радиусом, указанным в Таблице 28. В случае скопления *Koposov 53* профиль радиальной плотности выходит на плато примерно на расстоянии 4.2' (350 pixels), что почти в три раза превышает радиус, найденный только по инфракрасным данным. Для РЗС *Koposov 77* плотность звёзд во внешней части скопления плавно уменьшается до расстояния 2.4' (200 pixels) от центра, что совпадает со значением радиуса из Таблицы 28.

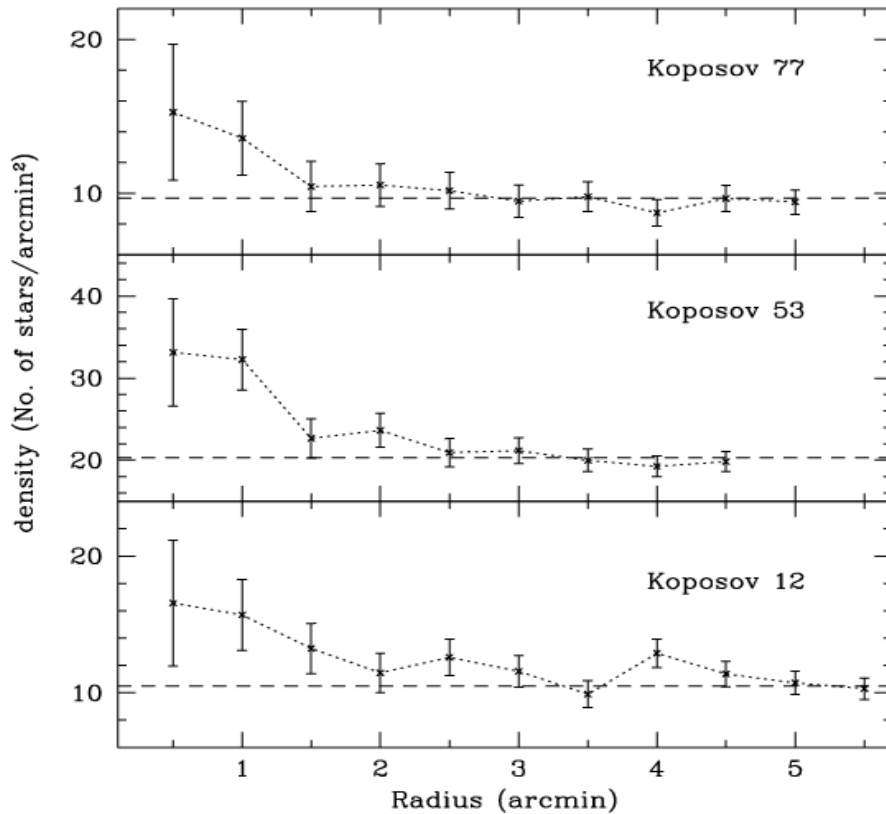


Рис. 64. Распределение поверхностной плотности звёзд в полях трех скоплений. Ошибки вычислялись, как  $1/\sqrt{N}$ , где  $N$  – это число звёзд в данной кольцевой зоне. Штриховой пунктирной линией показана плотность звёзд фона.

На рис. 65 – 68 показаны диаграммы  $(V, B-V)$  для звёзд в полях трёх исследованных скоплений. На левых панелях изображены звёзды, расположенные внутри радиусов скоплений, а на правых – звёзды фона, которые отстоят от центров скоплений на расстояниях, превышающих радиусы РЗС. На диаграмме “цвет – величина” Kopusov 12 на левой панели хорошо прослеживается ГП скопления от точки поворота ( $V \sim 14.5^m$ ) вплоть до  $V = 17^m$ . Звёзды скопления с величинами слабее  $V = 17^m$  трудно различимы на фоне звёзд поля. На этой же диаграмме в области  $V = 13-13.5^m$  и  $(B-V) \sim 1.5^m$  видны звёзды - красные гиганты, причем такие объекты отсутствуют на правой панели (построенной для звёзд фона), что свидетельствует о достаточно большом возрасте скопления Kopusov 12. Несколько звёзд, расположенных выше точки поворота на продолжении ГП, могут быть либо звёздами ближнего фона, либо “голубыми бродягами”, которые часто встречаются среди членов скопления (Карраро и др., 2010).

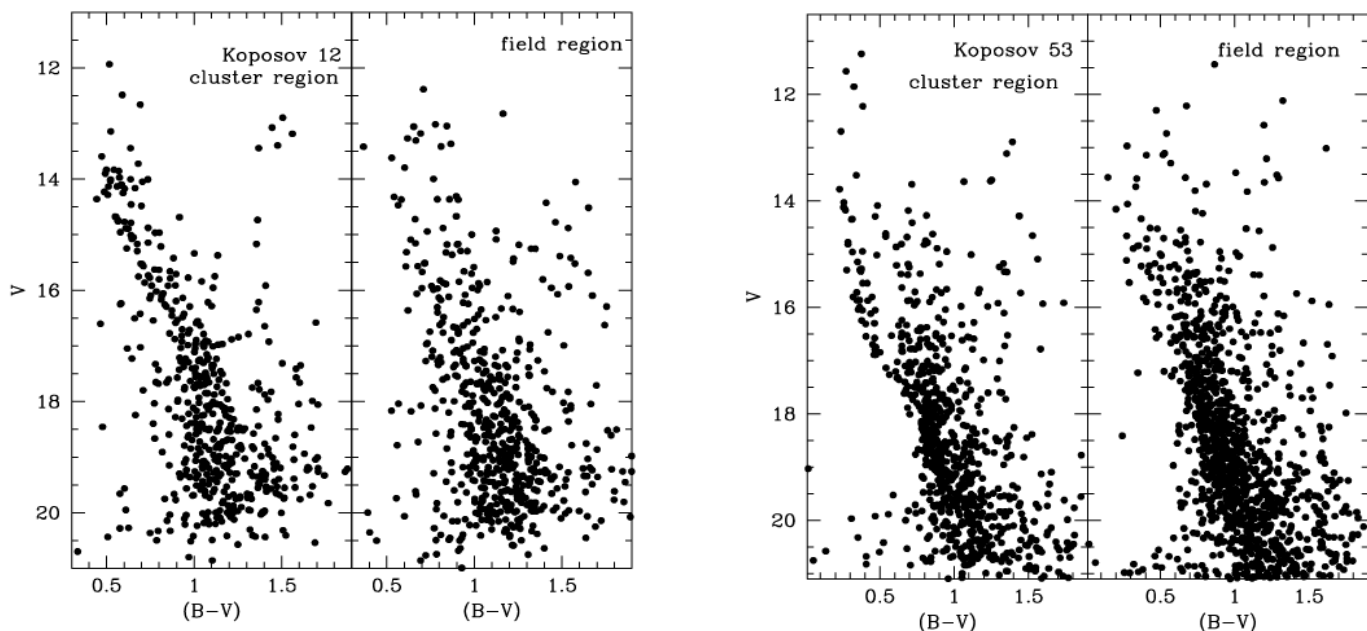


Рис. 65. Диаграммы ( $V$ ,  $B-V$ ) в поле скоплений Kaposov 12 и Kaposov 53 внутри (левые панели) и вне (правые панели) радиусов скоплений.

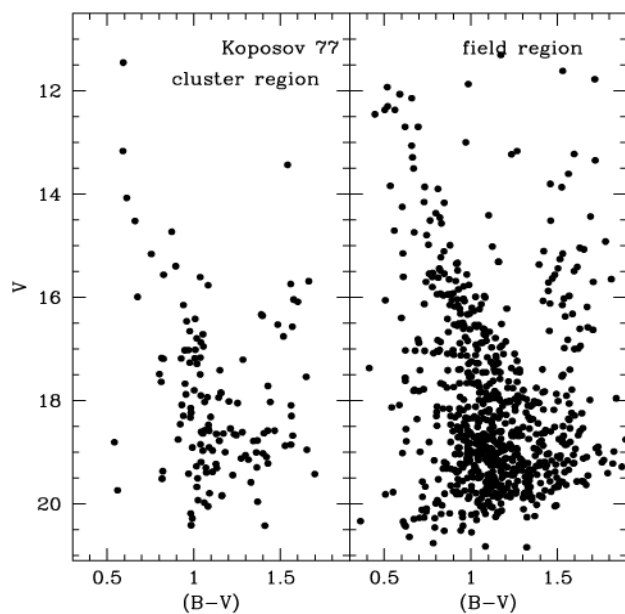


Рис. 66. Диаграмма ( $V$ ,  $B-V$ ) в поле скопления Kaposov 77 внутри (левая панель) и вне (правая панель) радиуса скопления.

Главная последовательность на левой панели диаграммы ( $V$ ,  $B-V$ ) скопления Kaposov 53 простирается от  $V = 11^m$  до  $V = 17.5^m$ . Более слабые члены скопления незаметны на плотном фоне звёзд поля. Морфология диаграммы “цвет – величина”

скопления *Koposov 53* характерна для молодых РЗС. Анализ диаграммы “цвет-величина” РЗС *Koposov 77* обнаруживает малонаселенную ГП, прослеживаемую от точки поворота, расположенной на уровне  $V = 17.25^m$ , до  $V = 20^m$  на левой панели рисунка 66. На этой же диаграмме присутствуют несколько красных гигантов в области  $V = 16^m$  и  $(B-V) = 1.5^m$ , что свидетельствует о большом значении возраста скопления. Несколько звёзд, лежащих выше точки поворота, скорее всего, являются звёздами ближнего фона.

Для определения величины межзвёздного поглощения в направлении на скопления были построены двухцветные диаграммы  $(U-B, B-V)$  для всех звёзд, расположенных от центров скоплений на расстояниях меньше радиуса РЗС (рис. 67). На диаграммы была нанесена начальная главная последовательность из работы Шмидта-Калера (1982), затем она была сдвинута вдоль линии нарастающего покраснения  $E(U-B)/E(B-V) = 0.72$  так, чтобы наилучшим образом совместиться со звёздами скоплений. Таким образом была получена оценка избытков цвета  $E(B-V)$  для скоплений *Koposov 12*, *Koposov 53* и *Koposov 77*:  $(0.51 \pm 0.05)^m$ ,  $(0.41 \pm 0.05)^m$  и  $(0.48 \pm 0.05)^m$  соответственно. Во всех трех случаях значения  $E(B-V)$  получились больше, чем определенные ранее только по данным каталога 2MASS (см. Таблицу 28).

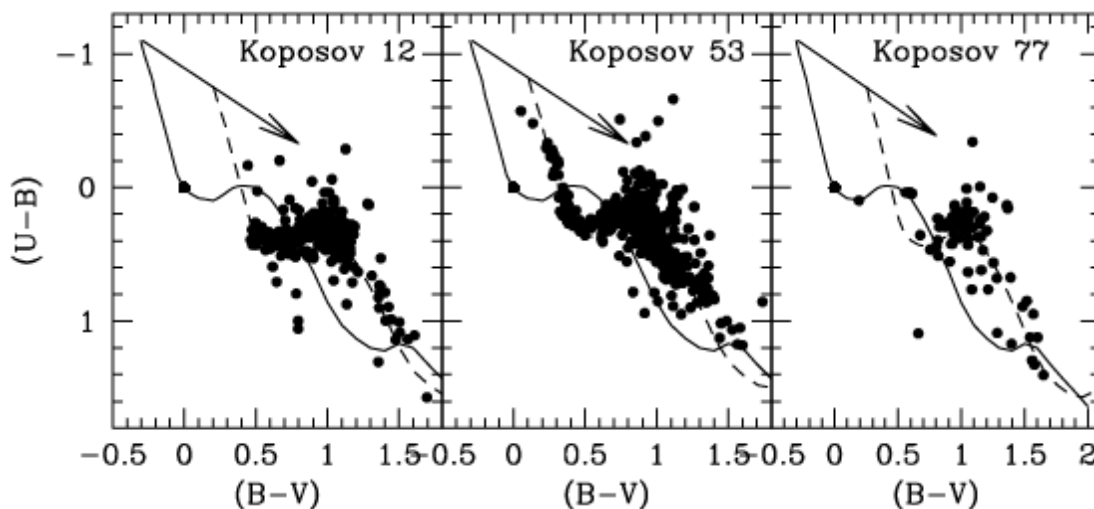


Рис. 67. Двухцветные диаграммы для звёзд внутри радиусов скоплений. Сплошная линия на каждой панели – НГП из работы Шмидта-Калера (1982), прерывистая линия – та же НГП, сдвинутая на величину межзвёздного поглощения.

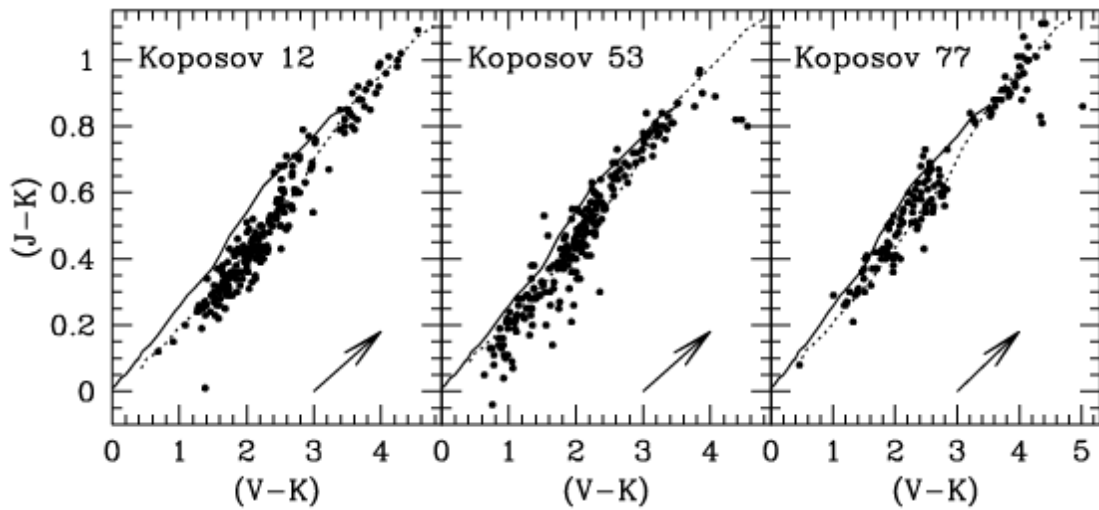


Рис. 68. Двухцветные диаграммы (J-K,V-K) для звёзд внутри радиусов скоплений. Сплошная линия – НПП из работы Колдвелла и др. (1993), прерывистая линия – та же НПП, сдвинутая на величину межзвёздного поглощения вдоль линии, указанной стрелкой.

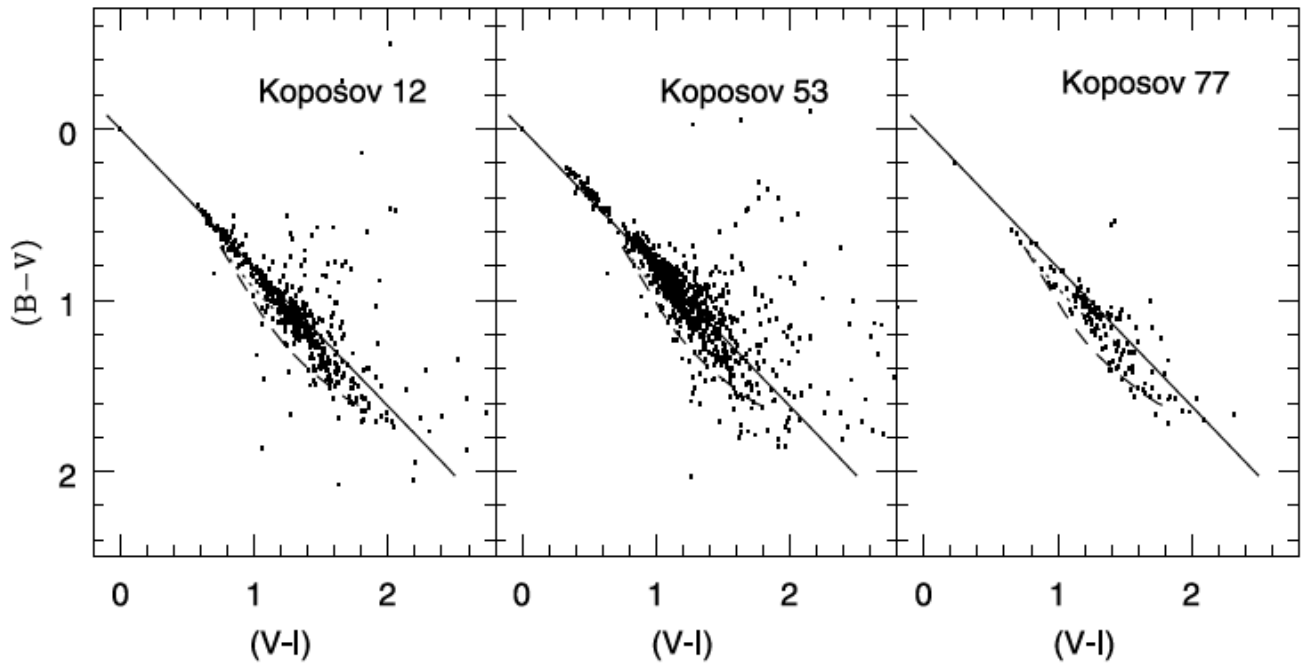


Рис. 69. Диаграммы (B-V,V-I) для исследованных скоплений. Сплошная линия показывает направление нарастающего покраснения, прерывистая линия – положение ГП, пунктирная – линия гигантов.

Оптические величины и  $JHK_S$  данные из каталога 2MASS были использованы

для нахождения избытков цвета  $E(J-K)$  и  $E(V-K)$ . Величины  $K_S$  были трансформированы в  $K$  величины согласно Перссону и др. (1998). На рис. 68 показаны двухцветные диаграммы ( $J-K$ ,  $V-K$ ) для звёзд в пределах радиусов, ограничивающих скопления. Непокрашенная НГП из работы Колдвелла и др. (1993) изображена сплошной линией. Прерывистая линия – это та же НГП, но сдвинутая на величину межзвёздного поглощения: для скопления *Koposov 12*  $E(J-K) = (0.24 \pm 0.07)^m$ ,  $E(V-K) = (1.28 \pm 0.20)^m$ , для *Koposov 53*  $E(J-K) = (0.26 \pm 0.07)^m$ ,  $E(V-K) = (1.27 \pm 0.20)^m$  и для *Koposov 77*  $E(J-K) = (0.26 \pm 0.07)^m$ ,  $E(V-K) = (1.35 \pm 0.20)^m$ . Отношение  $E(J-K)/E(V-K) = (0.19 \pm 0.15)$ ,  $(0.20 \pm 0.15)$  и  $(0.19 \pm 0.15)$  для *Koposov 12*, *Koposov 53* и *Koposov 77*, соответственно, что совпадает с величиной  $E(J-K)/E(V-K) = 0.19$  для нормального закона межзвёздного поглощения (Карделли и др., 1989).

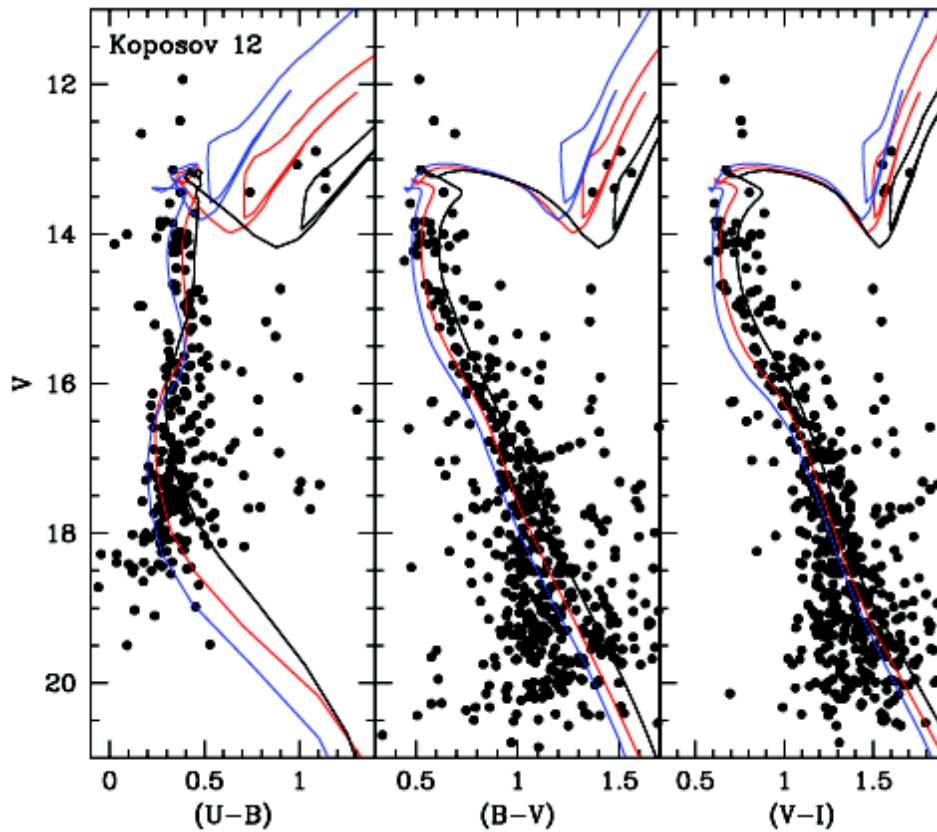


Рис. 70. Диаграммы “цвет-величина” скопления *Koposov 12*. Сплошные линии – изохроны из работы Жирарди и др. (2002) с одинаковым возрастом, но разной металличностью:  $Z=0.004$  (слева),  $0.008$  (посередине),  $0.019$  (справа).

Полученные избытки цвета  $E(B-V)$  и  $E(V-K)$  были использованы для оценки

отношения полного поглощения к селективному по формуле, предложенной Уайтетом и ван Бредой (1980):  $R = 1.1 \cdot E(V-K)/E(B-V)$ , которая не очень чувствительна к принятому закону поглощения. Значения  $R$  оказались равны  $(2.8 \pm 0.2)$  для *Koposov 12*,  $(3.4 \pm 0.2)$  для *Koposov 53* и  $(2.7 \pm 0.2)$  для *Koposov 77*, что не сильно отличается от величины 3.1 для нормального закона поглощения.

На рис. 69 изображены двухцветные диаграммы ( $B-V$ ,  $V-I$ ) для исследованных скоплений. Сплошная линия соответствует нормальному закону поглощения  $E(V-I) = 1.25 \cdot E(B-V)$ , прерывистая линия – НГП звёзд-карликов, а пунктирная – положение гигантов согласно Колдвеллу и др. (1993). Из рисунка следует, что нормальный закон поглощения можно использовать для всех исследованных скоплений, в частности, при вычислении расстояний.

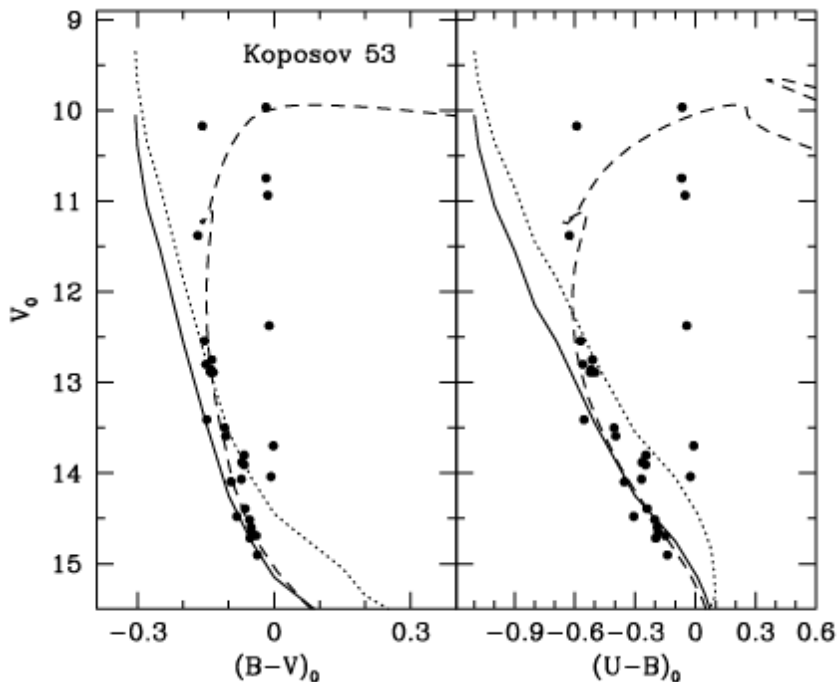


Рис. 71. Диаграммы “цвет-величина” скопления *Koposov 53*, исправленные за поглощение. Сплошная линия – НГП из работы Шмидта-Калера (1982), соответствующая  $(m-M)_0=13.6^m$ , прерывистая линия – та же НГП, но сдвинутая в сторону ярких звёзд на  $0.75^m$  и описывающая положение неразрешенных двойных. Штриховая линия – изохрона из работы Жирарди и др. (2002) для возраста  $\log(\text{age})=7.90$ .

Для определения расстояний использовались теоретические изохроны Жирарди и др. (2002) различной металличности, избытки цвета  $E(B-V)$ , найденные с помощью двухцветных диаграмм, и соотношение  $A_V = 3.1 \cdot E(B-V)$ . При совмещении изохрон с главными последовательностями скоплений рассматривались только



звёзды, расположенные от центров скоплений на расстояниях меньше, чем радиусы РЗС, найденные выше.

На рис. 70 показаны диаграммы “цвет-величина” скопления *Koposov 12* и изохроны с металличностями  $Z = 0.004$ ,  $0.008$  и  $0.019$ , совмещенные с ГП скопления. Наилучшим образом форму ГП, положение точки поворота и ветвь гигантов описывает изохрона с металличностью  $Z = 0.008$  и возрастом  $(0.6 \pm 0.2)$  млрд. лет. Видимый модуль расстояния ( $m-M$ ) равен  $(13.1 \pm 0.2)^m$ , что соответствует гелиоцентрическому расстоянию в  $(2.0 \pm 0.2)$  кпк и галактоцентрическому расстоянию в 10.5 кпк, если исходить из расстояния 8.5 кпк от Солнца до центра Галактики. Прямоугольные гелиоцентрические галактические координаты *Koposov 12* составляют  $x = 130$  пк,  $y = 2000$  пк, а высота скопления над плоскостью Галактики равна 200 пк, что хорошо согласуется с его довольно “преклонным” возрастом.

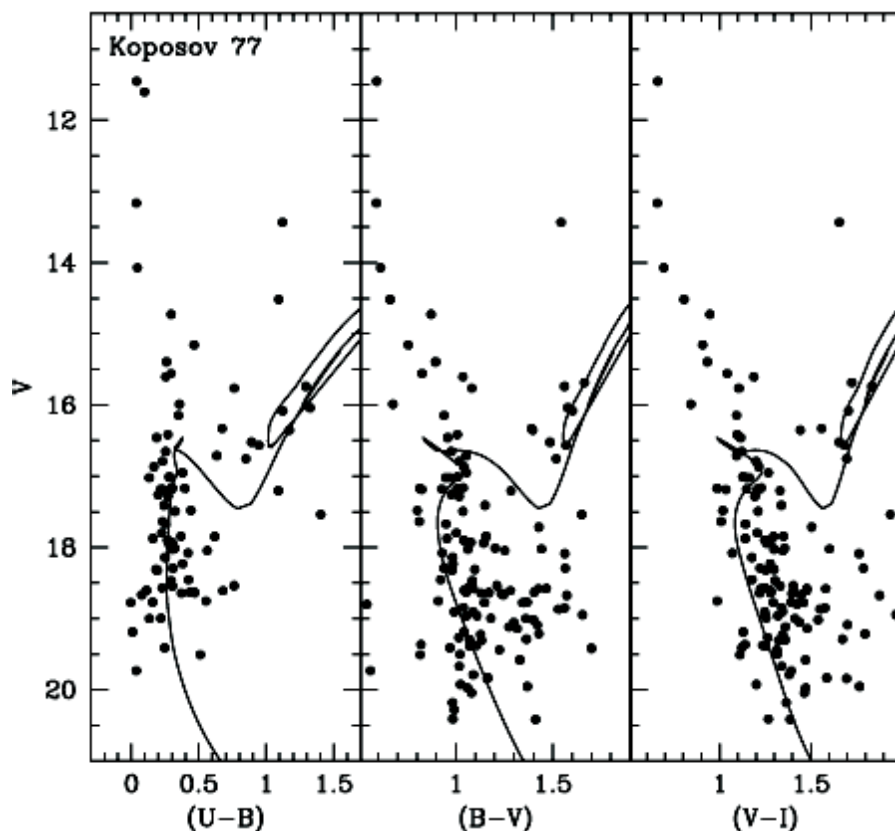


Рис. 72. Диаграммы “цвет-величина” скопления *Koposov 77*. Сплошные линии – изохроны из работы Жирарди и др. (2002) с солнечной металличностью.

Морфология диаграммы “цвет-величина” РЗС *Koposov 53* свидетельствует о том,

что это скопление довольно молодое. Чтобы определить его возраст и расстояние до него, на диаграмме  $(U-B, B-V)$  были отобраны члены скопления по фотометрическому критерию. Индивидуальные значения покраснения были вычислены с помощью параметра  $Q = (U-B) - 0.72 \cdot (B-V)$ . Этот метод эффективен для идентификации звёзд ранних спектральных классов (от  $O$  до  $A0$ ), являющихся вероятными членами скопления.

На рис. 71 показаны две диаграммы “цвет-величина” РЗС *Koposov 53*, исправленные за покраснение, для вероятных членов скопления. На каждую из них наложена эмпирическая НГП Шмидта-Калера (1982), сдвинутая на величину  $(m-M)_0 = (13.6 \pm 0.20)^m$ . Прерывистой линией отмечена та же НГП, но на  $0.75^m$  ярче, описывающая положение неразрешенных двойных звёзд. Большинство звёзд ГП на каждой диаграмме лежит вблизи этих двух линий, немногочисленные же “красные” звёзды справа от НГП – это, вероятно, звёзды фона. Таким образом, расстояние от скопления до Солнца составило  $(5.3 \pm 0.5)$  кпк, а до центра Галактики – 13.7 кпк. Прямоугольные галактические гелиоцентрические координаты скопления *Koposov 53* равны [-450 пк, 5300 пк, 300 пк], т.е. оно расположено довольно высоко над галактической плоскостью.

На диаграмме  $(U-B, B-V)$  (рис. 67) скопления *Koposov 53* самые яркие звёзды главной последовательности имеют спектральный класс  $B5$ , следовательно возраст скопления составляет примерно 100 млн. лет. Независимая оценка возраста скопления методом совмещения его диаграмм  $(V_0, (B-V)_0)$  и  $(V_0, (U-B)_0)$  с теоретическими изохронами солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002) дает значение  $\log(t) = (7.9 \pm 0.2)$ . Эти изохроны изображены штриховыми линиями на рис. 71.

*Koposov 77* – очень бедное и старое рассеянное скопление. Поэтому все физические параметры для него были определены путем совмещения теоретических изохрон подходящего возраста (Жирарди и др., 2002) с ветвью красных гигантов независимо на трех диаграммах:  $(V, U-B)$ ,  $(V, B-V)$ ,  $(V, V-I)$ . На рис. 72 сплошными линиями показаны изохроны солнечной металличности с возрастом  $(1.2 \pm 0.3)$  млрд. лет. Модуль расстояния, полученный из сдвига изохрон вдоль оси ординат, составил  $(m-M) = (15.4 \pm 0.2)^m$ , что соответствует его гелиоцентрическому расстоянию  $5.4 \pm 0.5$  кпк. Расстояние от центра Галактики до *Koposov 77* равно 13.9 кпк, т.е. это самое далекое из исследованных скоплений. Прямоугольные галактические гелиоцентрические координаты (-550 пк, 5400 пк, -390 пк) РЗС показывают также, что оно находится довольно далеко от плоскости Галактики, и этим обстоятельством объясняется столь большой возраст для такого бедного скопления.

**Таблица 31.** Параметры исследованных скоплений.

Скопление	радиус	$E(B-V)$	$r$ , кпк	$X$ , пк	$Y$ , пк	$Z$ , пк	$R_{GC}$ , кпк	$\log(t)$
Koposov 12	4.6'	$0.51^m \pm 0.05^m$	$2.0 \pm 0.2$	130	2000	200	10.5	8.8
Koposov 53	4.2'	$0.41 \pm 0.05$	$5.3 \pm 0.5$	-450	5300	300	13.7	7.9
Koposov 77	2.4'	$0.56 \pm 0.05$	$5.4 \pm 0.5$	-550	5400	-390	13.9	9.1

$r$  – гелиоцентрическое расстояние,  $(X, Y, Z)$  – прямоугольные гелиоцентрические галактические координаты,  $R_{GC}$  – расстояние от центра Галактики.

В Таблице 31 приведены параметры трёх исследованных скоплений, найденные по данным *UBVI* CCD фотометрии. Линейные радиусы скоплений для приведённых в таблице расстояний составят 2.7 пк, 6.5 пк и 3.7 пк для *Koposov 12*, *Koposov 53* и *Koposov 77*, соответственно. Они не отличаются от величин, типичных для радиусов РЗС в галактическом диске согласно Джейнсу и др. (1988). Сравнение физических параметров скоплений с определенными ранее (раздел 3.2.3) только по *JHK<sub>s</sub>* данным каталога 2MASS показало, что характеристики сравнительно близкого скопления *Koposov 12* можно оценить достаточно надежно с помощью не очень глубокой фотометрии 2MASS, так как для этого скопления наблюдается хорошее согласие параметров из Таблицы 31 с теми, которые приведены в Таблице 28. Для надежного определения параметров более далеких и бедных РЗС необходимы дополнительные данные многоцветной CCD фотометрии. Это хорошо иллюстрируют примеры скоплений *Koposov 53* и *Koposov 77*, характеристики которых были уточнены в данном исследовании.

#### 4.2.2 Скопления SAI 63 и SAI 75

Поэтому мы воспользовались возможностями российско-индийского проекта в рамках гранта РФФИ 09-02-92669-Инд\_а и получили *UBVI* ПЗС фотометрию для еще двух открытых нами рассеянных скоплений *SAI 63* и *SAI 75* на том же самом 104-см телескопе Сампурнананд и с той же матрицей, что и в случае РЗС *Koposov 12*, *Koposov 53*, *Koposov 77*. В таблице 32 приведены параметры исследованных скоплений, найденные нами по *JHK<sub>s</sub>* данным каталога 2MASS. Целью работы было не только уточнить физические параметры скоплений, но, в первую очередь, убедиться в реальности открытых нами РЗС.

Наблюдения *SAI 63* проводились 3 февраля 2011 года, а *SAI 75* – 22 января 2010 года. В качестве стандартных площадок были сняты Rubin 149 и PG0918+029

(Ландольт, 1992). Вся обработка данных была выполнена аналогично исследованию предыдущих скоплений (раздел 4.2.1). Воздушная масса во время наблюдений варьировалась от 1.0 до 1.4. Суммарные ошибки фотометрии (ошибки DAOPHOT плюс ошибки калибровки) в фильтре  $V$  составили  $0.02^m$ ,  $0.03^m$ ,  $0.04^m$  для  $V \sim 17.0^m$ ,  $19.0^m$  и  $21.0^m$ , соответственно.

**Таблица 32.** Параметры скоплений, найденные в разделе 3.2.4

Скопление	RA, J <sub>2000</sub>	Dec, J <sub>2000</sub>	l	b	d	E(B-V)	r, пк	log(t)
SAI 63	06 <sup>h</sup> 13 <sup>m</sup> 4.5 <sup>s</sup>	+06° 56' 58"	202.4°	-5.1°	4'	0.37 ± 0.13	1910 ± 80	8.65 ± 0.05
SAI 75	07 <sup>h</sup> 15 <sup>m</sup> 22.5 <sup>s</sup>	+07° 15' 20"	222.3°	1.9°	4'	0.23 ± 0.03	2800 ± 330	< 8.6

Для изучения кинематики ярких звезд в полях этих двух скоплений из каталога UCAC4 (Захариас и др., 2012) были взяты данные о собственных движениях. В области РЗС SAI 63 была найдена 41 звезда, а в поле скопления SAI 75 – 37 звезд, ошибки собственных движений которых не превышают 0.003"/год. На векторной диаграмме собственных движений большинство звезд скопления SAI 63 концентрируются к точке с координатами  $\mu_\alpha \cos\delta = -0.0021$  "/год,  $\mu_\delta = -0.0032$  "/год, а звезды скопления SAI 75 концентрируются к точке с координатами  $\mu_\alpha \cos\delta = 0.0$  "/год,  $\mu_\delta = -0.0017$  "/год. Этот факт также подтверждает присутствие реальных скоплений в исследуемых полях.

**Таблица 33.** Сравнение закона поглощения в направлении на скопление SAI 75 с нормальным законом поглощения (Карделли и др., 1989)

	E(U-B)/E(B-V)	E(V-I)/E(B-V)	E(V-J)/E(B-V)	E(V-R)/E(B-V)	E(V-K)/E(B-V)
Карделли и др.	0.72	1.60	2.22	2.55	2.74
SAI 75	0.81 ± 0.18	1.31 ± 0.19	2.13 ± 0.70	3.01 ± 0.65	3.01 ± 0.75

Анализ полученных фотометрических данных был выполнен в соответствии с алгоритмом, описанном в разделе 4.2.1. Радиус скопления SAI 63 оказался равен 3.5', скопления SAI 75 – 2.5', что соответствует линейным размерам 2.2 и 2.5 пк соответственно. С помощью двухцветных диаграмм ( $U-B$ ,  $B-V$ ) были найдены избытки цвета  $E(B-V)$  равные  $(0.44 \pm 0.05)^m$  для SAI 63 и  $(0.34 \pm 0.05)^m$  для SAI 75. Комбинация оптических величин звезд с  $JHK_s$  данными из обзора 2MASS позволила определить избытки цвета  $E(J-K) = (0.23 \pm 0.05)^m$  и  $E(V-K) = (1.30 \pm 0.07)^m$  для SAI 63 и  $E(J-K) = (0.17 \pm 0.05)^m$  и  $E(V-K) = (1.00 \pm 0.08)^m$  для SAI 75. Расстояния до скоплений получились равными  $(2.2 \pm 0.2)$  кпк и  $(3.5 \pm 0.3)$  кпк для SAI 63 и SAI 75 соответственно. Возраст в  $(450 \pm 50)$  млн. лет для скопления SAI 63

был найден из сравнения с изохронами солнечной металличности из работы Жирарди и др. (2002). Для SAI 75 оценка возраста была сделана по двухцветной диаграмме ( $U-B$ ,  $B-V$ ), исправленной за покраснение, и получилась равной  $(90 \pm 10)$  млн. лет. Соотношение избытков цвета в различных фильтрах в поле скопления SAI 75 хорошо согласуется с нормальным законом поглощения, полученным Карделли и др. (1989) (см. таблицу 33).

В таблице 34 представлены все найденные параметры скоплений.  $X$ ,  $Y$  и  $Z$  – это прямоугольные гелиоцентрические галактические координаты,  $R_{GC}$  – расстояние от галактического центра. Ось  $Y$  соединяет Солнце и центр Галактики и направлена в сторону галактического антицентра; ось  $X$  перпендикулярна оси  $Y$ , имеет положительные значения в первом и втором квадрантах (Линга, 1982).

**Таблица 34.** Фундаментальные параметры исследованных скоплений.

Скопление	$E(B-V)$	$r$ , кпк	$X$ , пк	$Y$ , пк	$Z$ , пк	$R_{GC}$ , кпк	$\log(\text{age})$
SAI 63	$0.44^m \pm 0.05^m$	$2.2 \pm 0.2$	-830	2020	-200	10.5	$8.65 \pm 0.05$
SAI 75	$0.34^m \pm 0.05^m$	$3.5 \pm 0.3$	-2350	2600	115	11.3	$7.95 \pm 0.05$

Таким образом, нами были выполнено подробное фотометрическое исследование семнадцати малоизученных рассеянных звездных скоплений, расположенных во втором и третьем квадрантах. С помощью данных многоцветной ПЗС фотометрии были определены такие параметры скоплений, как радиус, расстояние, возраст, избыток цвета в направлении на скопление. На всех диаграммах “цвет-величина” изохроны накладывались в соответствии с разработанной нами методикой. Для трех скоплений были построены распределения по массам звезд – членов РЗС, и найден разрыв функции масс – во всех трех случаях в области ГП с массами звезд примерно одна солнечная.

## **Глава 5. Исследование структуры и кинематики молодого населения галактического диска**

Полученные нами каталоги собственных движений и лучевых скоростей рассеянных скоплений были неоднократно использованы для определения кинематических характеристик дисковой подсистемы Галактики (Глушкова и др., 1998; Глушкова и др., 1999б; Расторгуев и др., 1999; Расторгуев и др., 2001; Дамбис и др., 2001). В настоящей главе мы рассмотрим некоторые из этих работ.

### ***5.1 Анализ кривой вращения Галактики и параметры солнечного апекса***

Анализ крупномасштабного поля скоростей молодых объектов галактического диска неоднократно использовался различными авторами для изучения кривой вращения Галактики и спиральных волн плотности (Каримова и Павловская, 1973; Хрон и Мэйтзен, 1985; Никифоров и Петровская, 1994; Колдвелл и Коулсон, 1987; Фич и др., 1989; Понт и др., 1994; Дамбис и др., 1995; Мишуров и др., 1997; Макмиллан, Бинни, 2010; Бобылев, Байкова, 2012; Бобылев, 2013; Рид и др., 2014 и другие). Это обусловлено тем фактом, что молодые объекты (области нейтрального и ионизированного водорода, звёзды сверхгиганты, цефеиды, молодые рассеянные скопления) имеют небольшие значения дисперсии скоростей (6 – 15 км/с) и, следовательно, небольшое отставание скорости вращения от LSR (локального стандарта покоя). На момент создания нашего каталога собственных движений РЗС, описанного в Главе 1, большинство исследований, посвященных кинематике дисковой подсистемы Галактики, базировались на данных о лучевых скоростях объектов, для которых были также известны расстояния. Лишь в нескольких работах использовались собственные движения, например, Дамбис и др. (1995) с помощью лучевых скоростей и собственных движений классических цефеид определили параметры кривой вращения и расстояние от Солнца до центра Галактики, а Фринк и др. (1996) изучили вращение Галактики по лучевым скоростям и собственным движениям цефеид и OB-звезд. Мы использовали данные о собственных движениях и лучевых скоростях молодых РЗС, классических цефеид и красных сверхгигантов, чтобы найти параметры кривой вращения и уточнить расстояние до галактического центра (Глушкова и др., 1998; Глушкова и др., 1999б).

### 5.1.1 Используемые данные

В нашей выборке было 202 молодых РЗС ( $\log(t) \leq 8.3$ ) с опубликованными данными *UBV* фотометрии (Мермийо, 1992); 128 красных сверхгигантов, для которых имелись данные узкополосной фотометрии в ближнем инфракрасном диапазоне (Уайт и Винг, 1978); 363 классических цефеиды с кривыми блеска, построенными по высокоточным данным *UBVRI* фотометрии (Бердников, 1987).

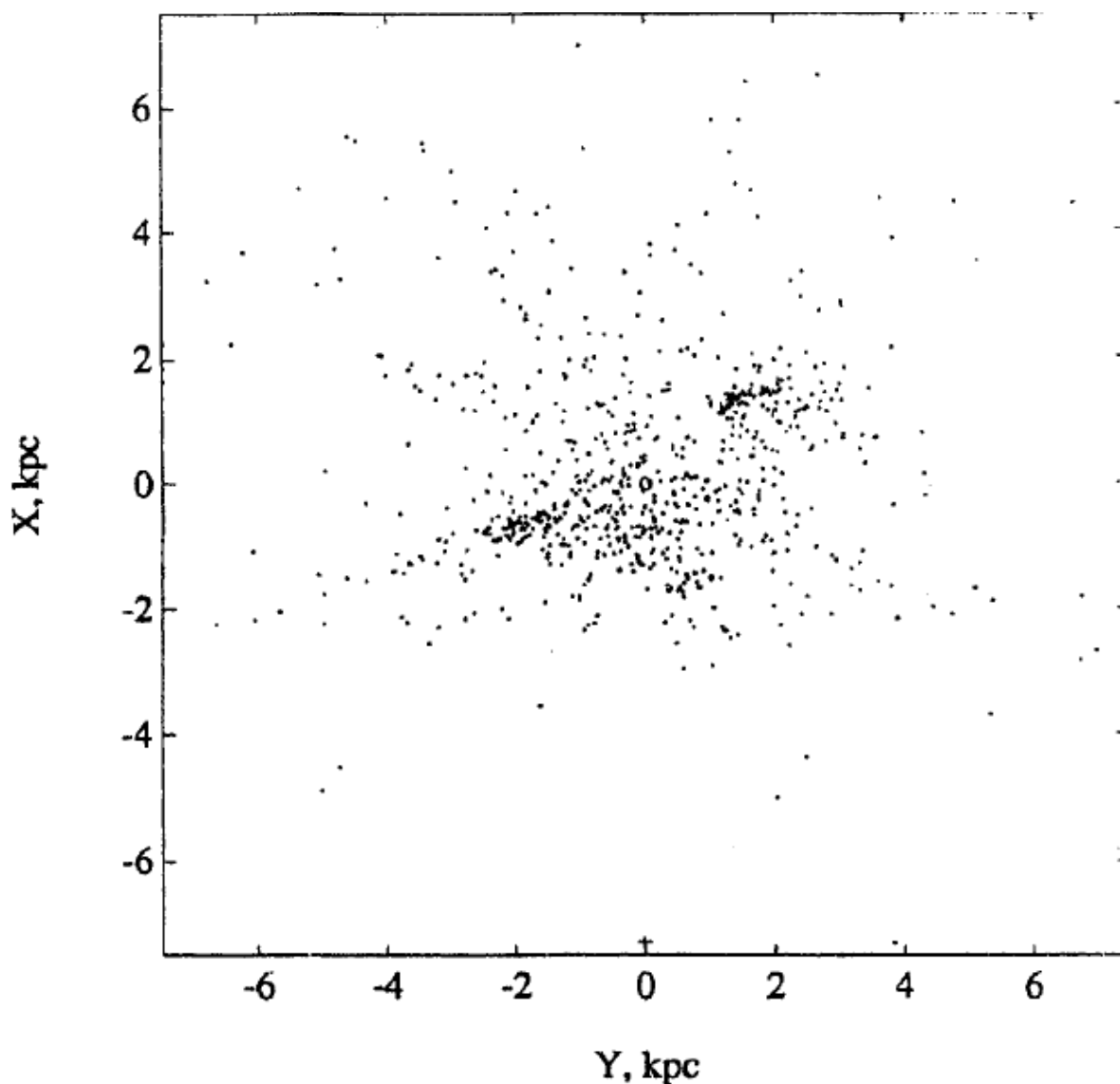


Рис. 73. Распределение цефеид, молодых РЗС и красных сверхгигантов в проекции на галактическую плоскость ( $X$ ,  $Y$ ). Солнце обозначено кружком в точке с координатами  $(0,0)$ , галактический центр – крестиком в нижней части рисунка.

### **Расстояния до объектов**

Расстояния до рассеянных скоплений были взяты из работы Дамбиса (1999). Модули расстояний определены с точностью  $0.1^m$  методом совмещения ГП скопления с НПП из работы Холопова (1980), в основу которой положено расстояние до Гиад  $(m-M)_0 = 3.30^m$  и Плеяд  $(m-M)_0 = 5.47^m$ .

Расстояния до красных сверхгигантов,  $r$ , были вычислены по следующей формуле:

$$lg(r) = 0.2 \cdot (I(104) - M(104) - A(104)) + 1,$$

где  $I(104)$  и  $M(104)$  – это видимая и абсолютная величина звезды, измеренные в пятом фильтре системы Винга ( $\lambda = 1.0395 \mu$ ),  $A(104)$  – это межзвёздное поглощение в том же фильтре (Уорнер и Винг, 1977). Абсолютные величины  $M(104)$  были определены с помощью калибровки, полученной Дамбисом (1993). Точность определения расстояний до красных сверхгигантов составила, в среднем,  $0.19^m$ , а шкала расстояний этих объектов опирается на модуль расстояния скопления  $\chi$  и  $h$  Персея  $(m-M)_0 = 11.4^m$ , что согласуется с выбранной шкалой расстояний для РЗС (Холопов, 1980).

Наша выборка цефеид была взята из каталога Бердникова (1987). Это – наиболее полный каталог цефеид, содержащий периоды пульсаций, показатели цвета, средние величины, максимумы и минимумы блеска в фильтрах  $UBVRI$ , а также координаты и расстояния до объектов. Из рассмотрения были исключены цефеиды, пульсирующие в первом оберitone, и звёзды, для которых имелись только фотографические наблюдения или недостаточное количество фотоэлектрических. Для таких объектов расстояния определяются с большой погрешностью и могут быть отягощены значительными случайными и систематическими ошибками. В каталоге Бердникова (1987) показатели цвета выводились из зависимости период-цвет, найденной Дином и др. (1978), а расстояния – из соотношения период-светимость, полученного Бердниковым и Ефремовым (1985). Согласно оценке Колдвелла и Лэнея (1991) найденные таким образом модули расстояний цефеид имеют ошибки порядка  $0.22^m$ . А зависимость период-светимость Бердникова и Ефремова (1985) основывается, в свою очередь, на модулях расстояний рассеянных скоплений, полученных с помощью совмещения их главных последовательностей с НПП Холопова (1980). Следовательно, шкала расстояний использованной выборки цефеид согласуется со шкалой расстояний рассеянных скоплений и красных сверхгигантов. Таким образом, в нашем исследовании было использовано почти 700 объектов населения I, расстояния до которых опирались на одну и ту же шкалу расстояний и имели относительные ошибки 5 – 10 %. На рис. 73 показано



распределение всех этих объектов в проекции на галактическую плоскость.

### **Лучевые скорости**

Мы проанализировали данные о лучевых скоростях звёзд в полях рассеянных скоплений, собранные в базе данных Мермийо (1992), и вывели средние  $V_r$  для 67 РЗС по звёздам – членам скоплений. Ещё для 40 РЗС лучевые скорости были взяты из работы Хрона (1987). К сожалению, для большинства молодых скоплений  $V_r$  выводятся по звёздам ранних спектральных классов (членам скоплений), скорости которых измеряются с большой погрешностью из-за того, что в их спектрах линии широкие и их мало. Поэтому характерная ошибка одного измерения  $V_r$  звёзд спектральных классов *OB* может составлять порядка 10 км/с, в то время как скорости цефеид и красных сверхгигантов были измерены с точностью 1 км/с. Учитывая, что лучевые скорости для большинства молодых скоплений были выведены по небольшому числу ярких звёзд, мы считали, что ошибка средней  $V_r$  скопления должна составлять 5 – 10 км/с. В данном случае это не является критичным, так как космическая дисперсия скоростей РЗС составляет не менее 10 км/с.

Для большей части красных сверхгигантов  $\gamma$ -скорости были выведены на основе наших измерений с помощью корреляционного спектрометра конструкции Токовина (1987), выполненных в 1987 – 1995 гг. (Расторгуев и др., 1990; Расторгуев, Глушкова, 1997). Точность одного измерения составляла около 1 км/с, а точность выведенных  $\gamma$ -скоростей – порядка 1 – 3 км/с (из-за переменности  $V_r$  большинства исследованных объектов). Кроме того, мы вычислили  $\gamma$ -скорости 40 красных сверхгигантов, критически проанализировав опубликованные лучевые скорости из библиографических каталогов Абта и Биггс (1972) и Барбье-Бросса и др. (1994), отдавая предпочтение результатам измерений, выполненных с корреляционными спектрометрами. Таким образом, в сумме мы определили  $\gamma$ -скорости для 106 звёзд – красных сверхгигантов.

В качестве основного источника данных о лучевых скоростях цефеид была использована работа Понта и др. (1994), которая содержит как оригинальные данные, так и  $V_r$  из других источников. Большинство  $\gamma$ -скоростей, опубликованных в этой работе, вычислено по нескольким значениям  $V_r$ , как правило по 5 – 6, случайным образом распределенным по фазе. Средние значения лучевых скоростей, вычисленные подобным образом, отягощены случайными и систематическими ошибками порядка 2 – 5 км/с, которые сложно учесть. Однако, учитывая тот факт, что дисперсия остаточных скоростей цефеид относительно общего закона вращения близка к 10 – 12 км/с, можно считать, что использование таких  $V_r$  не сильно исказит конечный результат. Лучевые скорости 40 слабых

цефеид были взяты из публикации Понта и др. (1997). И, наконец, мы использовали данные о лучевых скоростях 85 цефеид, измеренных Горыней и др. (1992; 1996а; 1996б) с помощью корреляционного спектрометра в 1987 – 1996 гг. Все  $\gamma$ -скорости, опубликованные Горыней и др. (в том числе автором данной диссертации), вычислены по большому числу индивидуальных измерений  $V_r$  цефеид (как правило 25 – 30), поэтому точность определения  $\gamma$ -скоростей составляет 0.3 – 0.5 км/с. В окончательный список вошли 264 цефеиды с известными  $V_r$ . Некоторые цефеиды являются подтвержденными членами РЗС. Так как лучевые скорости цефеид определяются точнее, чем скорости молодых скоплений, то в нашу выборку мы не включили  $V_r$  скоплений, которые содержали цефеиды.

### **Собственные движения**

Абсолютные собственные движения всех объектов нашей выборки были взяты из двух источников. Для ярких звёзд мы использовали каталог РРМ (Розер, Бастиан, 1991). Собственные движения более слабых звёзд были взяты из 4М-каталога (Гуляев, Нестеров, 1992), который приведен к системе РРМ (см. Главу 1). Таким образом, мы получили однородные собственные движения для 271 цефеиды (129 из РРМ, 142 из 4М-каталога) и 116 красных сверхгигантов (80 из РРМ, 36 из 4М-каталога). Абсолютные собственные движения в системе РРМ для 202 рассеянных скоплений были определены нами ранее (Глушкова и др., 1996, 1997), что подробно описано в Главе 1. Типичная ошибка абсолютных собственных движений всех объектов нашей выборки составила около 0.004 "/год. Такой точности достаточно для статистического анализа кинематики молодых объектов галактического диска.

### **5.1.2 Модель галактического вращения**

Мы оценивали параметры кривой вращения Галактики для модели чисто кругового вращения. Во многих публикациях, посвященных кинематике звёзд диска, авторы отмечают гелиоцентрический  $K$ -эффект в лучевых скоростях порядка -2 – -4 км/с. Мы анализировали нашу выборку объектов в рамках различных моделей вращения Галактики, и некоторые из них включали в себя  $K$ -член, который, по нашим оценкам, составляет  $(-3.5 \pm 0.9)$  км/с. В настоящее время этот эффект объясняется отклонениями от чисто кругового закона вращения из-за возмущений, вызываемых спиральным узором. В частности Мишуров и др. (1997) проанализировали поле скоростей подсистемы цефеид, допустив, что некруговые движения обусловлены спиральными волнами плотности. Поэтому в дальнейших вычислениях нами использовались модели без  $K$ -члена.

Для нахождения кинематических постоянных мы использовали широко

известные формулы Боттлингера (Куликовский, 1985). Лучевую скорость звезды  $V_r$  можно выразить в виде:

$$V_r + (U_0 \cdot \cos b \cdot \cos l + V_0 \cdot \cos b \cdot \sin l + W_0 \cdot \sin b) = \\ = R_0 \cdot (\omega - \omega_0) \cdot \sin l \cdot \cos b + R_0 \cdot \Delta\omega \cdot \sin l \cdot \cos b + V_r', \quad (2)$$

где  $(U_0, V_0, W_0)$  – это компоненты движения Солнца в направлении выбранного апекса в прямоугольной галактической системе координат (ось  $X$  направлена к центру Галактики, ось  $Y$  – в направлении галактического вращения, ось  $Z$  – к северному полюсу Галактики);  $R_0$  – расстояние от Солнца до центра Галактики;  $\omega$  и  $\omega_0$  – угловые скорости вращения центроидов исследуемых объектов на расстоянии  $R$  и  $R_0$ , соответственно;  $\Delta\omega = \omega(S) - \omega_0(S_0)$  – разность угловых скоростей исследуемого центроида  $S$  и местного центроида  $S_0$ , относительно которого рассматриваются компоненты движения Солнца  $(U_0, V_0, W_0)$  на расстоянии  $R_0$ ;  $V_r'$  – пекулярная скорость. Отметим, что величина  $\Delta\omega$  присутствует в уравнении только в том случае, если заранее известно движение Солнца по направлению к апексу. В нашей работе мы сами определяли направление апекса, поэтому слагаемое  $\Delta\omega$  принималось равным нулю.

Мы решали систему уравнений (2) относительно компонентов солнечного движения  $U_0$  и  $V_0$  и относительно производных угловой скорости по  $R$ . Параметр  $W_0$  был зафиксирован на значении +7 км/с (стандартный апекс), так как из-за малой величины  $\sin b$  для объектов плоской подсистемы невозможно найти  $W_0$  с помощью данных о лучевых скоростях. Однако, мы получили оценку  $W_0$  по данным о собственных движениях  $\mu_1$ . Выражение для собственного движения по галактической долготе, выглядит следующим образом:

$$4740 \cdot \mu_1 + (V_0 \cdot \cos l - U_0 \cdot \sin l)/r = (R_0/r \cdot \cos l - \cos b) \cdot (\omega - \omega_0) + \\ + R_0/r \cdot \Delta\omega \cdot \cos l - \omega_0 \cdot \cos b + 4740 \cdot \mu_1', \quad (3)$$

где  $\mu_1'$  — это пекулярная составляющая собственного движения,  $r$  – гелиоцентрическое расстояние звезды в кпк, остальные обозначения такие же, как в уравнении (2). Системы уравнений (2) и (3) решались независимо. Легко видеть, что наиболее надежные оценки  $R_0$ ,  $d\omega/dR$  и производных угловой скорости более высокого порядка можно получить из анализа лучевых скоростей, а угловую скорость вращения  $\omega_0$  — только из анализа собственных движений. Поэтому уравнения (3) решались двумя способами: 1) — мы определяли  $\omega_0$  и ее производные, 2) — находилась только  $\omega_0$ , а ее производным приписывались значения, полученные с помощью лучевых скоростей. Значения  $R_0$  и производных угловой скорости вращения, полученные по лучевым скоростям, очень

чувствительны к систематическим ошибкам шкалы расстояний исследуемых объектов. Влияние же шкалы расстояний на параметры кривой вращения, выведенные по собственным движениям, намного слабее. Следовательно, близость значений величины  $d\omega/dR$ , определенных из решения системы уравнений (2) и системы уравнений (3), служит независимой проверкой используемой шкалы расстояний.

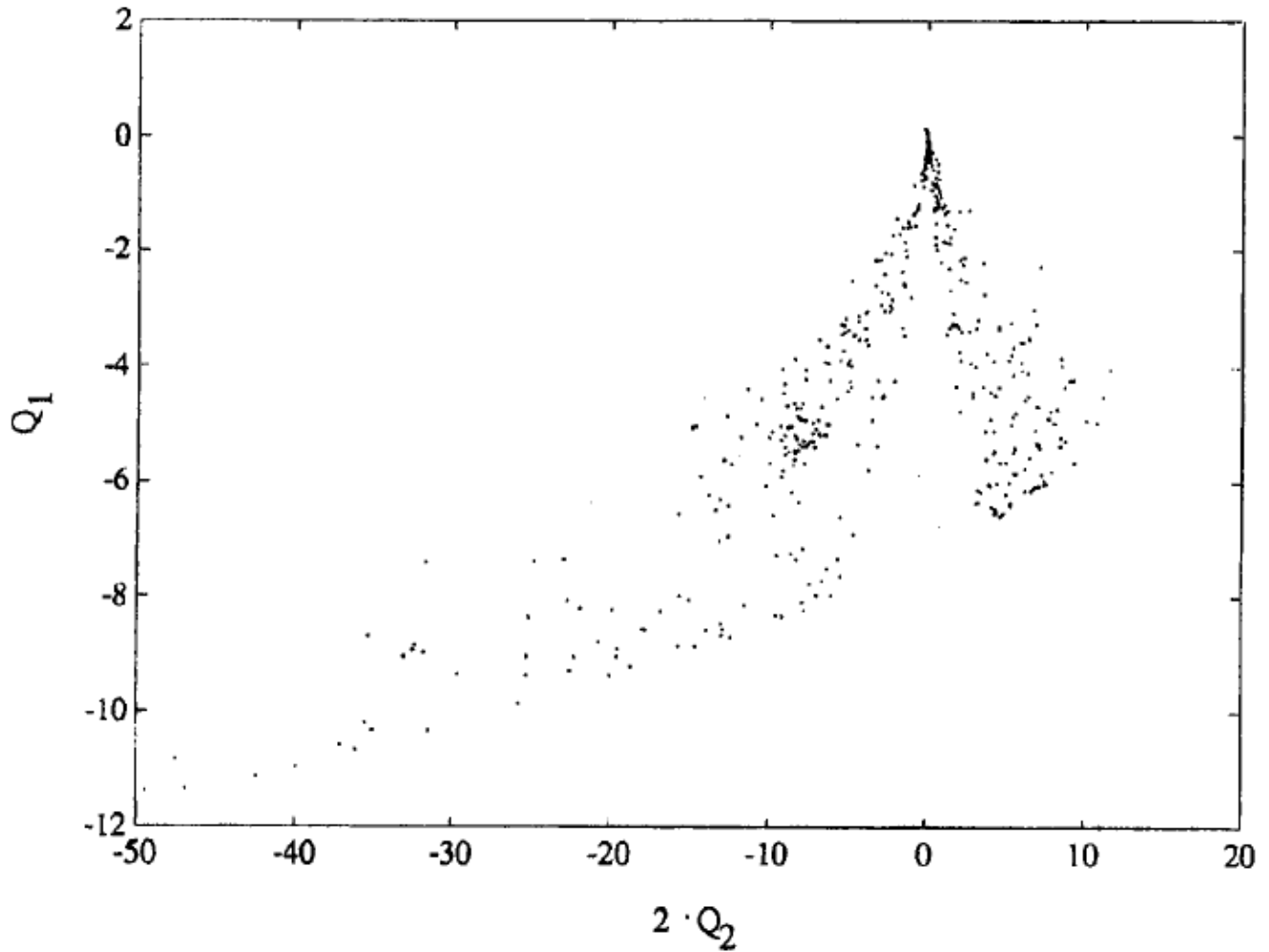


Рис. 74. Эффект “касательного круга”. Распределение всех объектов на плоскости  $(Q_1, Q_2)$ . Объекты концентрируются вблизи нулевых значений  $Q_1$  и  $Q_2$ , т.е. к “касательному кругу”.  $Q_n$  – это коэффициенты при производных угловой скорости

Если шкала расстояний не требовала введения систематических поправок, то оценка скорости вращения, полученная вторым способом решения системы (3), считалась надежной. Системы уравнений (2) и (3) решались средневзвешенным методом наименьших квадратов (или методом минимизации  $\chi^2$  (Пресс и др., 1987)). При решении системы уравнений (3) мы всегда полагали  $\Delta\omega = 0$ , несмотря

на то, что координаты апекса задавались, а не находились из решения системы. В данном случае такой подход верен, так как координаты апекса, используемые в уравнениях (3), относятся к тому же центроиду, который используется в уравнениях (2). Мы разложили угловую скорость  $\omega$  в ряд по степеням  $(R - R_0)$  вплоть до второго порядка и ограничили нашу выборку объектами с гелиоцентрическим расстоянием  $1 \text{ кпк} < r < 6 \text{ кпк}$ . Нижняя граница обусловлена тем фактом, что Солнце вместе с ближайшими объектами плоской подсистемы входит в Пояс Гулда — местный звёздный комплекс, который обладает своим собственным вращением, отличающимся от вращения Галактики. Это может заметно исказить результаты, полученные из анализа собственных движений, особенно значения постоянной Оорта  $A$  и угловой скорости  $\omega_0$ . Мы заметили этот эффект в наших расчетах: включение в рассматриваемую выборку сравнительно небольшого числа объектов с  $r < 1 \text{ кпк}$  заметно уменьшает величину  $A$  (с  $18.0 \text{ км/с/кпк}$  до  $14.4 \text{ км/с/кпк}$ ) и увеличивает значение  $\omega_0$ . Для анализа звёзд и скоплений, расположенных далее  $6 \text{ кпк}$  от Солнца, требуется учет членов более высокого порядка в разложении для круговой скорости, что неизбежно приводит к уменьшению точности определения параметров вращения. Мы также исключили из рассмотрения объекты с большими собственными движениями вдоль оси  $Z$  (оставили только те, для которых  $\mu_b$  отклоняется от среднего не более, чем на  $0.015 \text{ "/год}$ ), предполагая малую величину вертикального компонента скорости для всего населения галактического диска и считая, что большие отклонения значений  $\mu_b$  от среднего обусловлены ошибками собственного движения вдоль галактической широты.

### 5.1.3 Определение расстояния до центра Галактики

Какую бы шкалу расстояний мы не приняли для наших вычислений, ее можно использовать для нахождения  $R_0$  — параметра, который обеспечивает согласие между наблюдаемым и заложенным в модель полем скоростей. В настоящей работе мы попытались уточнить  $R_0$ , опираясь на совокупные данные о рассеянных скоплениях, красных сверхгигантах и классических цефеидах. Минимум суммы квадратов взвешенных остаточных уклонений лучевых скоростей (минимизация  $\chi^2$ ) был достигнут для значения  $R_0 = 7.4 \text{ кпк}$ . Для оценки ошибки параметра  $R_0$  было выполнено численное моделирование методом Монте-Карло. Мы фиксировали пространственное распределение объектов нашей выборки и расстояние  $R_0$  и добавляли шум, распределенный по нормальному закону с дисперсией  $12 \text{ км/с}$ , в лучевые скорости, задаваемые моделью вращения Галактики. Моделирование не обнаружило систематических уклонений от среднего значения галактоцентрического расстояния и дало оценку его дисперсии как  $0.2 \text{ кпк}$ .

Однако, дискретный характер пространственного распределения ограниченного числа объектов нашей выборки, несовершенство модели галактического вращения и другие факторы приводят к увеличению ошибки при определении  $R_0$ . Поэтому в дальнейших расчетах мы использовали значение  $R_0 = (7.4 \pm 0.3)$  кпк.

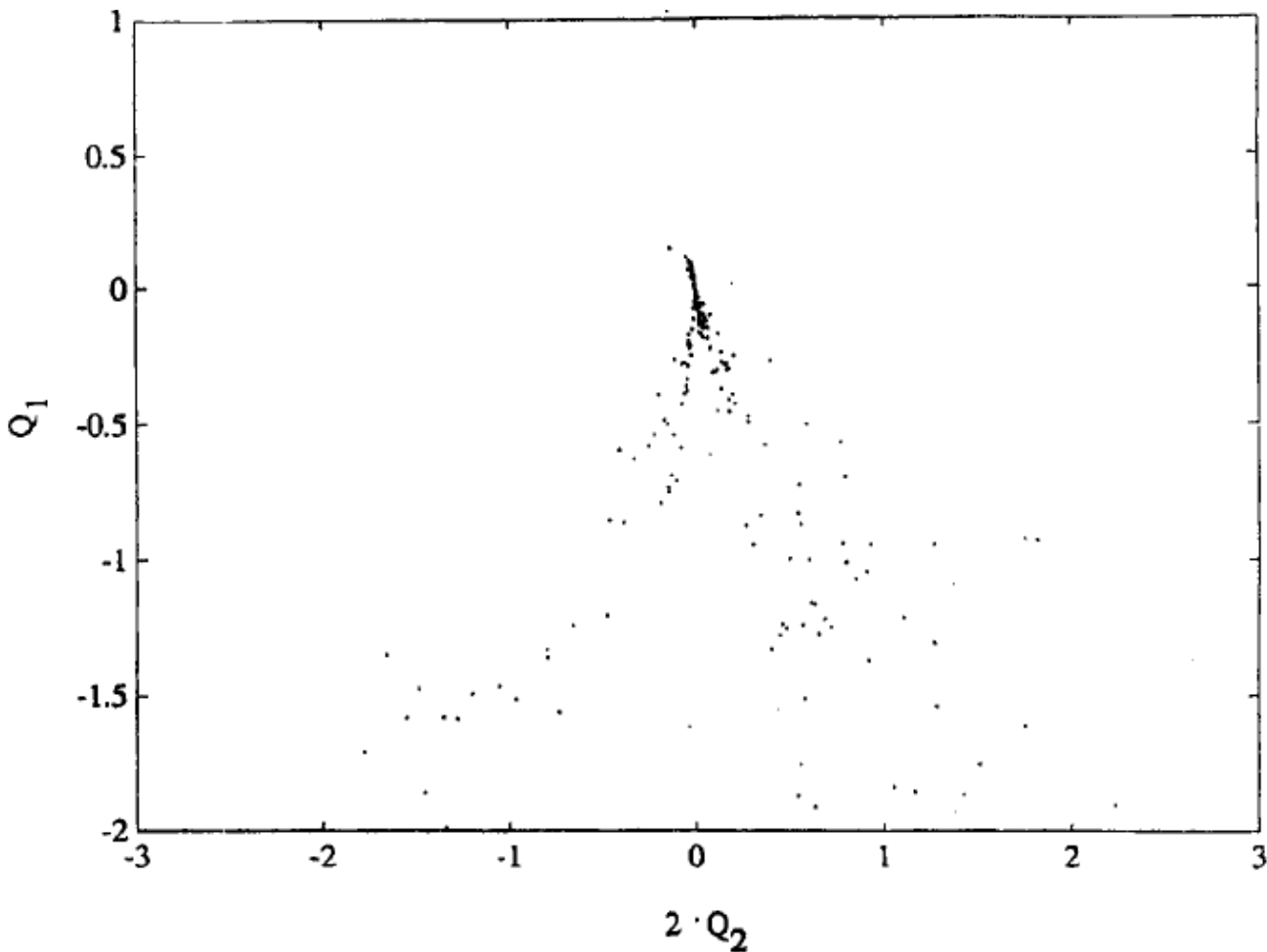


Рис. 75. Диаграмма  $(Q_1, Q_2)$  для 210 объектов “касательного круга”, использованных для нахождения угловой скорости вращения  $\omega_0$ . Здесь  $Q_n$  – коэффициенты перед производными угловой скорости вращения  $\omega_0$ .

Отметим, что это значение находится в хорошем согласии с величиной  $R_0 = (7.1 \pm 0.5)$  кпк, полученной только из анализа цефеид (Дамбис и др., 1995), что подтверждает наше исходное предположение о согласованности кинематики и шкалы расстояний подсистем РЗС, красных сверхгигантов и классических цефеид.

#### 5.1.4 Результаты анализа

Из Таблиц 35 и 36 видно, что модели галактического вращения, построенные

отдельно по лучевым скоростям и по собственным движениям, дают близкие значения для постоянной Оорта  $A$ , согласующиеся в пределах ошибок определения этой величины. Такое согласие является еще одним независимым подтверждением взаимосогласованности шкал расстояний РЗС, красных сверхгигантов и классических цефеид, несмотря на их различное пространственное распределение по отношению к спиральному узору.

**Таблица 35.** Параметры, полученные из анализа лучевых скоростей.

$U_0$ , км/с	$V_0$ , км/с	$A$ , км/с/кпк	$d^2\omega/dr^2$ , км/с/кпк <sup>3</sup>	RMS, км/с
$10.0 \pm 1.0$	$14.1 \pm 0.9$	$18.7 \pm 0.4$	$0.96 \pm 0.10$	11.4

Так как из анализа лучевых скоростей постоянная Оорта  $A$  определяется точнее, то ее мы и приняли в качестве окончательного значения:  $A = (18.7 \pm 0.4)$  км/с/кпк. Более низкое значение для этой величины, полученное Фистом и Уайтелок (1997) по данным каталога HIPPARCOS о собственных движениях цефеид, объясняется тем фактом, что авторы не исключали из рассмотрения цефеиды, расположенные ближе 1 кпк от Солнца. Большинство этих звёзд принадлежат Местному звёздному комплексу со своей собственной кинематикой, которая отличается от галактического закона вращения.

**Таблица 36.** Параметры, полученные из анализа собственных движений.

$W_0$ , км/с	$\omega_1$ , км/с/кпк	$\omega_2$ , км/с/кпк	$A$ , км/с/кпк	$d^2\omega/dr^2$ , км/с/кпк <sup>3</sup>	RMS, "/год
$8.2 \pm 1.0$	$31.2 \pm 1.3$	$27.5 \pm 2.0$	$18.0 \pm 2.2$	$2.4 \pm 0.4$	0.0061

В Таблице 36 приводятся кинематические параметры, полученные только по собственным движениям объектов полной выборки. Величины  $\omega_1$  и  $\omega_2$  — это угловая скорость вращения, определенная двумя способами, описанными выше. Различие между двумя значениями можно объяснить большими случайными ошибками в собственных движениях, не позволяющими точно оценить производные угловой скорости, и неизбежными систематическими ошибками, которые трудно учесть. В частности, Мельник и др. (2001) отметили большое значение систематических ошибок, когда они изучали остаточные скорости ОВ-ассоциаций по данным о собственных движениях звёзд из каталога PPM (Розер, Бастиан, 1991).

Отметим увеличение скорости вращения  $\omega_0$ , полученной нами, по сравнению со значением  $(26 \pm 2)$  км/с/кпк, найденным Дамбисом и др. (1995) только по данным для цефеид. Это может быть обусловлено различием в выборке звёзд. Рассеянные скопления в основном содержат слабые звёзды, которые не попали в каталог PPM

(Розер, Бастиан, 1991). А собственные движения почти половины цефеид, которые в среднем ярче, чем члены РЗС, были взяты из PPM. Фист и Уайтелок (1997) по данным каталога HIPPARCOS о собственных движениях цефеид нашли  $\omega_0 = (27.2 \pm 0.8)$  км/с/кпк, что хорошо согласуется с нашим результатом.

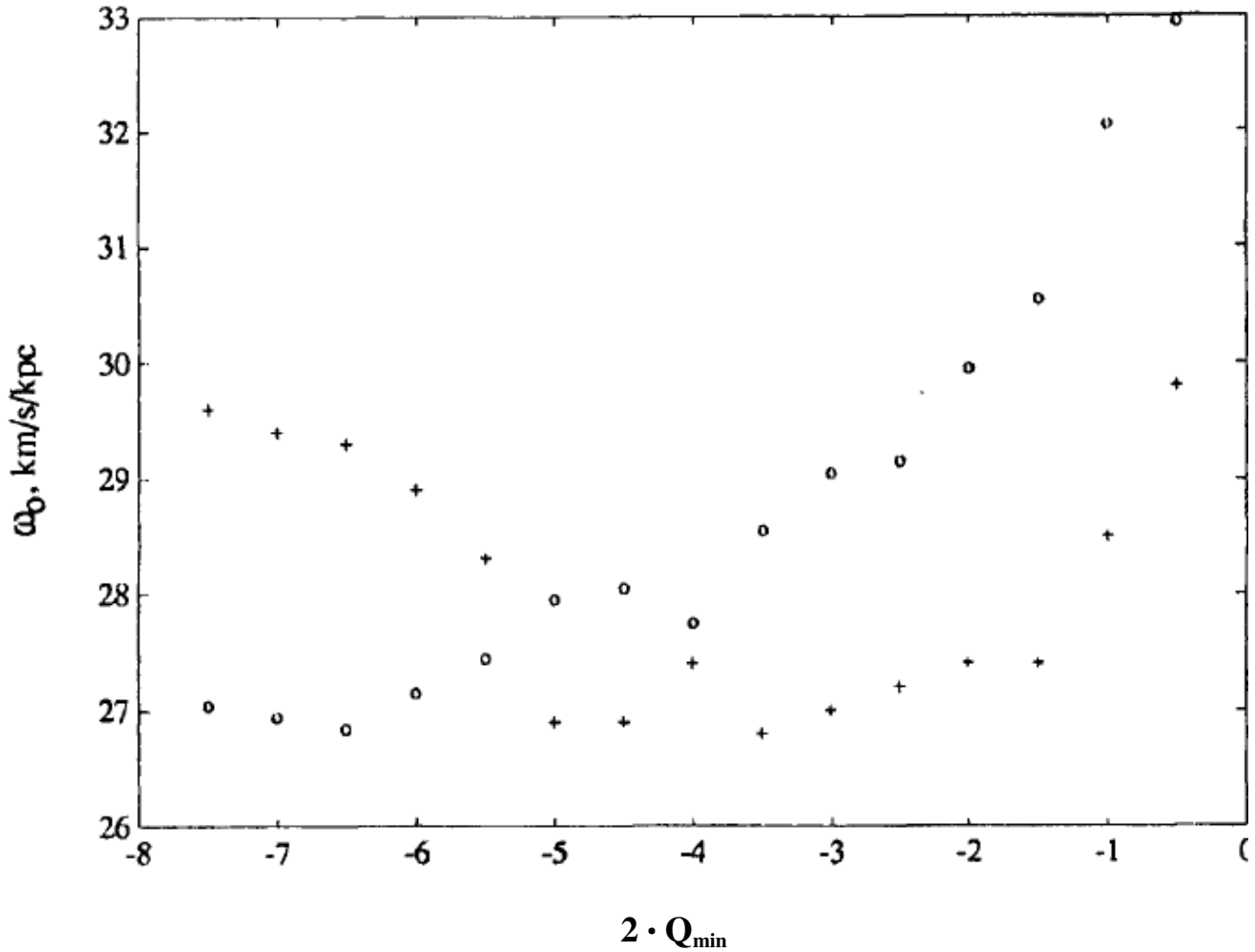


Рис. 76. Изменение угловых скоростей  $\omega_1$  (крестики) и  $\omega_2$  (кружки) в зависимости от  $Q_{\min}$  – минимального значения коэффициента  $Q_1$ , стоящего перед  $\omega_0'$ . Поведение  $\omega_1$  и  $\omega_2$  вблизи  $Q_{\min} = 0$  объясняется резким уменьшением числа объектов в выборке. Поведение  $\omega_2$  в интервале  $-2.5 < Q_{\min} < -0.5$  связано с невозможностью надежно оценить значения производных угловой скорости с помощью объектов, расположенных вблизи “касательного круга”.

Ранее нами было показано (Глушкова и др., 1997), что пространственное распределение молодых объектов влияет на систематические различия в угловых скоростях. Дело в том, что значительная доля (до 25 — 30 %) таких объектов располагается вблизи так называемого «касательного круга» (окружности, лежащей в плоскости Галактики и опирающейся на отрезок, соединяющий Солнце и центр Галактики, как на диаметр). Речь идет о молодых объектах,



концентрирующихся к отрезкам спиральных рукавов Стрельца-Киля и Лебедя-Ориона, находящихся вблизи «касательного круга».

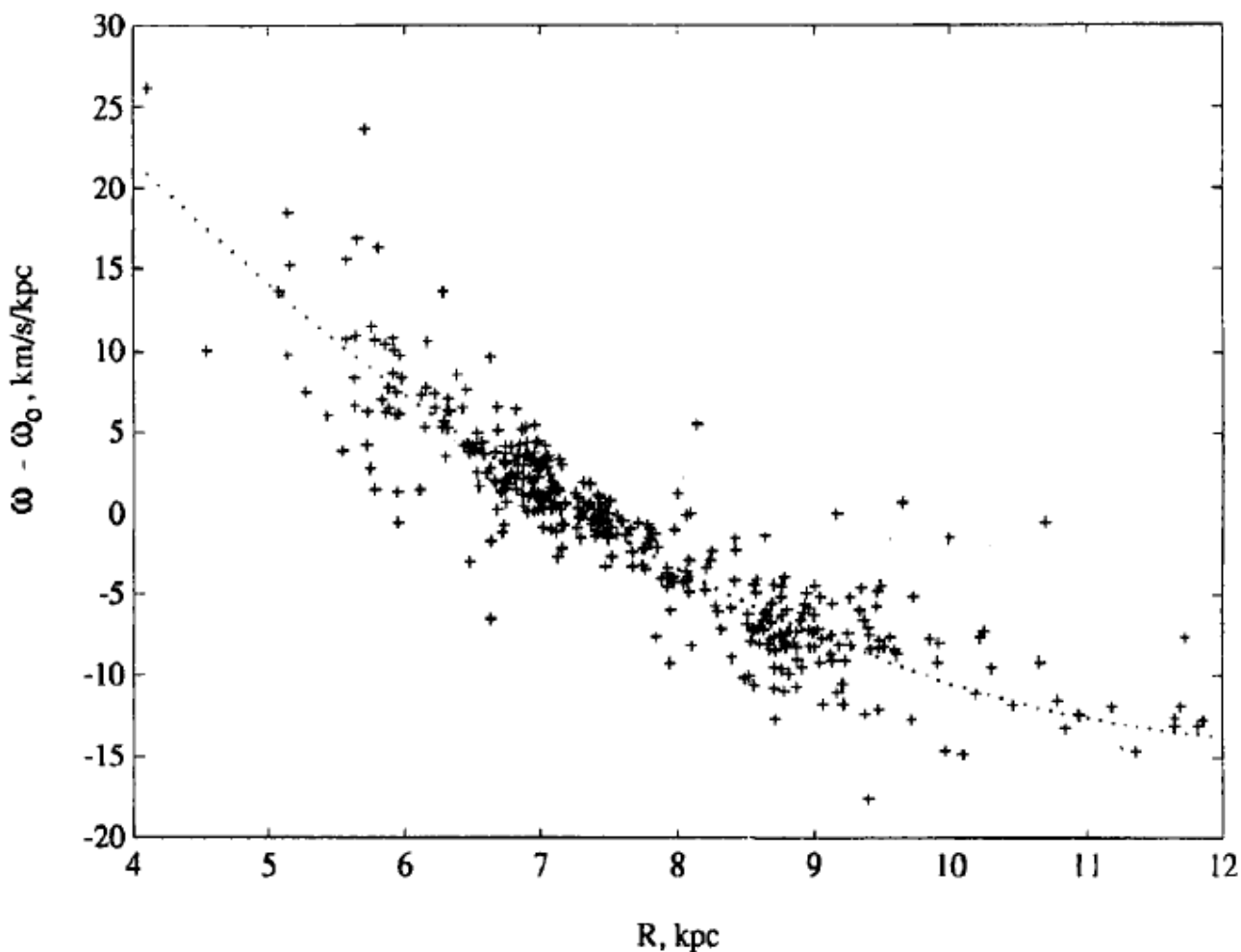


Рис. 77. Функция Камма для полной выборки объектов. Крестиками изображены отдельные объекты, а пунктирной линией – аппроксимация полиномом. Мы исключили объекты в направлении центра и антицентра Галактики – этим объясняется большое рассеяние точек вдоль кривой вращения ( $\omega - \omega_0$ ).

Легко видеть, что столбцы матрицы условных уравнений МНК (т. е. коэффициенты  $Q_n$  при производных угловой скорости) для объектов, лежащих вблизи «касательного круга», близки к нулю. Выражения для коэффициентов имеют вид:

$$Q_n \cdot n! = (R_0/r \cdot \cos l - \cos b) \cdot (R - R_0)^n,$$

где  $n$  – порядок производной,  $R_0$  — расстояние Солнца от центра Галактики,  $r$  и  $R$  — расстояния от объекта до Солнца и оси вращения Галактики соответственно.

Следовательно данная группировка объектов не позволяет найти сколь бы то ни было надежные значения производных  $\omega_0$ , что может привести к систематическим смещениям оценок отыскиваемых параметров кривой вращения по полной выборке объектов. И, напротив, наиболее надежную оценку угловой скорости  $\omega_0$  могут дать объекты, располагающиеся в этой области Галактики, поскольку их собственные движения нечувствительны к градиенту угловой скорости.

На рис. 74 и 75 показано распределение полной выборки исследуемых объектов на диаграмме ( $Q_1, Q_2$ ). Легко видеть, что большое число звезд и скоплений сконцентрированы в узкой области вблизи нулевых значений величин  $Q_1$  и  $Q_2$ . Рис. 76 изображает, как вычисленные угловые скорости  $\omega_1$  и  $\omega_2$  зависят от величины  $Q_{\min}$  — минимального значения  $Q_1$ . Хорошо заметно, что на интервале значений  $Q_{\min}$  от -2.5 до -0.5 скорость  $\omega_1$  более стабильна, чем  $\omega_2$ . Сравнение этого рисунка с результатами Таблицы 36 позволяет сделать вывод, что если мы переходим от рассмотрения полной выборки объектов к объектам «касательного круга» (вплоть до  $Q_{\min} = -0.5$ ), то величина  $\omega_1$  систематически уменьшается, а  $\omega_2$  — систематически увеличивается. Поведение же обеих оценок величины угловой скорости вблизи нулевого значения  $Q_{\min}$  объясняется резким уменьшением числа объектов выборки.

В качестве окончательного значения угловой скорости вращения мы приняли величину  $\omega_0 = (27.5 \pm 2)$  км/с/кпк, которая совпадает в пределах ошибок со значениями  $\omega_1$  и  $\omega_2$  на интервале  $Q_{\min}$  от -2.5 до -1.5 (здесь влияние производных угловой скорости на собственные движения мало, а размер выборки еще достаточно велик). Если считать расстояние  $R_0 = 7.4$  кпк, то линейная скорость вращения на расстоянии Солнца составит  $V_{\odot} = (204 \pm 15)$  км/с. В работах разных авторов эта величина варьируется от 184 км/с до 272 км/с (Диасон и др., 2011), а рекомендованная МАС скорость составляет 220 км/с. Наше значение было подтверждено в работе Хонма и Софа (1996), которые нашли  $V_{\odot} = 200$  км/с, а также расчетами, выполненными Лэйденом и др. (1996), Дамбисом и Расторгуевым (1999), которые исследовали вращение подсистемы звезд типа RR Lyrae методом статистических параллаксов и получили  $V_{RRLyR} = -200$  км/с.

Наша работа была выполнена в системе PPM, а более современная (Заболотских и др., 2002), в которой авторы проанализировали пространственные скорости голубых сверхгигантов, долгопериодических цефеид и молодых РЗС, а также поле лучевых скоростей областей HI и HII, — в системе HIPPARCOS. Заболотских и др. (2002) нашли два решения, первое из которых (для короткой шкалы расстояний  $R_0 = 7.5$  кпк) хорошо согласуется с нашим:  $\omega_0 = (27.5 \pm 1.4)$  км/с/кпк,  $A = (17.1 \pm 0.5)$  км/с/кпк, следовательно  $V_{\odot} = 206$  км/с.

На рис. 77 изображена вычисленная и полученная из наблюдений функция

Камма  $f(R, R_0)/R_0 = (\omega(R) - \omega_0(R_0))$ . Крестиками обозначены величины, полученные по данным для цефеид полной выборки. Большие отклонения некоторых звёзд на рисунке от средней кривой не обязательно означают большое отклонение от кривой вращения, они могут объясняться малой величиной  $\sin l$ .

## **5.2 Статистические параллаксы и кинематические параметры классических цефеид и молодых рассеянных скоплений**

На следующем этапе работы по изучению кинематики объектов диска мы использовали абсолютные собственные движения рассеянных скоплений, приведенные в систему каталога HIPPARCOS (см. раздел 1.1.6 главы 1), для определения статистических параллаксов 117 РЗС с возрастом менее 100 млн. лет. Выборка молодых скоплений рассматривалась совместно с выборкой 270 классических цефеид.

Как было отмечено в Главе 2, проблема построения взаимно согласованной шкалы расстояний для различных объектов диска и гало, является одной из важнейших в современной астрономии. Первичными индикаторами расстояний среди молодого населения диска служат рассеянные скопления и цефеиды, а среди старого населения гало — переменные звёзды типа RR Лиры.

В основе шкалы расстояний переменных звёзд типа RR Лиры лежат их статистические параллаксы (Павловская, 1953; ван Херк, 1965). По наиболее надежным оценкам (на момент выполнения нашего исследования), сделанным методом статистических параллаксов (Хаули и др., 1986; Лейден и др., 1996; Хек, Фернли и др., 1998; Фернли и др., 1998) с привлечением собственных движений из HIPPARCOS и из других каталогов, средняя абсолютная величина звёзд типа RR Лиры, отнесенная к металличности  $[Fe/H] = -1.5$ , лежала в пределах  $\langle M_v \rangle_{RR} = 0.73^m - 0.78^m$ , что хорошо согласовалось с зависимостью светимость-металличность, выведенной методом Бааде-Весселинка (Карни и др., 1992; Каччари и др., 1992). Из всех RR-Лирид самый надежный тригонометрический параллакс в каталоге HIPPARCOS имеет сама звезда RR Лиры, ее абсолютная величина  $\langle M_v \rangle_{RR} = (0.78 \pm 0.29)^m$  при металличности  $[Fe/H] = -1.39$  (Фернли и др., 1998). Следует отметить, что из-за большой дисперсии скоростей звёзд типа RR Лиры неплохие оценки их статистических параллаксов ранее производились даже по не очень точным собственным движениям.

Шкала расстояний классических цефеид, как уже отмечалось (см. Главу 2) опирается на зависимость период-светимость, которая калибруется по молодым рассеянным скоплениям, содержащим цефеиды. Описанная выше шкала расстояний RR Лирид и задаваемая выражением (1) раздела 2.1 шкала цефеид, находятся в

хорошем взаимном согласии и дают для модуля расстояния БМО значение  $(m-M)_0 = 18.25^m \pm 0.12^m$ , что соответствует короткой шкале расстояний.

Фист и др. (1998) привели кинематические аргументы в пользу увеличения светимости цефеид и удлинения их шкалы расстояний, опираясь на тот факт, что постоянная Оорта А для выборки цефеид, вычисленная по лучевым скоростям, значимым образом превышает ее величину, рассчитанную по собственным движениям из каталога HIPPARCOS. Требование равенства этих значений для оптимальной шкалы расстояний есть один из вариантов метода статистических параллаксов. Однако тщательный анализ исходных данных показал, что подавляющее большинство параллаксов цефеид, измеренных HIPPARCOS и использованных авторами, определены со значительными ошибками, что заставляет с большим сомнением относиться к этому результату. Дополнительную неопределенность вносит и неучет в проекте HIPPARCOS влияния двойственности довольно большого числа цефеид (Шабadoш, 1997), доля которых даже по самой скромной оценке превышает 20% (Расторгуев и др., 1997).

Нерешенность проблемы расстояний цефеид заставляет искать новые подходы, не опирающиеся на тригонометрические параллаксы, в том числе привлекать метод статистических параллаксов. Раньше применение этого метода ограничивалось классами быстро движущихся звёзд, что было связано с малой точностью собственных движений и наличием в них больших систематических ошибок. Действительно, только для объектов с большой дисперсией пространственных скоростей и быстрым движением относительно Солнца (например, RR-Лирид и других звёзд гало) обремененные ошибками собственные движения все же отражают их кинематические характеристики и информацию о светимости. Остаточные же скорости цефеид малы (10 — 12 км/с), поэтому применение метода статистических параллаксов требует высокоточных собственных движений.

После появления массовых высокоточных каталогов собственных движений HIPPARCOS и Tycho (1997) впервые появилась возможность применения метода статистических параллаксов для уточнения светимостей объектов галактического диска, имеющих малые дисперсии пространственных скоростей и движущихся с малой скоростью относительно Солнца. Так, в каталоге HIPPARCOS приведены абсолютные собственные движения 246 цефеид с известными фотометрическими расстояниями. Их индивидуальные ошибки по каждой из координат заключены в пределах от 0.0005"/год до 0.006"/год с медианным значением около 0.0012"/год, причем для 83% звёзд ошибки не превышают 0.002"/год, а для 96% - 0.003"/год. Опираясь на приведенное значение медианной ошибки, легко оценить, что на расстоянии 1 кпк она соответствует ошибке линейной скорости около 5 км/с, что

существенно меньше ожидаемой дисперсии остаточных тангенциальных скоростей. Применение метода статистических параллаксов открывает возможность не только уточнить светимости, но и одновременно найти согласованное решение для всех кинематических характеристик выборки, включая кривую вращения, а также форму и размеры эллипсоида остаточных скоростей.

Мы применили метод статистических параллаксов для уточнения шкал расстояний и кинематических параметров выборки классических цефеид и близкой к ней выборки молодых рассеянных скоплений с учетом их дифференциального кругового вращения.

### **5.2.1 Метод анализа**

Метод статистических параллаксов опирается на простую идею согласованности тангенциальных и лучевых скоростей совокупности объектов, расстояния до которых вычисляются по известному модулю расстояния (т.е. на основании определенной гипотезы относительно их светимости). Так как тангенциальная скорость вычисляется по собственному движению и расстоянию, то она непосредственно зависит от принятого расстояния до объектов, принадлежащих некоторой однородной совокупности, т.е. от их светимости. Оптимальная шкала расстояний должна уравнивать лучевые и тангенциальные скорости для объектов выборки и обеспечивать трехосное эллипсоидальное распределение остаточных скоростей.

Основные идеи метода статистических параллаксов наиболее строго и последовательно, но в самом общем виде, изложены Марреем (1986). Выведем основные соотношения, пригодные для реализации в виде вычислительного алгоритма. Прежде всего, мы будем считать, что остаточные пространственные скорости исследуемых объектов распределены по эллипсоидальному (шварцшильдскому) закону. Величины осей эллипсоида скоростей в пределах всей исследуемой области будем считать постоянными, а главные оси – ориентированными вдоль основных направлений в галактической прямоугольной системе координат, связанной с исследуемым центроидом (рис. 78).

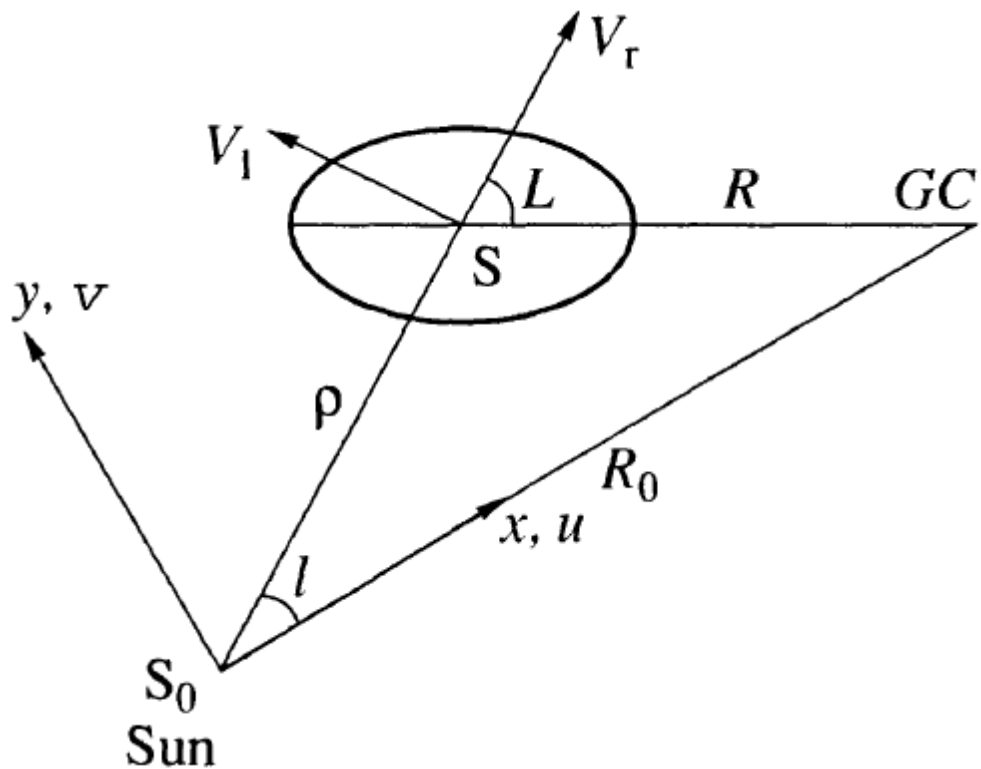


Рис. 78. Схема расположения исследуемого центроида  $S$ , местного центроида  $S_0$  и эллипсоида скоростей в проекции на галактическую плоскость.  $GC$  – центр Галактики,  $R_0$  – расстояние Солнца от центра Галактики;  $\rho$  – расстояние объекта от оси вращения Галактики. Угол  $L$  задает ориентацию эллипсоида скоростей относительно луча зрения,  $l$  – галактическая долгота.

Исходя из того, что выборка объектов занимает широкую солнечную окрестность (до 6 кпк от Солнца), будем учитывать не только дифференциальное вращение подсистемы, но и изменение ориентации эллипсоида скоростей относительно луча зрения в пределах этой области. Наблюдаемая пространственная скорость каждого объекта включает следующие компоненты: а) движение локального центроида выборки относительно Солнца; б) чистое дифференциальное вращение центроидов (радиальные движения центроидов мы не учитывали, поскольку отделить реальное расширение или сжатие выборки от эффектов, вызванных возмущениями со стороны спиральных ветвей, невозможно); в) дисперсию скоростей объектов относительно своего центроида; г) ошибки лучевой скорости и собственного движения. Нашей задачей является вывод функции распределения наблюдаемых скоростей и определение ее параметров.

Главная задача, решаемая методом статистических параллаксов, – уточнение предварительно принятой шкалы расстояний исследуемых объектов. Впредь условимся обозначать вычисленные (для цефеид – с использованием зависимости

период-светимость) гелиоцентрические расстояния объектов как  $r_e$  (от expected – ожидаемые), а истинные, или уточненные – как  $r_0$ .

### 5.2.2 Учет движения Солнца и дифференциального вращения выборки.

На рис. 78 схематически показан треугольник “Солнце – центр Галактики – исследуемый центроид  $S$ ” и связанный с центроидом эллипсоид скоростей. Пусть его малая ось параллельна оси вращения Галактики, а большая ось указывает на ее центр. Здесь  $\rho = r_0 \cdot \cos b$  – спроектированное на плоскость Галактики истинное расстояние до центроида  $S$ ,  $V_t$  и  $V_l$  – соответственно лучевая скорость и тангенциальная скорость по галактической долготе (вектор тангенциальной скорости по галактической широте не показан);  $R_0$  – расстояние от Солнца до центра Галактики. Будем выражать собственные движения в "/год, линейные скорости в км/с, расстояния в кпк, а угловые скорости – в км/с/кпк. Для удобства введем коэффициент  $k = 4740 \text{ км/с/кпк}(\text{"/год})^{-1}$  перевода расстояний и собственных движений в линейные скорости, входящий в формулу  $V_t = k \cdot \mu \cdot r_e$ , где  $V_t$  – тангенциальный компонент скорости. Обозначим местный (околосолнечный) центроид объектов как  $S_0$ . Пусть при этом скорость местной выборки относительно Солнца равна

$$\mathbf{V}_0 = \begin{pmatrix} u_0 \\ v_0 \\ w_0 \end{pmatrix}, \quad (4)$$

где компоненты скорости заданы в галактической системе координат (ось  $x$  направлена в центр Галактики, ось  $y$  – в направлении галактического вращения,  $z$  – к северному полюсу Галактики). Истинное галактоцентрическое расстояние объекта  $R$  вычисляется по истинному гелиоцентрическому расстоянию  $r_0$  и его галактическим координатам по формуле

$$R^2 = R_0^2 + r_0^2 \cdot \cos^2 b - 2 \cdot r_0 \cdot R_0 \cdot \cos b \cdot \cos l.$$

Вспомогательный угол  $L$ , показанный на рис. 75 и определяющий ориентацию эллипсоида скоростей в области центроида  $S$  относительно луча зрения, вычисляется по формуле

$$\log L = \frac{R_0 \sin l}{R_0 \cos l - r_0 \cos b}.$$

Проще всего рассматривать распределение относительных скоростей

объектов в *локальной системе координат*, привязанной к направлению на объект и галактическим координатам  $(l, b)$ ; в этой системе координат компоненты скорости нам либо известны из измерений (лучевая скорость), либо могут быть легко вычислены по расстоянию и компонентам собственного движения. Поскольку тангенциальные скорости вычисляются через ожидаемое расстояние  $r_e$ , вектор скорости в этой системе отсчета можно записать в виде

$$\mathbf{V}_{\text{loc,e}} = \begin{pmatrix} V_r \\ V_l \\ V_b \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} V_r \\ kr_e \mu_l \\ kr_e \mu_b \end{pmatrix}. \quad (5)$$

Истинный вклад дифференциального вращения Галактики описывается формулами Боттлингера (Куликовский, 1985), которые могут быть переписаны с использованием истинного расстояния  $r_0$  в векторном виде

$$\mathbf{V}_{\text{rot,0}} = \begin{pmatrix} R_0(\omega - \omega_0) \sin l \cos b \\ (R_0 \cos l - r_0 \cos b)(\omega - \omega_0) - r_0 \omega_0 \cos b \\ -R_0(\omega - \omega_0) \sin l \sin b \end{pmatrix}, \quad (6)$$

где  $\omega(R)$  и  $\omega_0 = \omega(R_0)$  – угловая скорость исследуемого центроида на расстоянии  $R$  и на расстоянии Солнца соответственно. Для решения можно разложить разность угловых скоростей в ряд Тейлора, ограничиваясь вторым порядком. Такое разложение дает хорошие результаты даже для расстояния 5 – 6 кпк от Солнца:

$$(\omega - \omega_0) \approx \omega_0'(R - R_0) + 0.5 \cdot \omega_0''(R - R_0)^2 + \dots \quad (7)$$

Наконец, введем главную неизвестную – коэффициент шкалы расстояний, связывающий истинные расстояния с вычисленными (или ожидаемыми) по формуле

$$p = r_e / r_0, \quad (8)$$

а также матрицу шкалы расстояний



$$P = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & p & 0 \\ 0 & 0 & p \end{pmatrix},$$

которая переводит компоненты истинной скорости в локальной системе координат в вычисленные (или ожидаемые) по формуле

$$V_{\text{loc},e} = P \times V_{\text{loc},0}.$$

Первый диагональный элемент матрицы  $P$  равен 1, т.к. лучевая скорость от расстояния не зависит.

### 5.2.3 Преобразование координат, скоростей и тензора ковариации

Связь дисперсий скоростей в локальной системе координат с осями эллипсоида скоростей  $S$  определяется ориентацией ортов локальной системы координат, образующих правую тройку векторов, относительно главных осей эллипсоида скоростей, т.е. парой углов  $(b, L)$ .

Пусть  $e_S$  – единичный вектор-столбец в системе координат, связанной с главными осями эллипсоида  $S$ , а  $e_{\text{loc}}$  – тот же единичный вектор в локальной системе координат. Компоненты этих векторов связаны между собой преобразованием поворота от главных осей эллипсоида к локальным осям  $e_{\text{loc}} = G_S \times e_S$ , осуществляемым с помощью матрицы:

$$G_S = \begin{pmatrix} \cos b \cos L & \cos b \sin L & \sin b \\ -\sin L & \cos L & 0 \\ -\sin b \cos L & -\sin b \sin L & \cos b \end{pmatrix}. \quad (9)$$

Пусть форма и размеры эллипсоида скоростей задаются тензором дисперсий с постоянными коэффициентами, имеющим в главных осях диагональный вид:

$$L_{S,0} = \begin{pmatrix} \sigma_u^2 & 0 & 0 \\ 0 & \sigma_v^2 & 0 \\ 0 & 0 & \sigma_w^2 \end{pmatrix}.$$

Тогда истинный тензор ковариации в локальной системе координат

$$L_{loc,0} = G_S \times L_{S,0} \times G_S^T,$$

где  $G_S^T$  – транспонированная матрица. После приведения к используемой шкале расстояний тензор ковариации примет вид

$$L_{loc,e} = P \times G_S \times L_{S,0} \times G_S^T \times P^T.$$

Наличие ошибок наблюдательных данных приводит к тому, что распределение наблюдаемых скоростей в локальных координатах описывается модифицированным тензором ковариации

$$L_{obs} = L_{loc,e} + L_{err}, \tag{10}$$

где тензор ошибок можно записать в виде

$$L_{err} = \begin{pmatrix} \sigma_{vr}^2 & 0 & 0 \\ 0 & k^2 r_e^2 \sigma_{\mu l}^2 & 0 \\ 0 & 0 & k^2 r_e^2 \sigma_{\mu b}^2 \end{pmatrix},$$

а  $(\sigma_{vr}, \sigma_{\mu l}, \sigma_{\mu b})$  – среднеквадратичные ошибки лучевой скорости и собственных движений. При этом, ставя задачу отыскать общую поправку к используемой шкале расстояний, мы пренебрегаем малыми случайными ошибками расстояния.

Запишем вклад движения местной выборки относительно Солнца в наблюдаемую скорость. С учетом (4) будем иметь

$$\mathbf{V}_{s0} = G_0 \times \mathbf{V}_0,$$

где по аналогии с (9) роль угла  $L$  играет галактическая долгота  $l$ . Матрица поворота для местного центроида равна

$$G_0 = \begin{pmatrix} \cos b \cos l & \cos b \sin l & \sin b \\ -\sin l & \cos l & 0 \\ -\sin b \cos l & -\sin b \sin l & \cos b \end{pmatrix}.$$

#### 5.2.4 Распределение остаточных скоростей и функция правдоподобия

С учетом всего сказанного выше остаточная скорость объекта  $\Delta \mathbf{V}$  относительно центроида  $S$ , расположенного в области  $(r, l, b)$ , за вычетом всех систематических движений (т.е. движения Солнца относительно местной выборки и дифференциального вращения) в локальной системе координат будет определяться следующим соотношением:

$$\Delta \mathbf{V} = \mathbf{V}_{\text{loc,e}} - P \times G_0 \times \mathbf{V}_0 - P \times \mathbf{V}_{\text{rot},0}, \quad (11)$$

где наблюдаемая скорость  $\mathbf{V}_{\text{loc,e}}$  выражается формулой (5). Различие шкал расстояний учитывается умножением компонентов скорости (4) и (6), записанных с использованием истинных расстояний, на матрицу шкалы  $P$ , следовательно в формуле (11) все скорости уже приведены к принятой шкале расстояний.

Функция распределения остаточных скоростей может быть записана в общем виде (Маррей, 1986):

$$\begin{aligned} & f(\Delta \mathbf{V}) \\ &= (2\pi)^{-3/2} |L_{\text{obs}}|^{-1/2} \exp \left\{ -\frac{1}{2} \Delta \mathbf{V}^T \times L_{\text{obs}}^{-1} \times \Delta \mathbf{V} \right\}, \end{aligned} \quad (12)$$

где  $|L_{\text{obs}}|$  и  $L_{\text{obs}}^{-1}$  – соответственно определитель и обратная матрица наблюдаемого тензора ковариации  $L_{\text{obs}}$  (10).

Задачу об определении неизвестных параметров распределения будем решать методом максимального правдоподобия, минимизируя функцию:

$$\begin{aligned}
-LF &= -\ln F(\Delta \mathbf{V}_1, \dots, \Delta \mathbf{V}_N) \\
&= -\ln \left[ \prod_{i=1}^N f(\Delta \mathbf{V}_i) \right] = -\sum_{i=1}^N \ln f(\Delta \mathbf{V}_i),
\end{aligned}$$

которую также можно переписать в виде, удобном для вычислений

$$\begin{aligned}
LF &= \frac{3}{2} N \ln 2\pi \\
&+ \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N [\ln |L_{\text{obs}}(i)| + (\Delta \mathbf{V}_i^T \times L_{\text{obs}}^{-1}(i) \times \Delta \mathbf{V}_i)],
\end{aligned} \tag{13}$$

где индекс  $i$  относится к текущему объекту выборки,  $N$  – число объектов.

## 5.2.5 Наблюдательный материал и вычисления

### *Классические цефеиды*

Расстояния классических цефеид, вычисленные по зависимости период-светимость (3), были взяты из каталога Бердникова и др. (1998), содержащего параметры многоцветных кривых блеска, периоды и гелиоцентрические расстояния 449 классических цефеид. Лучевые скорости  $V_r$  и их ошибки взяты из компилятивной сводки Дамбиса и др. (1995) и обновлены с учетом данных из работ Горыни и др. (1996а, 1998), полученных с участием автора диссертации, Понта и др. (1997) и Метцгера и др. (1998); компоненты собственных движений  $\mu_l$  и  $\mu_b$  с их ошибками рассчитаны по данным каталога HIPPARCOS. Собственные движения 19 цефеид взяты из каталога TRC. Он включает собственные движения около 990 тыс. звёзд из вспомогательного каталога TYCHO, вычисленные по разности координат между каталогом TYCHO и редуцированным Астрографическим каталогом “Карты неба” (Куимов и др., 1998) и приведенные в систему HIPPARCOS.

Для цефеид каталога HIPPARCOS мы опирались в расчетах на индивидуальные ошибки собственных движений, а для немногочисленных звёзд, взятых из каталога TRC, мы использовали среднеквадратические ошибки ( $\sigma_\mu = \sigma_{\mu_l} = \sigma_{\mu_b}$ ), вычисленные методом максимального правдоподобия (13) по той же самой выборке цефеид с собственными движениями из каталога TRC (их было 203). Они

оказались равными 0.0036 "/год в хорошем согласии с приведенной в описании каталога средней медианной ошибкой. (Отметим, что аналогичная процедура в применении к собственным движениям HIPPARCOS дала величину средней ошибки 0.0022"/год.) Кроме того, для увеличения полноты выборки мы дополнительно привлекли менее точные собственные движения, взятые из 4М каталога (Гуляев, Нестеров, 1992). Оценки их точности привели Глушкова и др. (1996) (см. Раздел 1.1.2 Главы 1).

Итак, исходная выборка включала 270 классических цефеид с гелиоцентрическими расстояниями, не превышающими 6 кпк, для которых одновременно имеются лучевые скорости и собственные движения. Источники собственных движений распределены среди них так: HIPPARCOS – 230, TRC – 19, 4М каталог – 21. Раздельные вычисления проводились для двух групп цефеид: короткопериодической с  $P_{pls} < 9^d$  и долгопериодической с  $P_{pls} > 9^d$ . Они различаются средним возрастом, значениями кинематических параметров (Дамбис и др., 1995) и, возможно, механизмом пульсаций (Фадеев, 1994). Результаты вычислений представлены в таблице 37.

Мы не ставили задачу одновременного уточнения шкалы расстояний и определения расстояния до центра Галактики, так как эти параметры сильно коррелируют. Уточняя шкалу расстояний, мы приняли  $R_0 = 7.5$  кпк (см. раздел 5.1.4). Дополнительный анализ показал (см. таблицу 37), что увеличение  $R_0$  до 8 кпк практически не оказывает влияния на значения кинематических параметров полной выборки (за исключением постоянной Оорта  $A$  и второй производной от угловой скорости) и коэффициента шкалы расстояния  $p$ .

**Таблица 37.** Кинематические параметры и поправки шкалы расстояний цефеид.

N	$R_0$ , кпк	$P_{pls}$ , сут	$\Delta\tau$ , кпк	$u_0$ , км/с	$v_0$ , км/с	$w_0$ , км/с	$\sigma_u$ , км/с	$\sigma_v$ , км/с	$\sigma_w$ , км/с	$\omega_0$ , км/с/кпк	$\omega_0'$ , км/с/кпк <sup>2</sup>	$\omega_0''$ , км/с/кпк <sup>3</sup>	$p$
Цефеиды с собственными движениями из HIPPARCOS и TRC													
249	8.0	Все	0 – 6	-8.95	-12.10	-7.67	15.25	10.28	8.55	28.46	-4.15	0.92	0.879
249	7.5	Все	0 – 6	-8.90	-11.73	-7.51	15.24	10.26	8.36	28.73	-4.54	1.05	0.899
Ошибки:				±1.58	±1.28	±1.23	±1.24	±0.91	±1.24	±1.16	±0.27	±0.18	±0.057
168	8.0	< 9	0 – 6	-9.97	-12.07	-8.68	14.62	10.33	8.29	30.02	-4.13	0.89	0.822
168	7.5	< 9	0 – 6	-9.87	-11.70	-8.51	14.55	10.37	8.13	30.29	-4.50	1.00	0.839
Ошибки:				±1.82	±1.48	±1.44	±1.39	±1.05	±1.49	±1.50	±0.36	±0.23	±0.064
81	8.0	> 9	0 – 6	-7.41	-13.28	-5.79	15.70	10.64	9.53	26.62	-4.36	1.13	0.997
81	7.5	> 9	0 – 6	-7.42	-12.83	-5.67	15.75	10.54	9.30	26.85	-4.76	1.29	1.018

Ошибки:				±3.26	±2.71	±2.66	±2.42	±1.90	±2.99	±2.10	±0.50	±0.41	±0.115
213	7.5	Все	0 – 3	-8.89	-11.16	-7.59	15.13	9.59	8.38	28.65	-4.45	0.79	0.895
149	7.5	< 9	0 – 3	-10.20	-11.54	-8.70	14.74	9.40	8.31	29.49	-4.25	0.83	0.821
64	7.5	> 9	0 – 3	-6.30	-11.63	-5.46	15.28	11.11	8.48	28.03	-5.13	0.93	1.099
187	7.5	Все	1 – 6	-9.29	-12.97	-8.33	14.77	10.64	11.88	28.52	-4.67	1.18	0.917
115	7.5	< 9	1 – 6	-9.77	-12.59	-9.13	14.97	10.75	12.31	30.21	-4.67	1.13	0.872
72	7.5	> 9	1 – 6	-9.00	-14.15	-7.17	13.77	10.50	11.18	26.52	-4.75	1.34	0.990
Цефеиды с собственными движениями из HIPPARCOS, TRC и 4M каталога													
270	7.5	Все	0 – 6	-8.87	-11.52	-7.42	15.27	10.14	8.27	29.08	-4.58	1.00	0.914
180	7.5	< 9	0 – 6	-9.45	-11.26	-8.50	14.73	10.29	8.16	30.66	-4.48	0.88	0.840
90	7.5	> 9	0 – 6	-8.11	-13.33	-5.62	15.34	10.45	8.97	26.93	-4.89	1.41	1.061

### **Молодые рассеянные скопления**

Использованная выборка включает 117 рассеянных скоплений с возрастaми менее 100 млн. лет и гелиоцентрическими расстояниями менее 5 кпк, определенными Дамбисом (1999) с использованием НГП Холопова (1980) и учетом эволюционных отклонений. Исходные абсолютные собственные движения этих скоплений в системе 4M каталога найдены нами ранее (Глушкова и др., 1996, 1997; см. Раздел 1.1 Главы 1). Лучевые скорости 40 скоплений взяты из списка Хрона (1987), а скорости остальных скоплений частично выведены нами путем критического анализа индивидуальных данных из базы данных Мермийо (1992) по звёздам – членам рассеянных скоплений, а частично определены по нашим собственным измерениям (Глушкова, Расторгуев, 1991a; см. Раздел 1.2 Главы 1).

Абсолютные собственные движения рассеянных скоплений были редуцированы в систему HIPPARCOS путем вычисления зональных поправок к средним собственным движениям скоплений, найденных Глушковой и др. (1996, 1997) по 4M каталогу. Мы рассмотрели два варианта редукции.

1) По звездам HIPPARCOS. Поскольку среди членов скоплений очень мало звезд каталога HIPPARCOS, мы вычисляли зональные поправки по всем общим звездам каталога HIPPARCOS и 4M каталога в поле  $2^\circ \times 2^\circ$ , окружающем каждое скопление (в некоторых случаях поле увеличивалось до  $3^\circ \times 3^\circ$ ). Для них вычислялись индивидуальные разности собственных движений  $\Delta\mu_\alpha = \mu_\alpha(\text{HIPPARCOS}) - \mu_\alpha(4M)$  и  $\Delta\mu_\delta = \mu_\delta(\text{HIPPARCOS}) - \mu_\delta(4M)$ , после чего в качестве поправок к исходным собственным движениям скоплений использовались

медианные средние  $\Delta\mu_\alpha$  и  $\Delta\mu_\delta$ . Число звёзд составило в среднем 10 – 20 для каждого скопления.

2) По звездам, включенным в предварительную версию каталога TRC. Она содержит более 1 млн. звёзд, собственные движения которых вычислялись по той же методике, что и в окончательной версии TRC, и также были редуцированы в систему HIPPARCOS. Основное отличие использованной версии каталога (назовем его TYCHO) от TRC заключается в другом способе редукции Астрографического каталога “Карты неба”. Вычисление поправок производилось в полях  $2^\circ \times 2^\circ$  уже описанным методом. Число звёзд, по которым вычислялись поправки, в среднем составило 100 – 150 для каждого скопления. Распределение индивидуальных поправок неплохо описывается нормальным законом со средней дисперсией порядка 0.0035 – 0.0045 "/год. Данные о рассеянных скоплениях приведены в таблице 38.

**Таблица 38.** Данные о рассеянных скоплениях.

Скопление	l	b	r, кпк	$V_r$ , км/с	$\sigma_v$ , км/с	HIPPARCOS		TYCHO	
						$\mu_\alpha$ , 0.001"/год	$\mu_\delta$ , 0.001"/год	$\mu_\alpha$ , 0.001"/год	$\mu_\delta$ , 0.001"/год
Basel 3	111.4	-0.2	2.53	-81.0	2.0	3.2	-1.3	0.5	-1.3
Be 86	76.7	1.3	0.78	-19.3	7.8	-7.1	-11.3	-10.5	-12.1
Bochum 2	212.1	-1.3	6.42	66.3	4.4	8.8	-0.2	5.5	2.0
Cr 121	235.4	10.4	0.63	35.0	1.0	-5.7	3.1	-2.7	1.1
Cr 135	248.8	11.2	0.27	33.7	8.0	-9.4	7.5	-11.1	1.2
Cr 140	245.2	-7.9	0.34	10.5	0.7	-11.0	2.8	-8.0	4.7
Cr 197	261.7	8.9	1.06	33.1	3.2	-22.3	24.1	-21.3	24.8
Cr 223	286.2	-1.9	2.13	2.0	1.0	-13.3	-2.0	-9.1	2.4
Cr 228	287.5	-1.0	2.29	-12.0	6.0	-11.9	1.5	-6.3	1.5
Cr 394	14.7	-9.0	0.60	6.0	0.3	-0.3	-5.9	-3.4	-5.8
Carina	287.5	-0.6	2.58	-20.0	5.0	-14.0	2.3	-9.2	1.8
Do 25	211.9	-1.3	2.99	70.9	30.0	3.1	0.0	7.8	1.3
Haffner 19	243.0	0.5	4.09	68.0	6.0	5.6	-21.9	5.0	-24.0
Hogg 16	307.5	1.3	1.90	-35.8	0.4	-6.0	-2.2	-3.9	-5.5
IC 1805	137.4	1.0	1.93	-26.5	23.0	0.2	-0.3	-0.3	2.0
IC 1848	137.2	0.1	1.89	-22.0	13.0	4.0	-3.0	2.9	-3.5
IC 2395	266.6	-3.8	0.66	0.5	2.0	-4.0	3.2	-1.2	3.2

IC 2581	284.6	0.0	2.16	-6.0	7.0	-12.9	-4.2	-11.7	-3.3
IC 2944	294.6	-1.4	2.07	-0.9	6.0	-2.8	-4.4	-4.8	-1.4
IC 4665	30.6	17.1	0.33	-13.0	3.0	0.8	-4.5	4.8	-2.0
IC 4725	13.6	-4.5	0.53	3.0	0.3	-1.9	-5.7	0.9	-4.1
IC 4996	75.4	1.3	1.35	-22.0	29.0	3.2	-9.1	2.9	-8.5
Lynga 6	330.4	0.3	2.04	-59.4	0.6	3.6	1.0	1.8	0.4
Mark 18	269.2	-1.8	1.52	8.5	2.0	-3.0	0.6	-4.2	-0.2
Mark 38	12.0	-0.9	1.71	-18.0	0.4	-2.1	-6.4	-2.2	-4.8
Mark 6	134.7	0.0	0.67	-8.0	15.0	-7.4	2.8	-8.6	4.1
NGC 103	119.8	-1.4	2.75	-11.0	30.0	1.8	-2.4	-0.4	-2.3
NGC 129	120.3	-2.6	1.56	-36.8	0.3	3.7	-1.1	0.5	-3.7
NGC 1502	143.6	7.6	0.71	-18.0	13.0	2.0	1.3	1.0	0.8
NGC 1647	180.4	-16.8	0.41	-2.0	4.4	-3.4	2.4	-1.1	1.8
NGC 1778	168.9	-2.0	1.52	10.0	2.0	-0.5	0.6	2.2	5.7
NGC 1893	173.6	-1.7	2.63	-4.7	4.4	-2.1	-6.4	-0.1	-3.4
NGC 1960	174.5	1.0	1.09	-4.0	13.0	17.5	-7.8	14.7	-2.7
NGC 2129	186.6	2.2	0.76	-6.3	1.4	8.0	-2.8	6.2	-1.9
NGC 2168	186.6	0.1	1.65	17.7	0.2	-4.4	-4.3	-3.0	-1.7
NGC 2169	195.6	-2.9	0.99	16.6	6.0	-3.9	-4.9	-2.7	-5.8
NGC 2175	190.2	0.4	1.79	22.0	7.7	-1.6	-7.0	1.2	-4.6
NGC 2232	214.4	-7.7	0.38	20.0	10.0	-5.7	-1.4	-3.5	1.5
NGC 2244	206.4	-2.0	1.43	36.6	5.5	-0.3	-0.5	-1.3	0.7
NGC 2264	202.9	2.2	0.72	25.5	5.5	-9.6	0.0	-8.6	2.8
NGC 2323	221.7	-1.2	0.91	9.5	4.0	1.6	0.6	3.2	1.6
NGC 2362	238.2	-5.5	1.27	42.2	0.2	-1.9	-3.0	-1.5	-3.0
NGC 2367	235.6	-3.9	1.99	40.6	2.8	-7.2	-1.4	-8.8	0.4
NGC 2384	235.4	-2.4	3.16	50.6	7.0	-13.6	5.8	-7.0	9.2
NGC 2414	231.4	2.0	3.16	64.5	1.0	0.6	-3.6	5.0	-1.6
NGC 2422	231.0	3.1	0.42	36.0	4.0	-7.5	3.3	-5.6	4.4
NGC 2439	246.4	-4.4	3.80	68.0	0.8	-0.5	1.0	-0.5	1.9
NGC 2467	243.1	0.4	4.57	65.7	11.0	4.2	-9.0	4.0	-11.0
NGC 2516	273.9	-15.9	0.37	22.0	3.6	-2.9	2.4	-3.6	6.3



NGC 2546	254.9	-2.0	0.51	15.0	3.0	-9.8	10.7	-1.8	11.0
NGC 2547	264.6	-8.6	0.38	14.5	3.0	-11.1	2.5	-8.8	3.7
NGC 3114	283.3	-3.8	0.95	1.0	2.0	-9.9	3.5	-8.8	5.1
NGC 3293	285.9	0.1	2.15	-13.0	8.0	-12.6	-2.4	-10.6	-2.4
NGC 3572	290.7	0.2	2.39	-4.1	1.7	-0.5	2.7	1.5	2.6
NGC 3590	291.2	-0.2	2.18	-1.0	30.0	-8.2	3.0	-7.2	2.6
NGC 3766	294.1	0.0	1.69	-19.0	7.0	-3.0	-1.3	-3.6	2.2
NGC 436	126.1	-3.9	2.59	-74.4	0.3	1.9	-6.1	-0.4	-6.7
NGC 4463	300.7	-2.0	1.01	-14.6	4.0	-11.0	-2.1	-7.3	-0.8
NGC 457	126.6	-4.4	2.42	-34.0	9.0	8.3	9.9	8.0	8.1
NGC 4755	303.2	2.5	1.89	-20.2	6.5	-7.1	-3.6	-5.6	-2.6
NGC 5606	314.9	1.0	1.80	-37.1	3.0	-0.7	0.4	-3.3	4.8
NGC 5662	316.9	3.5	0.72	-23.2	1.0	-5.6	-7.9	-3.4	-5.3
NGC 581	128.0	-1.8	2.60	-37.0	10.0	-5.5	0.0	-3.0	0.0
NGC 6067	329.8	-2.2	1.73	-39.9	0.2	-10.8	-2.0	-8.4	0.7
NGC 6087	327.8	-5.4	0.82	5.7	0.2	-7.2	-4.6	-6.6	-3.2
NGC 6178	338.4	1.2	0.88	4.5	3.0	0.4	-1.8	-0.2	-2.3
NGC 6193	336.7	-1.6	1.19	-24.3	10.0	-2.7	-6.8	-2.4	-7.0
NGC 6204	338.6	-1.2	2.39	-52.7	6.0	-1.5	0.7	-2.0	1.7
NGC 6231	343.5	1.2	1.40	-25.0	8.0	2.1	-4.9	-1.5	-1.1
NGC 637	128.5	1.7	2.37	-46.0	10.0	-2.9	4.1	-3.3	1.5
NGC 6383	355.1	0.1	1.18	6.8	7.0	2.4	-0.6	5.2	1.8
NGC 6396	354.0	-1.9	1.11	-29.0	2.5	0.2	-2.8	4.0	-2.7
NGC 6405	356.6	-0.7	0.45	10.4	1.1	-1.1	-6.2	-2.6	-3.3
NGC 6514	7.0	-0.3	0.83	-22.4	20.0	0.7	-2.6	4.5	-1.3
NGC 6530	6.1	-1.4	1.27	-30.0	11.0	1.4	-1.7	2.6	-3.3
NGC 6531	7.7	-0.4	1.03	-16.0	6.0	3.0	3.4	1.6	3.8
NGC 654	129.1	-0.4	2.45	-33.8	1.4	-1.0	1.6	-3.0	-0.4
NGC 6604	18.3	1.7	2.39	18.5	14.0	1.3	-0.6	0.4	-0.6
NGC 6611	17.0	0.8	1.74	23.5	6.5	2.4	-0.8	3.4	0.8
NGC 6613	14.2	-1.0	1.13	-14.0	9.0	-0.7	-2.3	2.3	-3.8
NGC 663	129.5	-1.0	1.81	-32.0	2.0	-4.4	-2.6	-5.8	-0.7

NGC 6649	21.6	-0.8	1.66	-8.8	0.8	-6.8	0.0	-4.0	1.0
NGC 6664	24.0	-0.5	1.25	17.8	1.0	5.1	-4.8	4.0	-5.3
NGC 6694	23.9	-2.9	1.32	-9.2	0.5	1.5	1.4	1.1	0.8
NGC 6709	42.2	4.7	0.82	-21.0	14.0	1.7	3.7	-2.8	12.7
NGC 6755	38.6	-1.7	1.88	18.7	5.8	5.6	0.3	7.3	-0.9
NGC 6823	59.4	-0.1	1.91	11.0	6.0	1.5	-4.5	0.7	-6.3
NGC 6834	65.7	1.2	2.14	-6.8	1.4	-2.5	-3.8	-3.0	-5.0
NGC 6871	72.6	2.1	1.51	-7.7	3.2	0.3	-8.8	-0.7	-7.8
NGC 6910	78.7	2.0	1.42	-30.0	7.0	-1.8	-1.7	-4.3	-5.2
NGC 6913	76.9	0.6	1.15	-34.0	14.0	-0.2	-11.6	-3.8	-9.3
NGC 7086	94.4	-5.5	0.97	-5.6	1.7	-13.0	7.4	-13.8	10.3
NGC 7160	104.0	6.5	0.67	-20.0	10.0	-2.4	-2.2	-4.4	-1.1
NGC 7235	102.7	0.8	2.61	-52.0	4.0	-5.6	1.2	-7.6	1.4
NGC 7243	98.9	-5.6	0.76	-16.0	9.0	1.2	-2.8	-0.1	-2.0
NGC 7380	107.1	-0.9	2.55	-39.0	14.0	-11.7	-7.4	-6.7	-6.3
NGC 7654	112.8	0.5	1.44	-35.5	1.0	1.7	2.1	-0.6	3.9
NGC 7788	116.4	-0.8	2.29	-55.0	30.0	0.3	-1.6	-3.1	0.6
NGC 7790	116.6	-1.0	2.66	-78.0	0.5	-6.4	-4.4	-8.0	-2.8
NGC 869	134.6	-3.7	1.87	-52.7	6.0	-0.9	-4.4	-1.5	0.4
NGC 884	135.1	-3.6	1.99	-40.5	8.0	-1.5	-2.4	-0.5	0.0
NGC 957	136.2	-2.7	1.72	-36.0	13.0	3.8	-1.2	0.5	-2.4
Orion (Cr69)	195.1	-12.0	0.36	35.0	1.0	3.1	-2.1	5.5	-4.8
Pismis 16	277.8	0.7	2.08	11.0	4.4	-15.1	7.4	-17.7	6.0
Pismis 20	320.5	-1.2	2.42	-49.3	15.0	-13.9	-6.9	-11.2	-6.4
Pismis 6	264.8	-2.9	1.72	20.8	3.0	-5.5	7.8	-3.9	7.9
Roslund 3	58.8	-4.7	1.21	-4.7	3.0	-1.0	-5.4	-2.9	-4.0
Ru 127	352.9	-2.5	1.38	-29.9	4.0	-4.3	-4.7	-4.8	-3.3
Ru 55	250.7	0.8	6.79	96.2	3.0	-4.3	-0.9	0.5	1.0
Ru 79	277.1	-0.8	3.81	21.4	1.2	-11.5	-1.7	-11.5	-2.7
Stock 14	295.2	-0.6	2.16	-4.0	2.0	-6.5	-0.6	-5.8	2.6
Stock 16	306.1	0.1	1.85	-45.0	20.0	-5.2	-2.0	-4.4	0.2
Tr 1	128.2	-1.1	2.69	-65.0	30.0	-7.9	2.7	-10.7	2.0

Tr 10	262.8	0.6	0.36	21.5	3.0	-15.6	6.2	-15.1	4.0
Tr 24	344.4	1.7	1.40	-4.0	1.0	-0.7	-4.3	-5.2	-4.1
Tr 35	28.3	0.0	1.58	-4.7	0.7	-5.6	-7.4	-4.4	-3.7
Tr 7	238.3	-3.9	1.34	33.6	6.0	-9.3	4.3	-7.3	6.3
Tr 37	99.1	3.7	0.81	22.3	0.2	-6.5	-0.8	-5.8	-1.5
VDB 1	208.6	-1.8	1.44	18.9	1.0	-14.5	-6.6	-15.0	-6.8

Как и для каталога TRC, предварительная оценка ошибки редуцированных собственных движений рассеянных скоплений была выполнена методом максимального правдоподобия (13) по полной выборке скоплений (при этом мы фиксировали значение коэффициента шкалы расстояний  $p = 1$ ). Среднеквадратичные ошибки компонентов собственного движения  $\sigma_\mu$ , включаемые в наблюдаемый тензор ковариации, оказались равными 0.0043"/год и 0.0042"/год соответственно для первого и второго вариантов редукции, что хорошо согласуется с величиной рассеяния индивидуальных поправок. Несколько меньшее значение ошибки для второго варианта, по-видимому, объясняется значительно большей статистикой звёзд. Отметим, что минимизация функции правдоподобия (13) одновременно для  $p$ ,  $\sigma_\mu$  и других кинематических параметров не приводит к заметному смещению оценки  $\sigma_\mu$ . Эти значения ошибок использовались в дальнейших вычислениях.

Коэффициенты шкалы расстояний и кинематические параметры выборки рассеянных скоплений даны в таблице 39. Отметим, что более низкое качество использованных собственных движений рассеянных скоплений не позволяет, в отличие от цефеид, определить размеры малой оси эллипсоида скоростей  $\sigma_w$ , а для трех приведенных в таблице 39 вариантов – также и вертикальную скорость выборки. Поэтому мы проводили вычисления для фиксированных значений  $\sigma_w = 8.5$  км/с и  $w_0 = -7$  км/с, в предположении, что эти параметры одинаковы для цефеид и рассеянных скоплений. В качестве обоснования заметим, что остальные компоненты скорости и тензора дисперсий у этих двух выборок практически идентичны, как это следует из анализа таблиц 37 и 39.

На рис. 79 показана зависимость собственного движения  $\mu$  от галактической долготы  $l$ ; на нем хорошо виден эффект дифференциального вращения выборки.

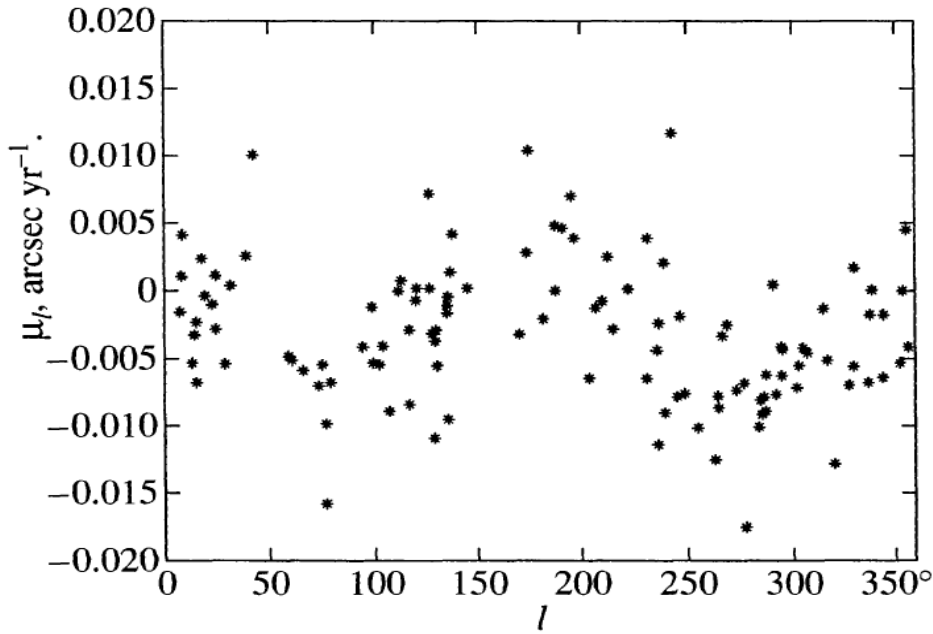


Рис. 79. Зависимость собственных движений рассеянных скоплений  $\mu_l$  от долготы.

**Таблица 39.** Кинематические параметры и поправки шкалы расстояний РЗС.

N	$R_0$ , кпк	$\Delta r$ , кпк	$u_0$ , км/с	$v_0$ , км/с	$w_0$ , км/с	$\sigma_u$ , км/с	$\sigma_v$ , км/с	$\sigma_w$ , км/с	$\omega_0$ , км/с/кпк	$\omega_0'$ , км/с/кпк <sup>2</sup>	$\omega_0''$ , км/с/кпк <sup>3</sup>	$p$
Рассеянные скопления с собственными движениями из каталога HIPPARCOS												
115	7.5	0 – 4	-11.0	-11.2	-8.9	14.6	10.8	8.5*	31.5	-4.44	0.64	0.87
Ошибки:			$\pm 2.6$	$\pm 2.5$	$\pm 3.5$	$\pm 2.6$	$\pm 2.6$	–	$\pm 3.7$	$\pm 0.8$	$\pm 0.5$	$\pm 0.15$
117	7.5	0 – 5	-10.7	-11.1	-9.1	14.9	10.8	8.5*	29.0	-4.28	0.64	0.86
111	7.5	0 – 3	-12.1	-10.1	-9.5	14.9	10.5	8.5*	31.0	-4.17	0.23	0.79
104	7.5	0.5 – 4	-10.8	-11.9	-7.4	14.5	11.7	8.5*	33.8	-5.27	0.85	1.06
Рассеянные скопления с собственными движениями из каталога ГУС												
115	7.5	0 – 4	-10.4	-10.5	-4.7	14.9	10.8	8.5*	30.6	-4.27	0.71	0.83
Ошибки:			$\pm 2.7$	$\pm 2.6$	$\pm 3.6$	$\pm 2.7$	$\pm 2.6$	–	$\pm 3.6$	$\pm 0.7$	$\pm 0.4$	$\pm 0.14$
111	7.5	0 – 3	-11.3	-9.7	-5.0	15.1	10.4	8.5*	30.0	-4.01	0.40	0.75
104	7.5	0.5 - 4	-10.0	-10.3	-7.0*	14.2	8.8	8.5*	32.4	-4.78	0.82	0.94
82	7.5	1 - 4	-12.4	15.6	-7.0*	15.4	8.8	8.5*	34.2	-5.71	1.70	1.09
100	7.5	0.5 - 3	-11.0	-9.5	-7.0*	15.9	10.9	8.5*	31.6	-4.45	0.44	0.85

Примечание. Звездочкой отмечены фиксированные значения параметров.

В таблице 40 приводятся результаты вычисления параметров кривой вращения выборки рассеянных скоплений отдельно по лучевым скоростям и собственным движениям с использованием методики Дамбиса и др. (1995), состоящей в том, что компоненты скорости выборки  $u_0$  и  $v_0$  определяются по лучевым скоростям и при решении условных уравнений для собственных движений считаются известными.

Мы проанализировали возможные смещения параметров, найденных методом статистических параллаксов. Для этого мы смоделировали выборку рассеянных скоплений, взяв их реальные координаты и расстояния, задав исходные значения кинематических параметров и внося случайные ошибки в скорости скоплений. Для моделирования взяты реальные ошибки лучевых скоростей, а ошибки собственных движений менялись в пределах от 0.002"/год до 0.004"/год. Вычисления показали наличие небольшого отрицательного смещения коэффициента шкалы расстояния  $p$ , в среднем не превышающего 0.02, причем рассеяние значений  $p$  заметно меньше его статистической ошибки. Отрицательное смещение производной  $\omega_0'$  не превысило 0.10, что соответствует меньшему на 0.38 значению постоянной Оорта  $A$ . Остальные параметры воспроизводились без значимого смещения.

**Таблица 40.** Раздельное решение для параметров кривой вращения рассеянных скоплений, полученное по лучевым скоростям и собственным движениям.

N	$R_0$ , кпк	$\Delta r$ , кпк	$u_0$ , км/с	$v_0$ , км/с	$w_0$ , км/с	$\omega_0$ , км/с/кпк	$\omega_0'$ , км/с/кпк <sup>2</sup>	$\omega_0''$ , км/с/кпк <sup>3</sup>
Решение по лучевым скоростям								
114	7.5	0 – 4	-9.7	-13.2	-10.7	–	-5.01	0.90
Ошибки:			$\pm 2.0$	$\pm 2.2$	$\pm 16.5$	–	$\pm 0.34$	$\pm 0.48$
Решение по собственным движениям каталога HIPPARCOS								
113	7.5	0 – 4	-9.7*	-13.2*	-7.5	32.2	-4.77	0.81
Ошибки:			–	–	$\pm 1.7$	$\pm 3.4$	$\pm 0.78$	$\pm 0.67$
Невязки: $\sigma_{\mu} \approx 0.0045$ "/год, $\sigma_{\nu} \approx 0.0042$ "/год								
Решение по собственным движениям каталога TYC								
113	7.5	0 – 4	-9.7*	-13.2*	-4.2	30.4	-4.66	1.74
Ошибки:			–	–	$\pm 1.7$	$\pm 3.2$	$\pm 0.74$	$\pm 0.64$
Невязки: $\sigma_{\mu} \approx 0.0045$ "/год, $\sigma_{\nu} \approx 0.0042$ "/год								

Для минимизации нелинейной функции правдоподобия (13) были использованы алгоритмы Гаусса-Ньютона и Левенберга-Маркардта, использующие интерполяцию и/или градиентный поиск, и метод деформируемых многогранников

Нелдера-Мида (симплекс-алгоритм), более медленный, но не нуждающийся в вычислении производных от целевой функции (см. стр. 298, 523 в книге Пресса и др. (1987)).

Вычисление ошибок параметров функции распределения производилось следующим способом, предложенным Хаули и др. (1986). Пусть  $\alpha_i^0$  – какой-либо из найденных параметров задачи,  $LF_0$  – минимальное значение функции правдоподобия, достигнутое в процессе решения. Изменим значение этого параметра на малую величину  $\Delta\alpha_i$  и зафиксируем его:  $\alpha_i = \alpha_i^0 + \Delta\alpha_i$ . Варьируя остальные параметры, снова найдем минимальное значение функции правдоподобия  $LF_i > LF_0$ . Тогда среднеквадратичная ошибка параметра  $\alpha_i$  может быть вычислена по формуле:

$$\sigma_i^2 = \Delta\alpha_i^2 / (LF_i - LF_0).$$

## 5.2.6 Обсуждение результатов

Анализ таблицы 37 показывает, что две группы цефеид – короткопериодическая и долгопериодическая (с граничным периодом  $9^d$ ) – во всех вариантах расчетов (отличающихся интервалами гелиоцентрических расстояний) показывают значимые различия коэффициента шкалы расстояний  $p$ . Для цефеид с  $P_{pls} < 9^d$  в среднем  $p = 0.82 - 0.87$ , тогда как для цефеид с  $P_{pls} > 9^d$   $p = 0.99 - 1.10$ , а для полной выборки цефеид коэффициент принимает промежуточные значения  $p = 0.88 - 0.91$  в основном из-за того, что число короткопериодических цефеид в выборке примерно вдвое превышает число долгопериодических. Тенденция сохраняется и при включении в выборку 21 цефеиды с менее точными собственными движениями из каталога 4M. Можно сделать вывод о том, что для цефеид коротких периодов требуется увеличить их расстояния в среднем на 15 – 20 %, в то время как шкала расстояний долгопериодических цефеид в целом верна и не требует значительного удлинения, на котором настаивают Фист, Кечпул (1998) и Фист и др. (1998). Соответствующее увеличение светимости цефеид коротких периодов может составить в среднем  $\delta M_V \approx -0.30^m - -0.40^m$ . Мы полагаем, что одной из причин увеличения принятой светимости может быть “засоренность” выборки короткопериодических цефеид звёздами, пульсирующими не в фундаментальной моде, а в первом оберitone (Расторгуев и др., 1998).

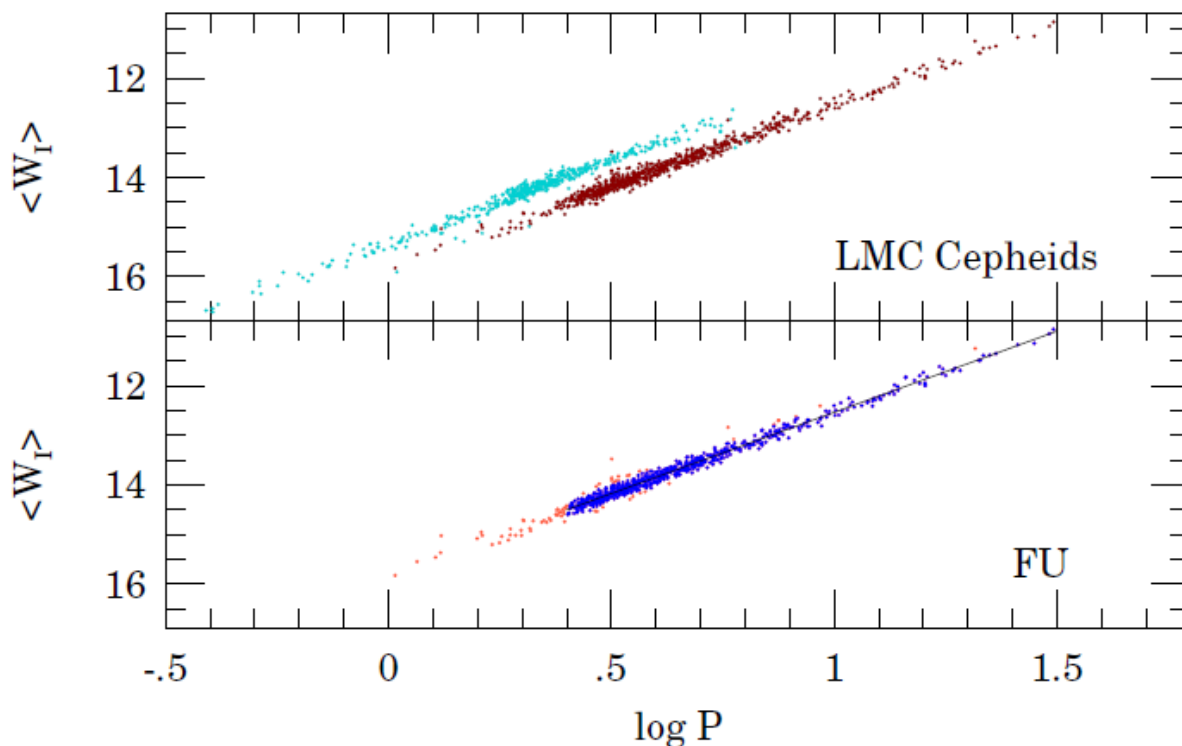


Рис. 80. Зависимость “период – светимость” для цефеид БМО. На верхней панели коричневым цветом показаны цефеиды, пульсирующие в основной моде (FU), голубым – цефеиды, пульсирующие в первом оберitone (FO).

Доля известных цефеид Галактики, пульсирующих в первом оберitone, кажется заниженной по сравнению с данными о БМО. На рис. 80 из работы Удальского и др. (1999) показано соотношение цефеид БМО, пульсирующих в основном тоне и в первом оберitone. В БМО эти две группы цефеид легко отличить друг от друга, так как они лежат на разных зависимостях “период – светимость”. Доля известных цефеид Галактики, пульсирующих в первом оберitone, намного меньше, чем в БМО.

Возможную коррекцию шкалы расстояний цефеид следует увязать с расстояниями молодых рассеянных скоплений. Их таблицы 39 следует, что их коэффициент шкалы расстояний заключен в пределах  $p \approx 0.8 - 1.1$  в разных вариантах расчетов. К сожалению, из-за недостаточной точности лучевых скоростей и собственных движений скоплений ошибка коэффициента довольно велика (порядка  $\pm 0.15$ ) и не позволяет сделать однозначный выбор шкалы расстояний. Еще одну оценку поправки к шкале расстояний скоплений можно сделать на основе данных из таблицы 39, пользуясь тем обстоятельством, что величина производной  $\omega_0'$ , найденная по лучевым скоростям, сильно зависит от принятой шкалы расстояний, а по собственным движениям – практически не зависит. Взяв в качестве среднего значения производной, вычисленного по

собственным движениям,  $\omega_0' \approx -4.72$  км/с/кпк<sup>2</sup>, мы можем оценить коэффициент шкалы расстояний в 0.94, что соответствует увеличению модулей расстояний скоплений в среднем на 0.12<sup>m</sup>. Все указанные оценки для выборки скоплений в пределах их ошибок не противоречат друг другу.

Перечислим основные выводы нашей работы.

1) Доля короткопериодических цефеид, пульсирующих в первом оберitone, и которые ошибочно считаются пульсирующими в основном тоне, может составлять от 20 до 40% нашей выборки. Они должны вносить вклад в эффект недооценки светимости этой группы цефеид, что и объясняет вывод Фиста, Кетчупа (1998) и Фиста и др. (1998) об увеличении модуля расстояний БМО до 18.70<sup>m</sup>.

2) Для согласования совокупности результатов применения метода статистических параллаксов к выборкам, состоящим из 249 классических цефеид и 117 молодых рассеянных скоплений, достаточно увеличить модули расстояний этих объектов не более, чем на 0.15<sup>m</sup> по сравнению с использованной нами короткой шкалой (3). Это приводит к значению модуля расстояния БМО не более 18.40<sup>m</sup>.

3) Используемая нами шкала расстояний цефеид с периодами более 9<sup>d</sup> согласуется как с их статистическими параллаксами, так и со шкалой Бердникова, Ефремова (1985) с зависимостью  $\langle M_v \rangle_I = -1.24 - 2.791^m \log P_{pls}$ . Так как именно они используются для определения расстояний до галактик, то значение постоянной Хаббла, найденное по цефеидам в далеких галактиках, не требует уменьшения.

4) В предположении, что расстояние до центра Галактики равно 7.5 кпк, определены следующие средние значения кинематических параметров, найденные по цефеидам, но неплохо описывающие и выборку рассеянных скоплений: скорость Солнца ( $U_0, V_0, W_0$ )  $\approx (9, 12, 7)$  км/с ( $\pm 1$  км/с); главные оси эллипсоида скоростей ( $\sigma_U : \sigma_V : \sigma_W$ )  $\approx (15.0 : 10.3 : 8.5)$  км/с ( $\pm 1$  км/с); угловая скорость вращения подсистемы  $\omega_0 \approx 28.7 \pm 1$  км/с/кпк; постоянная Оорта  $A \approx 17.4 \pm 1.5$  км/с/кпк; вторая производная  $\omega_0'' \approx 1.15 \pm 0.2$  км/с/кпк<sup>3</sup>.

### **5.3 Сравнение полученных нами результатов с современными**

В ряде работ, выполненных нами в 1998 – 2001 гг., мы использовали лучевые скорости и собственные движения молодых РЗС вкупе с данными о кинематике цефеид, красных сверхгигантов, голубых сверхгигантов, чтобы оценить параметры солнечного апекса и кривой вращения Галактики (Глушкова и др., 1998; Глушкова и др., 1999б; Расторгуев и др., 1999; Дамбис и др., 2001). В тоже самое время была опубликована статья Денена и Бинни (1998), которые с помощью данных каталога HIPPARCOS нашли для звёзд главной последовательности параметры солнечного



апекса  $U_0 = (10.0 \pm 0.36)$  км/с,  $V_0 = (5.25 \pm 0.62)$  км/с,  $W_0 = (7.17 \pm 0.38)$  км/с. Полученное Дененом и Бинни (1998) значение величины  $V_0$  (скорости LSR – локального стандарта покоя) широко использовалось до недавнего времени. Но с появлением новых данных (например, обзора SDSS, Женевско-Копенгагенского обзора FG-карликов) появились многочисленные работы, в которых компонент  $V_0$  скорости LSR был увеличен примерно на 6 км/с, практически до выведенного нами значения. Так Шенрих и др. (2010), основываясь на картине химической эволюции диска Галактики и учете радиальной миграции звёзд, по данным Женевско-Копенгагенского обзора получили  $(U_0, V_0, W_0) = (11.1 \pm 0.75, 12.24 \pm 0.47, 7.25 \pm 0.37)$  км/с. Бобылев и Байкова (2012) изучили собственные движения и лучевые скорости 185 цефеид и нашли  $(U_0, V_0, W_0) = (7.6 \pm 0.8, 11.6 \pm 1.16, 6.1 \pm 0.6)$  км/с. Совсем недавно Рид и др. (2014) использовали параллаксы и собственные движения более сотни мазеров, связанных с молодыми массивными звёздами, для оценки движения Солнца  $(U_0, V_0, W_0) = (9.6 \pm 3.9, 14.6 \pm 5.0, 9.3 \pm 1.0)$  км/с. Напомним, что найденные нами значения  $(U_0, V_0, W_0)$  по данным о цефеидах, молодых РЗС и красных сверхгигантах равны  $(10.2 \pm 1.0, 14.1 \pm 0.9, 8.2 \pm 1.0)$  км/с (Раздел 5.1.4 Главы 5; Глушкова и др., 1999б). Таким образом, оценки параметров  $(U_0, V_0, W_0)$  вернулись к нашим результатам 15-летней давности. А это означает, что наша методика наиболее адекватно учитывает ошибки всех наблюдаемых величин и может в дальнейшем успешно применяться для новых наблюдательных данных.

Полученная нами наиболее надежная оценка величины  $\omega_0$  составила  $(27.5 \pm 2.0)$  км/с/кпк (см. Раздел 5.1.4 Главы 5; Глушкова и др., 1999б), постоянной Орта  $A = (18.7 \pm 0.4)$  км/с/кпк, а величины  $\omega_0'' = (+0.96 \pm 0.10)$  км/с/кпк<sup>3</sup> (для  $R_0 = 7.4$  кпк). Сравним эти значения, например, с величинами полученными Бобылевым и Байковой (2012):  $\omega_0 = (27.4 \pm 0.6)$  км/с/кпк,  $A = (16.48 \pm 0.4)$  км/с/кпк,  $\omega_0'' = (0.83 \pm 0.17)$  км/с/кпк<sup>3</sup> (для  $R_0 = 8$  кпк). Можно сделать вывод, что полученные нами значения скорости движения Солнца, угловая скорость вращения Галактики на расстоянии Солнца и её вторая производная хорошо согласуются с современными оценками этих величин.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В заключение приведем основные результаты работы.

**Первая глава** посвящена изучению собственных движений и лучевых скоростей РЗС. Нами были получены абсолютные собственные движения 202 молодых скоплений с возрастом  $\log(t) \leq 8.3$  на основе 4-миллионного каталога звёзд (Гуляев, Нестеров, 1992). Абсолютизация собственных движений в полях 21 РЗС впервые была проведена по столь большому числу звёзд: от 70 до 302, членство которых в скоплении подтверждалось высокоточными относительными собственными движениями; полное же число членов скоплений с известными абсолютными собственными движениями в полях 21 РЗС составило 2680 звёзд. Для определения абсолютного собственного движения ещё 181 молодого РЗС был выполнен анализ принадлежности звёзд к скоплению, и только потом выведено абсолютное собственное движение каждого скопления. Общее число использованных звёзд — членов скоплений составило 2980.

Результаты вычисления параметров кривой вращения молодых РЗС только по выведенным нами собственным движениям оказались в хорошем согласии с величинами, найденными другими авторами по пространственным скоростям цефеид, голубых сверхгигантов и молодых скоплений. Это позволило нам сделать вывод, что полученные по 4-миллионному каталогу абсолютные собственные движения РЗС могут быть использованы для изучения кинематики диска Галактики, в частности для расчёта кривой вращения.

Используя отработанную и проверенную на молодых скоплениях методику, мы определили абсолютные собственные движения 129 скоплений с возрастом  $\log(t) > 8.3$  и составили общий каталог абсолютных собственных движений для 331 РЗС. В каталог также вошли поправки к  $\mu_{\text{abs}}(\alpha)$  и  $\mu_{\text{abs}}(\delta)$ , которые приводят собственные движения РЗС в систему каталогов HIPPARCOS и TYCHO. Это — первый большой каталог абсолютных собственных движений РЗС. Электронная версия нашего каталога опубликована на сайте ГАИШ (<ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/cl/pm/index.htm>) и в базе данных WEBDA (<http://www.univie.ac.at/webda/elena.html>). Там же размещены данные о звёздах, принадлежащих к каждому из изученных скоплений. Для одного из скоплений, NGC 7063, нами впервые были измерены относительные собственные движения 1065 звёзд и выделены члены РЗС. Эти результаты тоже можно найти сервере ГАИШ (<ftp://ftp.sai.msu.ru/pub/groups/cluster/cl/ngc7063/>).

«Побочным продуктом» исследования членства звёзд в скоплениях стал

компилятивный каталог лучевых скоростей РЗС. В него вошли средние значения  $V_r$  165 скоплений, причем значительная доля этих скоростей была измерена нами и опубликована в более ранних работах. Кроме того, дополнительно нами были измерены лучевые скорости 37 красных гигантов в полях четырех РЗС (NGC 6494, NGC 6694, NGC 6755, NGC 6819) и впервые определены средние  $V_r$  скоплений; получены ряды измерений 11 ярких красных гигантов и сверхгигантов в полях 7 РЗС, найдены высокоточные средние  $V_r$  этих звёзд.

По стеклянным пластинкам Паломарского обзора, снятым в двух фильтрах, были найдены красные звёзды в широких окрестностях скоплений NGC 6811 и NGC 1817, измерены их лучевые скорости: 191 измерение 60 звёзд в поле NGC 6811 и 129 измерений 59 звёзд в поле NGC 1817.

Дополнительно в поле скопления NGC 6811 были измерены *UBVR* величины 117 звёзд. Основные физические параметры скопления были определены методом подбора изохроны на диаграмме «цвет-величина» и смещением вдоль линии нормальных цветов на двухцветной диаграмме. Была подтверждена принадлежность к скоплению 88 звёзд с учетом их положения на ГР диаграммах, двухцветных диаграммах и близости лучевой скорости к средней скорости скопления. Определен диаметр скопления — он оказался в 5 раз больше, чем область видимой концентрации звёздной плотности.

Членство звёзд в скоплении NGC 1817 проверялось по данным многоцветной фотометрии и по лучевым скоростям. В центральной области скопления найден 21 красный гигант — член РЗС, а в короне — 18 красных гигантов, принадлежащих NGC 1817. По 32 красным звёздам впервые выведена средняя  $V_r$  скопления с точностью 0.09 км/с. Уточнённый радиус скопления в 2.5 раза превышает известный ранее. Радиальное распределение красных гигантов показало, что двойные звёзды сильнее концентрируются к центру скопления, чем одиночные.

Во **второй главе** описывается исследование 40 цефеид, входящих в состав рассеянных скоплений и ассоциаций. Фотометрические ряды наблюдений из базы данных Бердникова (1995) были дополнены нами фотографическими и визуальными оценками блеска, собранными в публикациях конца XIX — начала XX века, что позволило построить диаграммы (*O-C*), охватывающие более, чем 100-летний временной интервал. Для каждой цефеиды была построена стандартная кривая, найден период пульсаций, проанализирована диаграмма (*O-C*). В 30 случаях из 40 обнаружено плавное изменение (увеличение или уменьшение) периода пульсаций. Кроме того, у 10 цефеид наблюдались частые и резкие изменения периода. Было найдено, что все эти особенности поведения одинаковы как для цефеид, входящих в состав скоплений или ассоциаций, так и для

одиноким цефеид звездного поля.

Методом иерархического скучивания выделены комплексы цефеид с максимальным размером порядка 800 пк. Найдено, что распределение цефеидных комплексов хорошо согласуется с распределением группировок рассеянных скоплений и ассоциаций, несмотря на различия в возрасте.

В третьей главе описан разработанный нами эффективный алгоритм поиска звездных скоплений в больших обзорах всего неба, основанный на свертке карт плотности со специальным двумерным фильтром. Этот метод не имеет мировых аналогов и может быть применен к любому многоцветному обзору всего неба. Создана также оригинальная методика полуавтоматической верификации обнаруженных скоплений и определения их основных физических параметров: размера, возраста, расстояния, избытка цвета в направлении на скопление. Эта методика опирается на разумное допущение о том, что звезды, лежащие вблизи изохроны на диаграмме «цвет-величина», концентрируются к центру скопления. Главным преимуществом методики является однородность выходного каталога параметров РЗС, что крайне важно для звездноастрономических исследований.

На первом этапе работы была детально исследована площадка размером ( $16^\circ \times 16^\circ$ ) в направлении на антицентр Галактики по данным обзора 2MASS. Нами было открыто 15 новых РЗС, для 12 скоплений были определены основные физические параметры. Затем оригинальная методика поиска и верификации скоплений была применена к области галактического диска в пределах интервала по галактической широте  $|b| < 24^\circ$ . Было найдено 11186 пиков плотности на уровне значимости, превышающем 4.5 стандартных отклонения. После тщательного анализа была подтверждена реальность 153 новых скоплений. Для 130 скоплений были найдены возрасты, расстояния и избытки цвета, причем в девяти случаях для этого использовались *JHK* величины из обзора UKIDSS GPS. Новое скопление SAI 92 вместе с известным ранее NGC 2645 представляет собой двойное скопление. А SAI 50, скорее всего, является шаровым звездным скоплением. Были верифицированы еще 13 РЗС, которые значились в каталогах и базах данных как сомнительные объекты, имеющие зачастую неправильные координаты. Для них были определены основные физические характеристики.

Для облегчения доступа и научного анализа результатов наших исследований, а также для быстрой публикации обновляющегося каталога, был разработан специальный веб-сайт, доступный по адресу <http://ocl.sai.msu.ru>. Для каждого изученного скопления создана отдельная веб-страница, куда помещена диаграмма Хесса, диаграмма «цвет-величина» с наложенной изохроной, изображение скопления из обзора 2MASS или DSS, таблица с параметрами, каталог

фотометрических данных (для скоплений с ПЗС наблюдениями). Впоследствии в каталог стали добавляться скопления, изученные нами в рамках программы фотометрического исследования малоизученных РЗС.

**Четвертая глава** рассказывает об изучении рассеянных скоплений с помощью многоцветной фотометрии. На телескопе “Цейсс 1000” САО РАН была получена *BVRI* ПЗС фотометрия звёзд в полях малоизученных скоплений Berkeley 96, Berkeley 97, King 12, King 13, King 18, King 19, King 20, NGC 136, NGC 7245, NGC 7261, NGC 7296 и NGC 7788, расположенных в направлении на рукав Персея.

Для большинства скоплений ошибки определения звёздных величин оказались менее  $0.10^m$ , предел по звёздной величине составил  $20^m$  —  $21.5^m$  в зависимости от полосы пропускания. Полученные нами величины и показатели цвета звёзд хорошо согласуются с данными фотоэлектрических наблюдений других авторов, но заметно отличаются от фотографических данных. Однако все фотоэлектрические наблюдения выполнены для сравнительно небольшого числа звёзд в силу трудоёмкости процесса измерений в полях РЗС. Что касается немногочисленных ПЗС наблюдений, выполненных ранее, то хорошее согласие определенных нами величин наблюдается только с данными из работы Вискума и др. (1997) в поле скопления NGC 7245. Систематическое отличие между нашими данными и ПЗС данными Нетопила и др. (2005) для NGC 7296 достигает  $0.2^m$  в величине  $V$  и  $0.1^m$  в показателе цвета ( $V-R_c$ ). Кроме того, различия в показателе цвета показывают систематический тренд от  $0.1^m$  до  $0.25^m$ . В тоже время сравнение наших результатов для скопления NGC 7296 с данными каталога APASS (<http://www.aavso.org/apass>) показало хорошее согласие для 32 общих звёзд: различия в звездной величине  $V$  составили  $(-0.07 \pm 0.03)^m$ , а в показателе цвета ( $B-V$ ) —  $(-0.04 \pm 0.0)^m$ . Все это доказывает, что нами впервые были получены однородные, качественные и массовые фотометрические данные в полях 12 малоизученных скоплений.

По этим данным с использованием оригинальной методики были определены физические характеристики скоплений: размеры, возрасты, расстояния и избытки цвета. Только для скопления King 12 определенные нами параметры хорошо согласуются с найденным другими авторами. Во всех остальных случаях мы значительно улучшили значения основных физических характеристик скоплений, определив их по однородным данным с помощью одной и той же методики. Исследование функции масс обнаружило “разрыв” на ГП скоплений Be 97, King 12 и NGC 7788 в интервале  $[1.3 — 1.7]$  солнечных масс.

Ещё пять РЗС: *Koposov* 12, *Koposov* 53, *Koposov* 77, *SAI* 63 и *SAI* 75, открытых нами по данным обзора 2MASS, были исследованы с помощью *UBVI* ПЗС

фотометрии звезд, полученной на 104-см телескопе индийского института ARIES. Для них были найдены расстояния, избытки цвета, возрасты и линейные радиусы. Независимым образом подтверждена реальность этих РЗС. Исследован закон поглощения в направлении на скопления. Во всех случаях соотношения между избытками цвета в разных фильтрах оказались близки к нормальному закону Карделли и др. (1989).

В **пятой главе** описано, как созданные нами каталоги собственных движений и лучевых скоростей РЗС (см. Главу 1) были использованы для анализа поля скоростей молодых объектов галактического диска.

При определении параметров галактического вращения с помощью формул Боттлингера в выборку объектов впервые были включены молодые рассеянные скопления. Из совместного анализа лучевых скоростей и собственных движений РЗС, цефеид и красных сверхгигантов (всего 770 объектов населения I) были найдены компоненты скорости Солнца  $(U_0, V_0, W_0) = (10.0, 14.1, 8.2) \pm 1.0$  км/с, постоянная Оорта  $A = (18.7 \pm 0.4)$  км/с/кпк, угловая скорость вращения подсистемы  $\omega_0 = (27.5 \pm 2.0)$  км/с/кпк, вторая производная угловой скорости  $\omega_0'' = (0.96 \pm 0.10)$  км/с/кпк<sup>3</sup>.

Метод статистических параллаксов впервые был применен к 117 рассеянным скоплениям с возрастом менее 100 млн лет и к 270 классическим цефеидам, собственные движения которых были взяты из каталога HIPPARCOS или приведены в систему HIPPARCOS. Метод статистических параллаксов позволил уточнить светимости объектов и одновременно найти согласованное решение для всех кинематических характеристик выборки, включая кривую вращения, а также форму и размеры эллипсоида остаточных скоростей.

Было найдено, что для цефеид коротких периодов ( $P_{\text{pls}} < 9^d$ ) требуется увеличить их расстояния в среднем на 15 – 20 %, в то время как шкала расстояний долгопериодических цефеид в целом верна и не требует значительного удлинения. Для согласования совокупности результатов применения метода статистических параллаксов к выборкам, состоящим из 249 классических цефеид и 117 молодых рассеянных скоплений, достаточно увеличить модули расстояний этих объектов не более, чем на  $0.15^m$  по сравнению с использованной нами короткой шкалой.

В предположении, что расстояние до центра Галактики равно 7.5 кпк, определены следующие средние значения кинематических параметров, найденные по цефеидам, но неплохо описывающие и выборку рассеянных скоплений: скорость Солнца  $(U_0, V_0, W_0) = (9, 12, 7)$  км/с ( $\pm 1$  км/с); главные оси эллипсоида скоростей  $(\sigma_U : \sigma_V : \sigma_W) = (15.0 : 10.3 : 8.5)$  км/с ( $\pm 1$  км/с); угловая скорость вращения подсистемы  $\omega_0 = (28.7 \pm 1)$  км/с/кпк; постоянная Оорта  $A = (17.4 \pm 1.5)$  км/с/кпк;

вторая производная  $\omega_0'' = (1.15 \pm 0.2)$  км/с/кпк<sup>3</sup>.

Сравнение полученных нами значений компонентов движения Солнца, угловой скорости вращения Галактики на расстоянии Солнца и её второй производной с соответствующими величинами, определенными в современных работах разных авторов, показало очень хорошее согласие.

Таким образом в диссертации была всесторонне изучена подсистема рассеянных скоплений Галактики. Получены каталоги кинематических и физических параметров нескольких сотен РЗС на основе собственных наблюдательных данных. Изучены свойства цефеид, входящих в состав рассеянных скоплений и ассоциаций. Проанализировано совместное распределение молодых объектов в диске Галактики, изучены их кинематические характеристики, включая кривую вращения. Открыто и исследовано более полутора сотен новых звёздных скоплений. В перспективе рассматривается применение разработанных нами методик для поиска скоплений и ассоциаций, связанных с цефеидами, открытыми в большом количестве в недавних фотометрических обзорах неба, а также использование наших программ и методов для нахождения физических параметров более 600 РЗС, наблюдения которых выполняются в настоящее время нашими мексиканскими коллегами.

## ЛИТЕРАТУРА

- Абт, Биггс (Abt H.A., Biggs E.S.) // *Bibliography of radial velocities*. Latham process Corp. NY. 1972. PP. 1 – 502.
- Балаге-Нуньес и др. (Balaguer-Núñez L., Tian K.-P., Zhao J.-L.) // *Astron. Astrophys. Suppl.* 1998. V. 133. P. 387.
- Балаге-Нуньес и др. (Balaguer-Núñez L., Jordi C., Enriquez D.G. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2004. V. 426. P. 819.
- Баранн и др. (Baranne A., Mayor M., Poncet J.T.) // *Vistas in Astronomy*. 1979. V. 23. P. 279.
- ван Альтена, Джонс (van Altena W.F., Jones B.F.) // *Astron. Astrophys.* 1972. V. 20. P. 425.
- Барбье-Бросса и др. (Barbier-Brossat M., Petit M., Figon P.) // *Astron. Astrophys. Suppl.* 1994. V. 108. P. 603.
- Бархатова К.А., Захарова П.Е., Шашкина Л.П. // *Звёздные скопления и двойные системы*. Свердловск: УрГУ. 1978а. С. 18.
- Бархатова К.А., Захарова П.Е., Шашкина Л.П. // *Астрон. журн.* 1978б. Т. 55. С. 56.
- Бекер (Beker W.) // *Mem. Astron. Soc. Italiana*. 1965. V. 36. P. 277.
- Бенжамин и др. (Benjamin R.A., Churchwell E., Babler B.L. et al.) // *PASP*. 2003. V. 115. P. 953.
- Бердников Л.Н. // *Переменные звезды*. 1987. № 4. С. 505.
- Бердников Л.Н. // *Письма в Астрон. журн.* 1992. Т. 18. С. 519.
- Бердников (Berdnikov L.N.) // *Astrophysical applications of stellar pulsation*. Edited by R. S. Stobie and P.A. Whitelock. *ASP Conf. Ser.* San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 1995. V. 83. P. 349.
- Бердников Л.Н., Ефремов Ю.Н. // *Астрон. цирк.* 1985. № 1388. С. 1.
- Бердников Л.Н., Ефремов Ю.Н. // *Астрон. журн.* 1989. Т. 66. С. 537.
- Бердников и др. (Berdnikov L.N., Vozyakova O.V., Dambis A.K.) // *Astron. Astrophys. Trans.* 1998. V. 15. P. 75.
- Бердников и др. (Berdnikov L.N., Efremov Yu.N., Glushkova E.V., Turner D.G.) // *Odessa Astron. Publ.* 2005а. V. 18. P. 26.
- Бердников и др. (Berdnikov L.N., Glushkova E.V., Turner D.G.) // *Odessa Astron. Publ.* 2005б. V. 18. P. 29.
- Бика и др. (Bica E., Dutra C.M., Barbyu B.) // *Astron. Astrophys.* 2003а. V. 397. P. 177.
- Бика и др. (Bica E., Dutra C.M., Soares J., Barbyu B.) // *Astron. Astrophys.* 2003 б. V. 404. P. 223.
- Бика и др. (Bica E., Bonatto C., Blumberg R.) // *Astron. Astrophys.* 2006. V. 460. P. 83.



- Бобылев В.В., Байкова А.Т. (Bobylev V.V., Bajkova A.T.) // *Astron. Lett.* 2012.
- Бобылев В.В. (Bobylev V.V.) // *Astron. Lett.* 2013. V. 39. P. 819.
- Борисова и др. (Borissova J., Pessev P., Ivanov V.D. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2003. V. 411. P. 83.
- Борисова и др. (Borissova J., Ivanov V.D., Minniti D. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2005. V. 435. P. 95.
- Валленари и др. (Vallenari A., Richichi A., Carraro G. et al.) // *Astron. Astrophys.* 1999. V. 349. P. 825.
- ван Херк (van Herk G.) // *Bull. Astron. Inst. Netherlands.* 1965. V. 18. P. 71.
- Василевскис и др. (Vasilevskis S., Sanders W.L., Balz Jr. A. G. A.) // *Astron. J.* 1965. V. 70. P. 797.
- Вискум и др. (Viskum M., Hernandez M.M., Belmonte J.A. et al.) // *Astron. Astrophys.* 1997. V. 328. P. 158.
- Галван-Мадрид, Лиу (Galvan-Madrid R., Liu H.B.) // arXiv:1401.6378
- Герцшпрунг (Hertzsprung E.) // *Astron. Nachr.* 1919. V. 210. P. 7.
- Глушкова (Glushkova E.V.) // *Interplay of Periodic, Cyclic and Stochastic Variability in Selected Areas of the H-R Diagram.* Edited by C. Sterken. *ASP Conf. Ser.* San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 2003. V. 292. P. 259.
- Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. // *Астрон. журн.* 1990. Т. 67. С. 1333.
- Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. // *Письма в Астрон. журн.* 1991а. Т. 17. С. 30.
- Глушкова Е.В., Расторгуев А.С. // *Письма в Астрон. журн.* 1991б. Т. 17. С. 149.
- Глушкова Е.В., Мельник А.М. // *Письма в Астрон. журн.* 1993. Т. 19. С. 305.
- Глушкова Е.В., Заболотских М.В., Расторгуев А.С. и др. // *Письма в Астрон. журн.* 1996. Т. 22. С. 850.
- Глушкова Е.В., Заболотских М.В., Расторгуев А.С. и др. // *Письма в Астрон. журн.* 1997. Т. 23. С. 90.
- Глушкова Е.В., Углова И.М. // *Письма в Астрон. журн.* 1997. Т. 23. С. 674.
- Глушкова и др. (Glushkova E.V., Dambis A.K., Mel'nik A.M., Rastorguev A.S.) // *Astron. Astrophys.* 1998. V. 329. P. 514.
- Глушкова Е.В., Батыршинова В.М., Ибрагимов М.А. // *Письма в Астрон. журн.* 1999а. Т. 25. С. 115.
- Глушкова и др. (Glushkova E.V., Dambis A.K., Rastorguev A.S.) // *Astron. Astrophys. Trans.* 1999б. V. 18. P. 349.
- Глушкова и др. (Glushkova E.V., Berdnikov L.N., Turner D.G.) // *Mem. Soc. Astron. Italiana.* 2006. V. 77. P. 127.
- Глушкова и др. (Glushkova E.V., Koposov S.E., Zolotukhin I.Yu. et al.) // *Astron. Lett.* 2010. V. 36. P. 75.
- Глушкова Е.В., Заболотских М.Е., Копосов С.Е. и др. // *Письма в Астрон. журн.*

2010. Т. 36. С. 16.

Глушкова и др. (Glushkova E.V., Zabolotskikh M.V., Kopusov S.E. et al.) // MNRAS. 2013. V. 429. P. 1102.

Горыня Н.А., Ирсамбетова Т.Р., Расторгуев А.С. и др. // Письма в Астрон. журн. 1992. Т. 18. С. 777.

Горыня Н.А., Расторгуев А.С., Самусь Н.Н. // Письма в Астрон. журн. 1996а. Т. 22. С. 38.

Горыня Н.А., Расторгуев А.С., Самусь Н.Н. и др. // Письма в Астрон. журн. 1996б. Т. 22. С. 198.

Горыня Н.А., Самусь Н.Н., Сачков М.Е., Расторгуев А.С., Глушкова Е.В., Антипин С.В. // Письма в Астрон. журн. 1998. Т. 24. С. 939.

Грот (Groth E.J.) // Astron. J. 1986. V. 91. P. 1244.

Грубиссич (Grubissich Cl.) // Zeitschrift für Astrophysik. 1965. V. 60. P. 256.

Гуляев А.П., Нестеров В.В. (ред.) // О четырёхмиллионном каталоге звёзд. М.: Изд-во МГУ. 1992. С. 1.

Дамбис А.К. // Astron. Astrophys. Trans. 1993. V. 3. P. 303.

Дамбис А.К. // Письма в Астрон. журн. 1999. Т. 25. С. 7.

Дамбис А.К., Мельник А.М., Расторгуев А.С. // Письма в Астрон. журн. 1995. Т. 21. С. 331.

Дамбис А.К., Расторгуев А.С. // Письма в Астрон. журн. 2001. Т. 27. С. 108.

Дамбис и др. (Dambis A.K., Glushkova E.V., Mel'nik A.M., Rastorguev A.S.) // Astron. Astrophys. Trans. 2001. V. 20. P. 161.

Дель Рио (Del Rio G.) // Astron. Astrophys. Suppl. 1984. V. 56. 289.

Денен, Бинни (Dehnen W., Binney J.J.) // MNRAS. 1998. V. 298. P. 387.

Диас и др. (Dias W.S., Alessi B.S., Moitinho A., Lepine J.R.D.) // Astron. Astrophys. 2002. V. 389. P. 871. <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/clusters.txt>

Диасон и др. (Deason A.J., Belokurov V., Evans N.W.) // MNRAS. 2011. V. 411. P. 1480.

Дин и др. (Dean J.F., Warren P.R., Cousins A.W.J.) // MNRAS. 1978. V. 183. P. 569.

Джейнс и др. (Janes K.A., Tilley C., Lynga G.) // Astron. J. 1988. V. 95. P. 771.

Дженненс, Хелффер (Jennens P.A., Helfer H.L.) // MNRAS. 1975. V. 172. P. 681.

Дрейк (Drake A.J.) // Astron. Astrophys. 2005. V. 435. P. 545.

Дутра и др. (Dutra C. M., Santiago B. X., Bica E.) // Astron. Astrophys. 2002. V. 381. P. 219.

Дутра и др. (Dutra C. M., Bica E., Soares J, Barbuy B.) // Astron. Astrophys. 2003. V. 400. P. 533.

Дюкенуа и др. (Duquennoy A., Mayor M., Halbwachs J.-L.) // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 1991. V. 88. P. 281.

Ефремов Ю. Н. // Очаги звездообразования в галактиках. Звёздные комплексы и

- спиральные рукава. 1989. Москва. “Наука”. 280 с.
- Иванов и др. (Ivanov V. D., Borissova J., Pessev P. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2002. V. 394. L1.
- Иванов и др. (Ivanov V.D., Borissova J., Bresolin F. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2005. V. 435. P. 1071.
- Йылмаз (Yilmaz F.) // *Astron. Astrophys.* 1970. V. 8. P. 213.
- Жирарди и др. (Girardi L., Bertelli G., Bressan A. et al.) // *Astron. Astrophys.* 2002. V. 391. P. 195.
- Заболотских М.В., Расторгуев А.С., Дамбис А.К. // *Письма в Астрон. журн.* 2002. Т. 28. С. 516.
- Захарис и др. (Zacharias N., Finch C. T., Girard T. M. et al.) // *Astron. J.* 2012. V. 145. P. 44.
- Караали (Karaali S.) // *Publ. Istanbul Univ. Obs.* 1971. No.92. P. 5.
- Колдвелл и Коулсон (Caldwell J.A.R., Coulson I.M.) // *Astron. J.* 1987. V. 93. P. 1090.
- Колдвелла и Лэнея (Caldwell J.A.R., Laney C.D.) // in: *Proc. IAU Symp.* 148. The Magellanic Clouds. 1991. P. 249.
- Колдвелл и др. (Caldwell J.A.R., Cousins A.W.J., Ahlers C.C. et al.) // *South African Astron. Obs.* 1993. Circ. No. 15.
- Кадворт (Cudworth K.M.) // *Astron. J.* 1971. V. 76. P. 475.
- Кадворт и др. (Cudworth K.M., Martin S.C., De Gioia-Eastwood K.) // *Astron. J.* 1993. V. 105. P. 1822.
- Карделли и др. (Cardelli J.A., Clayton G.C., Mathis J.S.) // *Astrophys. J.* 1989. V. 345. P. 245.
- Каримова Д.К., Павловская Е.Д. // *Астрон. журн.* 1973. Т. 50. С. 737.
- Карни и др. (Carney B.W., Storm J., Jones R.V.) // *Astrophys. J.* 1992. V. 386. P. 663.
- Карраро и др. (Carraro G., Girardi L., Marigo P.) // *MNRAS.* 2002. V. 332. P. 705.
- Карраро и др. (Carraro G., Costa E., Ahumada J.A.) // *Astron. J.* 2010. V. 140. P. 954.
- Кастеллани и др. (Castellani V., Chieffi A., Straniero O.) // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1992. V. 78. P. 517.
- Каффи (Cuffey J.) // *Harvard. Coll. Obs. Ann.* 1938. V. 106. P. 39.
- Каччари и др. (Cacciary C., Clementini G., Fernley J.A.) // *Astrophys. J.* 1992. V. 396. P. 219.
- Кемп (Kamp L.M.) // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 1974. V. 16. P.1.
- Кьельдсен, Франдсен (Kjeldsen H., Frandsen S.) // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 1991. V. 87. P. 119.
- Кинг (King D.S.) // *Sydney Observ. Papers.* 1978. № 81.
- Кинг (King D.S.) // *Sydney Observ. Papers.* 1979. № 83.
- Кинг (King D.S.) // *Sydney Observ. Papers.* 1980a. № 87.

- Кинг (King D.S.) // Sydney Observ. Papers. 1980б. № 89.
- Кинг (King D.S.) // Sydney Observ. Papers. 1982. № 93.
- Кинг (King D.S.) // Proceed. Roy. Soc. New. South. Wales. 1983. V. 116. P. 33.
- Клариа, Кеплер (Claria J.J., Kepler S.O.) // Publ. Astron. Soc. Pacif. 1980. V. 92. P. 501.
- Копосов и др. (Koposov S., Glushkova E., Zolotukhin I.) // Astron. Nachr. 2005. V. 326. P. 597
- Копосов и др. (Koposov S., de Jong J.T.A., Belokurov V. et al.) // Astrophys. J. 2007а. V. 669. P. 337.
- Копосов и др. (Koposov S.E., Bartunov O.S., Karpov S.V.) // Highlights of Astronomy. 2007б. V. 14. P. 586.
- Копосов и др. (Koposov S.E., Glushkova E.V., Zolotukhin I.Yu.) // Astron. Astrophys. 2008а. V. 486. P. 771.
- Копосов и др. (Koposov S., Belokurov V., Evans N. W. et al.) // Astrophys. J. 2008 б. V. 686. P. 279.
- Кристиан (Christian C.A.) // Astron. J. 1980. V. 85. P. 700.
- Кристиан (Christian C.A.) // Astrophys. J. 1981. V. 246. P. 827.
- Кронбергер и др. (Kronberger M., Teutsch P., Alessi B. et al.) // Astron. Astrophys. 2006. V. 384. P. 403.
- Кубинек (Kubines W.R.) // Publ. Warner Swasey Obs. 1973. V. 1. No. 3.
- Куимов К.В., Кузьмин А.В., Нестеров В.В. // Изв. РАН. Серия Физика. 1998. Т. 62. С. 1780.
- Куликовский П. Г. // Звездная астрономия. Изд. “Наука”. Москва. 1985.
- Кумар и др. (Kumar B., Sagar R., Rautela B.S. et al.) // BASI. 2000. V. 28. P. 675.
- Ландольт (Landolt A.U.) // Astron. J. 1992. V. 104. P. 340.
- Ларсен (Larsen S.S.) // Star formation in clusters. In Proc. Planets to cosmology, essential science in the final years of the Hubble Space Telescope (eds. M. Livio and S. Caseranto). Cambridge: Cambridge Univ. Press. 2006. PP. 35-56.
- Лата и др. (Lata S., Mohan V., Sagar R.) // Bull. Astron. Society of India. 2004. V. 32. P. 371.
- Латыпов А. А. // Цирк. АИ АН УзССР. 1975. N 58. С.1.
- Латыпов А.А. // Тр. АИ АН УзССР. 1978. Т. 2. С. 3.
- Лейден и др. (Layden A.C., Hanson R.B., Hawley S.L. et al.) // Astron. J. 1996. V. 112. P. 2110.
- Линдофф (Lindoff U.) // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 1972. V. 7. P. 497.
- Линга (Lyngå G.) // Astron. Astrophys. 1982. V. 109. P. 213.
- Линга (Lyngå G.) // Computer-based Catalogue of Open Cluster Data. 5th ed. Technical report. Observ. de Strasbourg. Centre de Donnée Stellaires. Strasbourg. 1987.
- Локтин и др. (Loktin A.V., Gerasimenko T.P., Malisheva L.K.) // Astron. Astrophys.

- Trans. 2001. V. 20. P. 607.
- Лэйден и др. (Layden A.C., Hanson R.B., Hawley S.L. et al.) // *Astron. J.* 1996. V. 112. P. 211.
- Майор, Морис (Mayor M., Maurice E.) // *Stellar Radial Velocities. IAU Colloq. N 88.* (eds. Philip A.G.D., Latham D.W.). New York: Davis Press. Schenectady. 1985. P. 299.
- Макмиллан, Бинни (McMillan P.J., Binney J.J.) // *MNRAS.* 2010. V. 402. P. 934.
- Макнамара (McNamara B.J.) // *Astron. J.* 1976. V. 81. P. 375.
- Маркс, Леманн (Marx S., Lehmann H.) // *Astron. Nachr.* 1979. V. 300. P. 295.
- Маррей К.А. // *Векторная астрометрия.* Киев: Наук. думка. 1986.
- Маршалл, ван Альтена (Marschall L. A., van Altena W. F.) // *Astron. J.* 1987. V. 94. P. 71.
- Маршалл и др. (Marschall L. A., van Altena W. F., Chiu L.-T. G.) // *Astron. J.* 1982. V. 87. P. 1497.
- Маткин Н.В., Локтин А.В. // *Астрон.-геодезич. исслед. Близкие двойные и кратные звёзды.* Свердловск: УрГУ. 1990. С. 36.
- Матье, Латэм (Mathieu R.D., Latham D.W.) // *Astron. J.* 1986. T. 92. С. 1364.
- Мацеевский, Недзельский (Maciejewski G., Niedzielski A.) // *Astron. Astrophys.* 2007. V. 467. P. 1065.
- Медер, Мене (Maeder A., Meynet G.) // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 1991. V. 89. P. 451.
- Мельник А.М., Дамбис А.К., Расторгуев А.С. // *Письма в Астрон. журн.* 2001. T. 27. С. 521.
- Мельник А.М., Ефремов Ю.Н. // *Письма в Астрон. журн.* 1995. T. 21. С. 13.
- Мермийо (Mermilliod J.-C.) // *Bull. Inform. CDS.* 1992. V. 40. P. 115.  
<http://www.univie.ac.at/webda>
- Мермийо, Майор (Mermilliod J. -C., Mayor M.) // *Astron. Astrophys.* 1989. T. 219. С. 125.
- Мермийо, Майор (Mermilliod J. -C., Mayor M.) // *Astron. Astrophys.* 1990. T. 237. T. 61.
- Мермийо и др. (Mermilliod J.-C., Latham D.W., Glushkova E.V. et al.) // *Astron. and Astrophys.* 2003. V. 399. P. 105.
- Мермийо и др. (Mermilliod J.-C., Mayor M., Udry S.) // *Astron. and Astrophys.* 2008. V. 485. P. 303.
- Мерсе и др. (Mercer E. P., Clemens D. P., Meade M. R. et al.) // *Astrophys. J.* 2005. V. 635. P. 560.
- Метцгер и др. (Metzger M. R., Caldwell J. A. R., Schechter P. L.) // *Astron. J.* 1998. V. 115. P. 635.
- Мишуров Ю.Н. и др. (Mishurov Yu.N., Zenina I., Dambis A.K. et al.) // *Astron.*

- Astrophys. 1997. V. 323. P. 775.
- Мохан и Пандей (Mohan V., Pandey A. K.) // *Astrophys. Space Science*. 1984. V. 105. P. 315.
- Монэ (Monet D.G.) // *BAAS*. 1998. V. 30. P. 1427.
- Монэ и др. (Monet D. G., Levine S. E., Canzian B. et al.) // *Astron. J.* 2003. V. 125. P. 984.
- Моффат, Фогт (Moffat A. F. J., Vogt N.) // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 1975. V. 20. P. 95.
- Нетопил и др. (Netopil M., Paunzen E., Maitzen H. M. et al.) // *Astron. Nachr.* 2005. V. 326. P. 734.
- Никифоров И.И., Петровская И.В. // *Астрон. журн.* 1994. Т. 71. С. 1.
- Нордстрём и др. (Nordström B., Mayor M., Andersen J. et al.) // *Astron. Astroph.* 2004. V. 418. P. 989.
- Павловская Е.Д. // *Переменные звезды*. 1953. Т. 9. С. 349.
- Патат, Карраро (Patat F., Carraro E.) // *MNRAS*. 2001. V. 325. P. 1591.
- Перссон и др. (Persson S. E., Murphy D. C., Krzeminski W. et al.) // *Astron. J.* 1998. V. 116. P. 2475.
- Петри, Де Гиойа-Иствуд (Petry C.E., De Gioia-Eastwood K.) // *Частное сообщение*. 1994.
- Пискунов и др. (Piskunov A.E., Kharchenko N.V., Roser S., Schilbach E., Scholz R.-D) // *Astron. Astrophys.* 2006. V. 445. P. 545.
- Понт и др. (Pont F., Mayor M., Burki G.) // *Astron. Astrophys.* 1994. V. 285. P. 415.
- Понт и др. (Pont F., Queloz D., Bratschi P. et al.) // *Astron. Astrophys.* 1997. V. 318. P. 416.
- Пресс и др. (Press W.H., Flannery B.P., Teukolsky S.A. et al.) // *Numerical Recipes: The Art of Scientific Computing*. Cambridge University Press. Cambridge. 1987.
- Пургатофер (Purgathofer A.) // *Ann. Univ. Sternw. Wien*. 1964. V. 26. № 2.
- Пургатофер (Purgathofer A.) // *Mitt. Univ. Sternw. Wien*. 1966. V. 13. № 2.
- Расторгуев А.С., Валитова А.М., Глушкова Е.В. и др. // *Каталог лучевых скоростей звезд поздних спектральных классов. В кн.: Каталог измерений лучевых скоростей. Каталог собственных движений*. Изд. МГУ. Москва. 1990. С. 29.
- Расторгуев А.С., Глушкова Е.В. // *Письма в Астрон. журн.* 1997. Т. 23. С. 931.
- Расторгуев А. С. и др. (Rastorguev A.S., Glushkova E.V., Dambis A.K. et al.) // *JENAM 1998. ESA Publ. Division*. 1998. P. 195.
- Расторгуев А.С., Глушкова Е.В., Дамбис А.К., Заболотских М.В. // *Письма в Астрон. журн.* 1999. Т. 25. С. 689.
- Расторгуев и др. (Rastorguev A.S., Glushkova E.V., Zabolotskhikh M.V., Baumgardt H.) // *Astron. Astrophys. Trans.* 2001. V. 20. P. 103.

- Рид и др. (Reid M.J., Menten K.M., Brunthaler A.) // 2014. arXiv:1401.5377
- Рейле, Робен (Reylé C., Robin A.C.) // *Astron. Astrophys.* 2002. V. 384. P. 403.
- Розер, Бастиан (Roser S., Bastian U.) // *PPM: Star catalogue: Positions and Proper Motions*. Heidelberg. 1991. V. 1, 2.
- Шабодош (Szabados L.) // *Pulsating stars – recent developments in theory and observation* (eds Takeuti M., Sassolov D. D.). Tokyo: Universal Academy Press. 1991. P. 81.
- Сагар, Рихтлер (Sagar R., Richtler T.) // *Astron. Astrophys.* 1991. V. 250. P. 324.
- Сандерс (Sanders W.L.) // *Astron. Astrophys.* 1971. V. 15. P. 368.
- Сандерс (Sanders W.L.) // *Astron. and Astrophys.* 1972a. V. 16. P. 58.
- Сандерс (Sanders W.L.) // *Astron. and Astrophys.* 1972b. V. 19. P. 155.
- Сандерс (Sanders W.L.) // *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* 1973. V. 9. P. 221.
- Сандерс, ван Альтена (Sanders W.L., van Altena W.F.) // *Astron. and Astrophys.* 1972. V. 17. P. 193.
- Сандерс, Шрёдер (Sanders W. L., Schröder R.) // *Astron. and Astrophys.* 1980. V. 88. P. 102.
- Сачков и др. (Sachkov M.E., Glushkova E.V., Rastorguev A.S.) // in: *ASP Conference Series*. 2001. V. 246. P. 327.
- Сегевисс (Seggewis W.) // *Zeit. Fur Astrophys.* 1968. V. 68. P. 142.
- Скарф (Scarfe C. D.) // *Lowell. Observ. Bull.* 1983. V. 167. P. 93.
- Скрутски и др. (Skrutskie M.F., Cutri R.M., Stiening R. et al.) // *Astron. J.* 2006. V. 131. P. 1163.
- Соуэлл (Sowell J.R.) // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1987. V. 64. P. 241.
- Стетсон (Stetson P.V.) // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. 2000. V. 112. P. 925.
- Стоун (Stone R.S.) // *Astron. and Astrophys.* 1977. V. 54. P. 803.
- Страйжис В. // *Многоцветная фотометрия звёзд: фотометрические системы и методы*. Вильнюс: Мокслас. 1977.
- Страйжис, Казлаускас (Straizys V., Kazlauskas A.) // *Baltic Astronomy*. 1993. V. 2. P. 1.
- Субраманьям, Бхатт (Subramaniam A., Bhatt B.C.) // *MNRAS*. 2007. V. 377. P. 829.
- Сурдин В.Г. // "Рождение звезд". Москва. УРСС. 1997. С. 1.
- Тадросс (Tadross A.L.) // *MNRAS*. 2008. V. 389. P. 285.
- Тадросс (Tadross A.L.) // *New Astronomy*. 2009. V. 14. P. 200.
- Тёрнер, Бёрке (Turner D.G., Burke J.F.) // *Astron. J.* 2002. V. 124. P. 2931.
- Тиан и др. (Tian K. -P., Ying M. -G., Jib J. -Y. et al.) // *Ann. Shanghai Obs.* 1983. V. 5. P. 227.
- Токовинин А.А. // *Астрон. журн.* 1987. Т. 64. С. 196.
- Уайт и Винг (White N.M., Wing R.F.) // *Astrophys. J.* 1978. V. 222. P. 209.

- Уайтет, ван Бреда (Whittet D.C.B., van Breda I.G.) // MNRAS. 1980. V. 192. P. 467.
- Удальский и др. (Udalski A., Szymanski M., Kubiak M. et al.) // Acta Astron. 1999. V. 49. P. 201.
- Уитмор (Whitmore B.C.) // The formation of star clusters. In Proc. A decade of HST science (eds. M. Livio, K. Noll and M. Stiavelli). Cambridge: Cambridge Univ. Press. 2003. PP. 153-178.
- Уорнер и Винг (Warner J.W., Wing R.F.) // Astrophys. J. 1977. V. 218. P. 105.
- Уоррен и др. (Warren S.J., Cross N.J.G., Dye S. et al.) // UKIDSS Galactic Plane Survey. 2007. arXiv:astro-ph/0703037.
- Фадеев Ю.А. // Неустойчивые процессы во Вселенной (ред. А.Г. Масевич). М.: Космоинформ. 1994. С. 79.
- Фейнштейн (Feinstein A.) // Astron. and Astrophys. Suppl. Ser. 1976. V. 24. P. 389.
- Фенкарт (Fenkart R.P.) // Mem. Soc. Astron. Italiana. 1968. V. 39. P. 85.
- Фенкарт, Шредер (Fenkart R. P., Schroder A.) // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 1985. V. 59. P. 83.
- Фернли и др. (Fernley J., Barnes T. G., Skillen I. et al.) // Astron. Astrophys. 1998. V. 330. P. 515.
- Фист, Уайтелок (Feast M.W., Whitelock P.A.) // MNRAS. 1997. V. 291. P. 683.
- Фист, Кечпул (Feast M.W., Catchpole R.M.) // MNRAS. 1998. V. 286. P. L1.
- Фист и др. (Feast M., Pont F, Whitelock P.) // MNRAS. 1998. V. 298. P. L43.
- Фич и др. (Fich M., Blitz L., Stark A.A.) // Astrophys. J. 1989. V. 342. P. 272.
- Френсис (Francis S.P.) // Astron. J. 1989. V. 98. P. 888.
- Фринк и др. (Frink S., Fuchs B., Roser S. et al.) // Astron. Astrophys. 1996. V. 314. P. 430.
- Фриэл, Джейнс (Friel E.D., Janes K.A.) // Astron. Astrophys. 1993. V. 267. 75.
- Фриэл и др. (Friel E.D., Liu T., Janes K.A.) // PASP. 1989. V. 101. P. 1105.
- Фрёбрих и др. (Froebrich D., Scholz A., Raftery C. L.) // MNRAS. 2007. V. 374. P. 399.
- Фрёбрих и др. (Froebrich D., Schmeja S., Samuel D. et al.) // MNRAS. 2010. V. 409. P. 1281.
- Фролов В.Н. // Изв. ГАО Пулково. 1977. Т. 195. С. 80.
- Хаккита и др. (Hakkita J., Sanders W.L., Schroder R.) // Astron. and Astrophys. Suppl. Ser. 1983. V. 51. P. 54.
- Харди Р.Х. // Редукция фотоэлектрических наблюдений. В книге “Методы астрономии”. М.: Мир. 1967. С. 157.
- Хардорп (Hardorp J.) // Astronomische Abhandlungen der Hamburger Sternwarte in Bergedorf. 1960. V. 5. P. 215.
- Харрис (Harris W.E.) // Astron. J. 1996. V. 112. P. 1487 and



[www.physics.mcmaster.ca/Globular.html](http://www.physics.mcmaster.ca/Globular.html)

- Харрис, Харрис (Harris G.L.H., Harris W.E.) // *Astron. J.* 1977. V. 82. P. 612.
- Хаули и др. (Hawley S.L., Jeffreys W.N., Barnes T.G. III, Wan Lai) // *Astrophys. J.* 1986. V. 302. P. 626.
- Хе и др. (He L., Whittet D.C.B., Kilkenny D. et al.) // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1995. V. 101. P. 335.
- Хек, Фернли (Heck A., Fernley J.) // *Astron. Astrophys.* 1998. V. 332. P. 875.
- Хейфорд (Hayford P.) // *Lick Observ. Bull.* 1932. V. 16. P. 53.
- Хоуг и др. (Hoag A.A., Johnson H.L., Iriarte B. et al.) // *Publ. U.S. Naval Observ.* 1961. Ser. II. V. 17. P. 7.
- Хог (Haug U.) // *Astron. Astrophys. Suppl.* 1970. V. 1. P. 35.
- Холопов П.Н. // *Астрон. журн.* 1980. Т. 57. С. 12.
- Хонм, Соф (Honma M., Sofue Y.) // *Publ. Astron. Soc. Jap.* 1996. V. 48. P. 103.
- Хрон (Hron J.) // *Astron. Astrophys.* 1987. V. 176. P. 34.
- Хрон, Мэйтзен (Hron J., Maitzen H.M.) // in: *Proc. IAU Symp. 106. The Milky Way Galaxy.* eds. van Woerden et al., D. Reidel. Dordrecht. 1985. P. 105.
- Чардулло, Демарк (Ciardullo R.B., Demarque P.) // In “Problems of Calibration of Multicolor Photometric Systems”. *Dudley Observ.* 1979. V. 14. P. 317.
- Шабуае и др. (Chaboyer B., Demarque P., Kernan P.J., Krauss L.M.) // *Astrophys. J.* 1998. V. 494. P. 96.
- Шаллер и др. (Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A.) // *Astron. Astrophys.* 1992. V. 96. P. 269.
- Шепли (Shapley H.) // *Contrib. Mount Wilson Solar Obs.* 1916. V. 116. P. 1.
- Шмидт-Калер (Schmidt-Kaler Th.) // In Scaifers K., Voigt H. H. *Landolt/Bornstein. Numerical Data and Functional Relationship in Science and Technology. New series. Group VI.* 1982. V. 2b. Springer-Berlin. P. 14.
- Шёнрих и др. (Schönrich R., Binney J.J., Dehnen W.) // *MNRAS.* 2010. V. 403. P. 1829.
- Эгген (Eggen O.J.) // *Royal Obs. Bull.* 1968. No. 137.
- Эпштейн и др. (Epchtein N., de Batz B., Capoani et al.) // *The Messenger.* 1997. V. 87. P. 27.
- Эрикссон (Erikson R.R.) // *Astron. and Astrophys.* 1971. V. 10. P. 270.
- Ядав и др. (Yadav R.K.S., Glushkhova E.V., Sariya D.P. et al.) // *MNRAS.* 2011. V. 414. P. 652.
- The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. European Space Agency. 1997. ESA SP-1200.