

Казанский (Поволжский) Федеральный Университет

Физический факультет

Жуков Г.В., Жучков Р.Я.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ РАССТОЯНИЙ В АСТРОНОМИИ

(Учебно-методическое пособие)

Казань, 2010

Публикуется по решению Редакционно-издательского совета физического факультета.

УДК

Жуков Г.В., Жучков Р.Я. Определение расстояний в астрономии. Учебно-методическое пособие. Казань, 2010, - 17с.
Приложения – 500с.

В учебно-методическом пособии рассматриваются два метода определения расстояний в астрономии, по существу тригонометрические, но с привлечением дополнительных данных о физических характеристиках звезд и межзвездной среды. Рекомендуются студентам 3 курса специальности «астрономия» для выполнения практических (лабораторных) работ по курсу «Общая астрофизика. Методы определения параметров звезд».

Рецензент: А. И. Галеев, доцент КГГПУ

Физический факультет К(П)ФУ 2010

Определение расстояний в астрономии.

*Моя работа была бы невозможна, если бы
не было фундамента, создаваемого
результатами астрометрии.*

М. Шварцшильд

Часть I. Динамические параллаксы.

Часть II. Определение расстояний до рассеянных скоплений (с учетом межзвездного поглощения).

Введение

Расстояние до объекта является одной из основных характеристик, которые определяются из астрономических наблюдений. Более того, только знание расстояний позволяет определять многие характеристики звезд, такие как светимости, массы и др.

Шкала расстояний в астрономии основана на знании расстояния между Землей и Солнцем (астрономическая единица, а.е.), которое определяется несколькими способами – старейшим из них является прямое измерение суточного параллакса Солнца. Из-за ряда трудностей (яркость Солнца, тепловые деформации инструмента) этот метод наименее точен. Из третьего закона Кеплера легко определяется взаимное положение планет в Солнечной системе. Остается только масштабировать его, что достигается с высокой точностью определением параллакса Венеры из наблюдений ее прохождения по диску Солнца либо радиолокацией планеты.

Расстояния до звезд первоначально определялись тоже только тригонометрическим методом. Определение годичного параллакса опирается именно на надежное знание 1 а.е. Точность наземных измерений параллаксов ограничена земной атмосферой и составляет приблизительно $\pm 0.01''$. Геометрическими по существу являются статистические и групповые параллаксы (параллаксы движущихся скоплений). Последние обладают высокой точностью и лежат в основе шкалы астрономических расстояний, обеспечивая связь между тригонометрическими и фотометрическими методами.

Как видно из вышесказанного, в астрономии не существует универсального метода измерения расстояний до небесных объектов. По мере перехода ко все более удаленным телам один метод сменяет другой. Так, расстояния между планетами измеряются с помощью радиолокации. Межзвездные расстояния вплоть до 100 парсеков раньше измеряли с помощью тригонометрических параллаксов (HIPPARCOS отодвинул эту границу до 1000 парсеков). Вплоть до расстояний в миллион парсеков (1 мпк) используется метод цефеид. Еще более далекие объекты – галактики и квазары удалены от нас на сотни и тысячи мегапарсеков. Такие расстояния измеряются по красному смещению и требуют знания постоянной Хаббла.

Естественно думать, что при передаче эстафеты от одного метода другому, каждый из "старших" методов должен быть проверен с помощью "младшего" метода. Для этого должны существовать области перекрытия, в которых можно применять по крайней мере два метода (Рис.1).

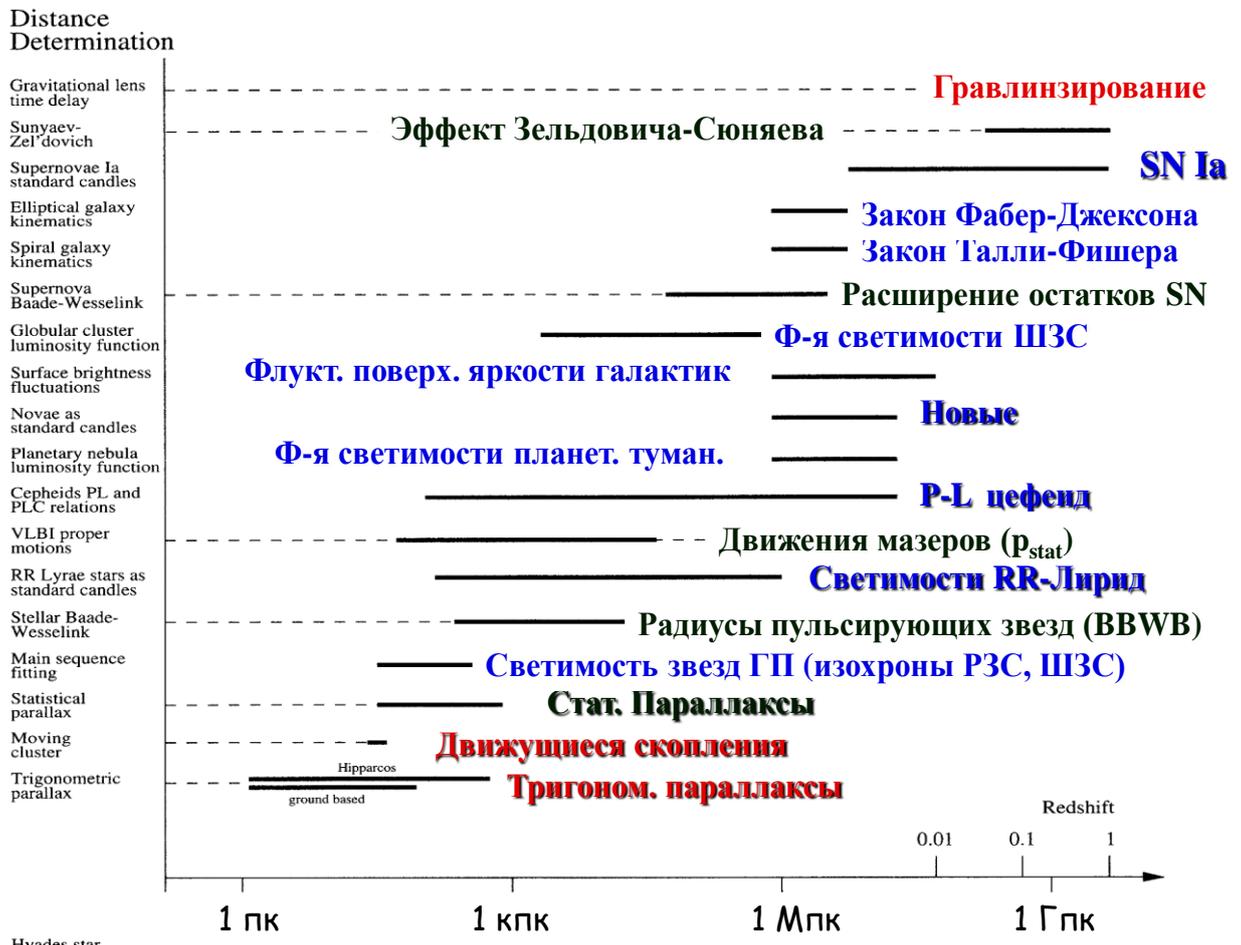


Рис.1. Иерархия методов определения расстояний во Вселенной (красный цвет – прямые методы, черный – промежуточные, синий – косвенные).

Наиболее надежными годичными параллаксами нас обеспечивают заатмосферные наблюдения – точность спутника Гиппаркос достигает $\pm 0.001''$.

В любом случае прямые методы (тригонометрические) позволяют определять расстояния, не превышающие 1кпк. Более удаленные объекты дистанцируются косвенными методами (фотометрическими): блеск убывает пропорционально квадрату расстояния и если известна светимость звезды, можно найти расстояние. Примерами могут служить «спектральные параллаксы» - по статистическим зависимостям интенсивности линий от светимости или «цефеидные параллаксы» - по зависимости «период светимость». Точность фотометрических методов ограничивается дисперсией эмпирических зависимостей и, как правило, не превышает $\pm 25\%$.

Основным фотометрическим методом является метод цефеид. Еще в 1908 году Г. Ливитт, изучая переменные в Малом Магеллановом Облаке (ММО) отметила, что более яркие цефеиды имеют больший период. Поскольку все переменные находятся на одном расстоянии (размеры ММО много меньше расстояния до него), то достаточно знать светимость хотя бы одной такой цефеиды, чтобы для любой звезды данного типа по зависимости «период-светимость» (P-L) определить расстояние. Однако в окрестности Солнца, доступной для определения расстояний тригонометрическим методом, нет ни одной цефеиды. Поэтому Х. Шепли счел, что переменные в шаровых скоплениях с похожими кривыми блеска (впоследствии – пульсирующие типа RR Lyg!), имеют такую же светимость, что и цефеиды. Таким образом, нуль пункт зависимости P-L оказался занижен на 1.5^m . Использование такой зависимости привело к существенному занижению размеров туманности Андромеды (M31) и светимости объектов в ней. Ошибка сохранялась почти 30 лет до тех пор, пока В. Бааде, а затем Д. Ирвин не разрешили эту проблему, создав современную шкалу расстояний во Вселенной. Основанием для этого явилось обнаружение нескольких цефеид в рассеянных скоплениях, расстояния до которых уверенно определяются по диаграмме Герцшпрунга – Рассела: таким образом, проблема нуль пункта зависимости P-L цефеид оказалась связана с проблемой шкалы расстояний рассеянных скоплений.

Как уже указывалось, в сфере радиусом 100 парсеков нет ни одной цефеиды (одна из ближайших к нам цефеид – это Полярная звезда, она удалена от нас на 122 парсека). Поэтому до реализации проекта Гиппаркос (HIPPARCOS) шкала расстояний, основанная на цефеидах в скоплениях, не была согласована с результатами прямых измерений до звезд методами тригонометрических параллаксов. Теперь ситуация изменилась: шкала цефеид была уточнена, на основании чего было сделано заключение о том, что принятое в настоящее время значение постоянной Хаббла должно быть уменьшено на 5-10 процентов.

К сожалению, эксперимент Гиппаркос не сумел дать окончательный ответ о нуль пункте. К примеру, расстояние до δ Цефея было определено в 278 (+48/-35) пк (Гиппаркосом в комбинации с наземными определениями), в то время как интерферометрические наблюдения дают 262 ± 6 пк. Хорошо, что возможная ошибка уменьшена с 1.5^m до 0.2^m .

Кроме того, было обнаружено, что наклон зависимости P-L для цефеид Галактики и БМО различается; вероятным объяснением является различие химсостава звезд в разных галактиках.

Рассмотрим некоторые методы определения расстояний, по существу тригонометрические, но использующие данные о физических параметрах звезд и межзвездной среды.

I. Динамические параллаксы

Возможность независимого определения размеров орбит визуально-двойных звезд из анализа их движения позволила применить

тригонометрический метод определения расстояний, намного больших, чем при наблюдениях годовых параллаксов. Это обусловлено существенно большими размерами орбит двойных, нежели земная орбита. Рассмотрим схему определения динамического параллакса (рис. 2).

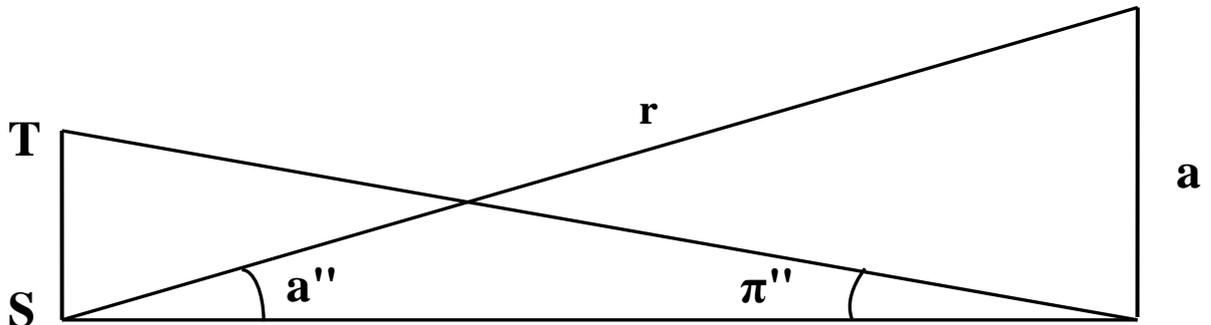
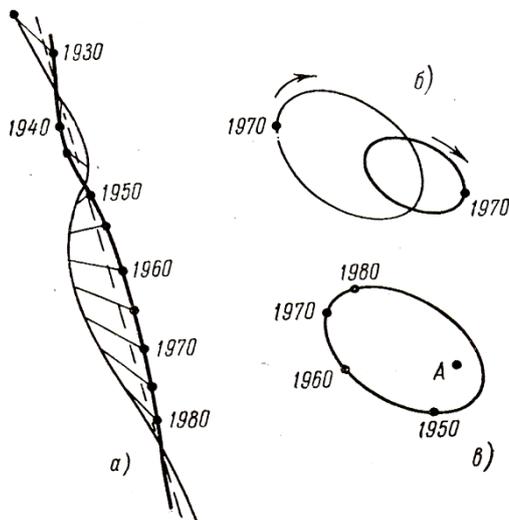


Рис. 2. T – Земля, S – Солнце, a и a'' – большая полуось орбиты визуально-двойной звезды в линейных и угловых единицах, π'' – параллакс.

Из наблюдений стандартными методами (Рис.3) получают большую полуось a'' и период P двойной системы.



Видимая орбита Сириуса. Жирной кривой на рис. а) показано синусоидальное движение главной звезды, тонкой кривой изображено синусоидальное движение компаньона (белого карлика), пунктирной кривой — движение центра тяжести системы; на рис. б) даны видимые орбиты обоих компонентов вокруг их общего центра тяжести; на рис. в) — видимая орбита спутника вокруг главной звезды.

Измерения орбиты в двойной системе чаще всего выполняются относительно более яркой компоненты (А на рис. 3б). Обратите внимание, что наблюдаемый эллипс является проекцией истинного эллипса на картинную плоскость, а компонента А не находится на линии апсид (большой оси видимого эллипса). Именно этот факт позволяет найти угол наклона плоскости орбиты и вычислить параметры истинной орбиты: большую полуось и наклонение. В тех случаях, когда длительный период не позволяет получить наблюдения за целый оборот, часть эллипса восстанавливают до целого (при этом теряется точность).

Рис. 3. Абсолютная и относительная орбиты визуально-двойной системы.

Из третьего закона Кеплера имеем:

$$a = ((GP^2(M_1+M_2))/4\pi^2)^{1/3},$$

или, если выразить большую полуось в а.е, период в земных годах а массы в массах Солнца:

$$a = (P^2(M_1+M_2))^{1/3},$$

а затем вычисляем параллакс ($r = a(\text{а.е.})/a''$, $\sin a'' \approx a''(\text{рад}) = a/r$), если известны массы звезд:

$$\pi'' = a''/(P^2(M_1+M_2))^{1/3} \quad (1)$$

(Получение масс звезд – самостоятельная задача, для решения которой надо знать расстояние до двойной.)

Поскольку в уравнении (1) две неизвестных величины – расстояние и сумма масс компонент, нахождение динамического параллакса проводится методом последовательных приближений. На первом этапе предположим, что масса каждой компоненты равна массе Солнца (M_0) и вычислим параллакс двойной. Далее уточняем массы звезд по зависимости «масса – светимость» (Рис.4), для чего из видимых звездных величин компонент получаем абсолютные величины, а из последних получаем абсолютные болометрические величины $M_{bol} = M_v + \text{В.С.}$ Болометрические поправки приведены на рисунках 5а, 5б.

На втором и следующих этапах вновь решаем уравнение (1) и из сравнения разницы двух последних значений расстояния с точностью наблюдений, делаем вывод о достижении необходимого результата.

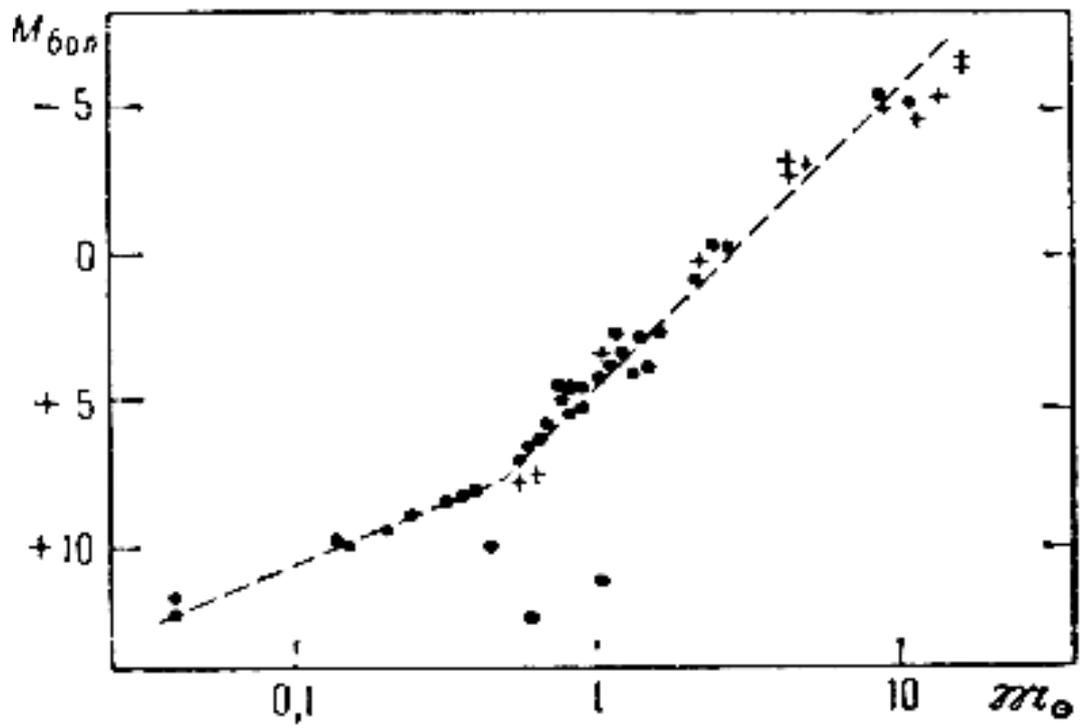


Рис.4. Диаграмма «масса – светимость» для звезд ГП. Три точки ниже зависимости – белые карлики (класс светимости VII).

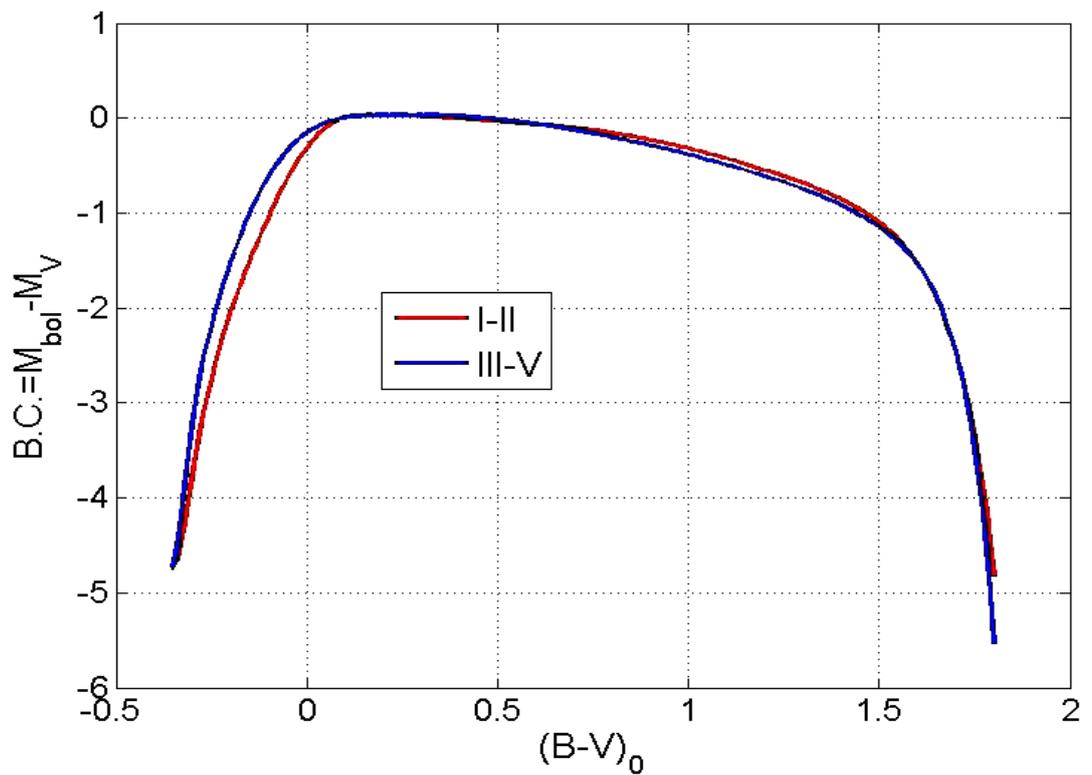


Рис 5а. Боллометрические поправки в зависимости от цвета (B-V).

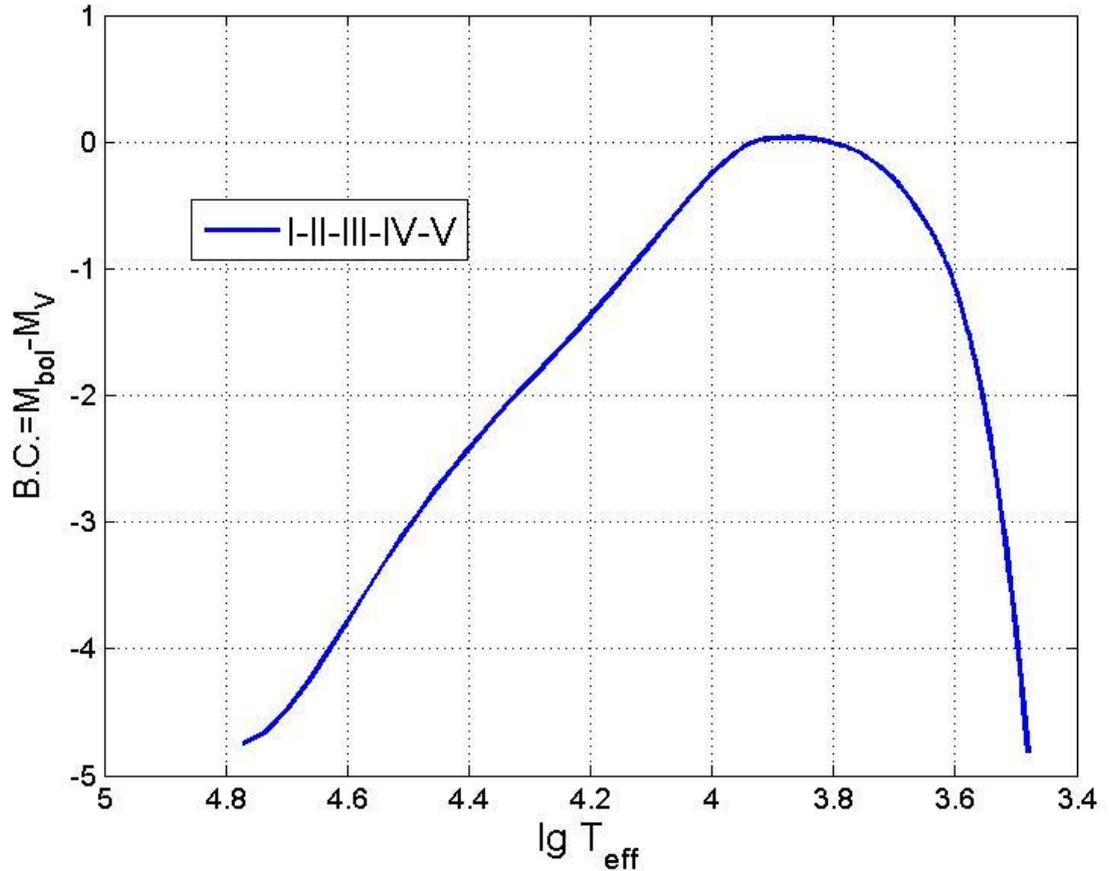


Рис.5b. Болومترические поправки в зависимости от эффективной температуры звезды.

Пример вычисления динамического параллакса.

В таблице (Приложение 1) имеем следующие параметры двойной: обозначение звезды, координаты α , δ , видимые звездные величины и спектральные классы компонент, период и большая полуось орбиты.

N	Звезда	Коорд. 2000.0	m_{v1}	m_{v2}	Sp1	Sp2	P (лет)	a''
0	α Cen	14 39.6 - 60 50	- 0.04	1.17	G2V	K0V	79.92	17.52

1. Принимаем $(M_1+M_2) = 2$ и находим по формуле (1) предварительное значение параллакса – $\pi'' = 0.749$.
2. Вычисляем предварительные значения абсолютных звездных величин компонент: $M_{V1} = m_{v1} + 5 + 5 \lg \pi'' = 4.33^m$; аналогично $M_{V2} = 5.54^m$.
3. Так как в соотношении «M – L» используется болومترическая светимость, найдем болومترические поправки В.С. к абсолютным величинам по таблице Цвета, температуры и болومترические поправки звезд, параграф 99 (Приложение 2, *эл. копия Аллена*) для звезд ГП:

Sp	M_V	$(B - V)_0$	$(U - B)_0$	T_{eff}	BC	M_{bol}
		[1, 2, 5, 6, 8, 10, 12, 21, 25, 27, 28]			[1, 2, 25, 26]	
Главная последовательность, V						
G0	+4,4	+0,58	+0,05	6 030	-0,03	+4,3
G5	+5,1	+0,70	+0,19	5 520	-0,07	+5,0
K0	+5,9	+0,89	+0,47	4 900	-0,19	+5,8

Величину поправки для спектрального класса G2 получаем линейным интерполированием (-0.05^m); отсюда $M_{b1} = 4.28^m$, $M_{b2} = 5.35^m$.

4. По соотношению «M – L» (таблица *Зависимость светимости и радиуса звезды от ее массы (исключая белые карлики), параграф 100, прил. 2)*

$\lg (M / M_{\odot})$	M_{bol}	$\lg (L / L_{\odot})$
	[1–5]	
-0,2	+6,6	-0,8
0,0	+4,7	0,0
+0,2	+2,7	+0,8

линейным интерполированием находим массы звезд спектральных классов G2 и K0 – 1.17 и 0.86 M_{\odot} .

5. Масса двойной для второй итерации - 2.03 масс Солнца, что приводит к параллаксу 0.746". Абсолютные величины – $M_{V1} = 4.32^m$; $M_{V2} = 5.53^m$, а болометрические - $M_{b1} = 4.27^m$, $M_{b2} = 5.34^m$. Массы при второй итерации не изменяются. Окончательное значение параллакса 0.746", поскольку наземные наблюдения имеют исходную угловую точность не лучше $\pm 0.001''$. На практике, если сумма масс звезд существенно отличается от $2M_{\odot}$, потребуется больше итераций, но как правило, не более 5.
6. Тригонометрический параллакс α Cen равен 0.754" (каталог 50 самых близких звезд, Э.В. Кононович, В.И. Мороз « Курс общей астрономии» или по данным каталогов в Интернете).

Задание: каждый студент получает для расчетов две звезды из списка (Приложение 1), проводит вычисления динамического параллакса и сравнивает со значениями тригонометрического параллакса по данным каталогов. При значительном расхождении результатов анализируются его причины.

В отчете представляются: идея метода динамического параллакса и расчеты параллакса по каждой итерации.

Контрольные вопросы:

- определения звездных величин и показателей цвета;
- болометрическая поправка и ее смысл;
- методы наблюдений визуальных двойных звезд;

- идея метода динамического определения расстояний;
- недостатки и преимущества динамического параллакса.

II. Определение расстояний до рассеянных скоплений (с учетом межзвездного поглощения).

Первые фотометрические исследования рассеянных скоплений (РС) в системе UVV показали, что тонкая цепочка на диаграмме «цвет-величина» для звезд скопления соответствует главной последовательности и в верхней части поворачивает вверх и вправо. Звезды главной последовательности наиболее многочисленные звезды, в которых энергия выделяется в реакции синтеза гелия из водорода. Численность звезд определяется продолжительностью этой реакции – следовательно, временем жизни звезды на данной стадии, которое со своей стороны пропорционально массе звезды и обратно пропорционально ее светимости. Таким образом, отклонение верхней части Главной последовательности (ГП) связано с более быстрой эволюцией наиболее массивных звезд в рассеянных скоплениях, а сама ГП является изохроной – линией, на которой расположены звезды разных масс, но одного возраста. Осознание этих фактов позволило построить сводную диаграмму скоплений и получить точное положение последовательности, являющееся исходной, начальной ГП (ИГП, НГП или ZAMS – Zero Age Main Sequence, рис. 1). Нуль-пункт сводной диаграммы основан на расстоянии до Гиад, которое надежно определяется ввиду их близости.

Введя понятие ИГП, Сендидж и Джонсон в 1956 году получили новый метод определения расстояний до рассеянных скоплений. Типичные размеры РС не превышают 10 пк, поэтому все звезды скопления можно считать находящимися на одном расстоянии. Из сравнения наблюдаемой ГП (видимые звездные величины m) скопления с НГП (абсолютные звездные величины M) в области, не затронутой эволюцией мы получаем модуль расстояния $(m_V - M_V) = 5 \lg r - 5$.

Кажущаяся простота метода обременена межзвездным поглощением света $A_V(r)$, которое наиболее сильно в диске Галактики – именно в нем расположено большинство скоплений (Рис.2).

Очевидное из существования темных туманностей предположение о межзвездном поглощении света, намного позже подтвердилось в исследованиях рассеянных скоплений, выполненных Р.Трюмплером в 1930 году. Он выявил, что для скоплений одного класса, диаметры которых естественно считать одинаковыми, наблюдается систематическое увеличение диаметра с расстоянием. Вместе с этим наблюдалось и увеличение показателя цвета. Размеры далеких скоплений оказались большими вследствие завышения расстояний до них. Поглощение света происходит в тонком слое в плоскости Млечного Пути (Рис. 3) Плотность пыли неравномерна, но в среднем увеличивается с расстоянием.

Полное поглощение $A_V(r) = a_V \cdot r$, где a_V – поглощение на 1 Кпк, r – расстояние в Кпк. С другой стороны оказалось, что отношение $A_V(r)/CE =$

R_V , где CE – избыток цвета, а параметр R_V – постоянная величина для данной фотометрической полосы. В системе UBV избыток цвета:

$$E_{(B-V)} = (B-V) - (B-V)_0,$$

где $(B-V)$ – наблюдаемый, а $(B-V)_0$ – непокрашенный показатели цвета. Постоянная $R_V = 3.1$.

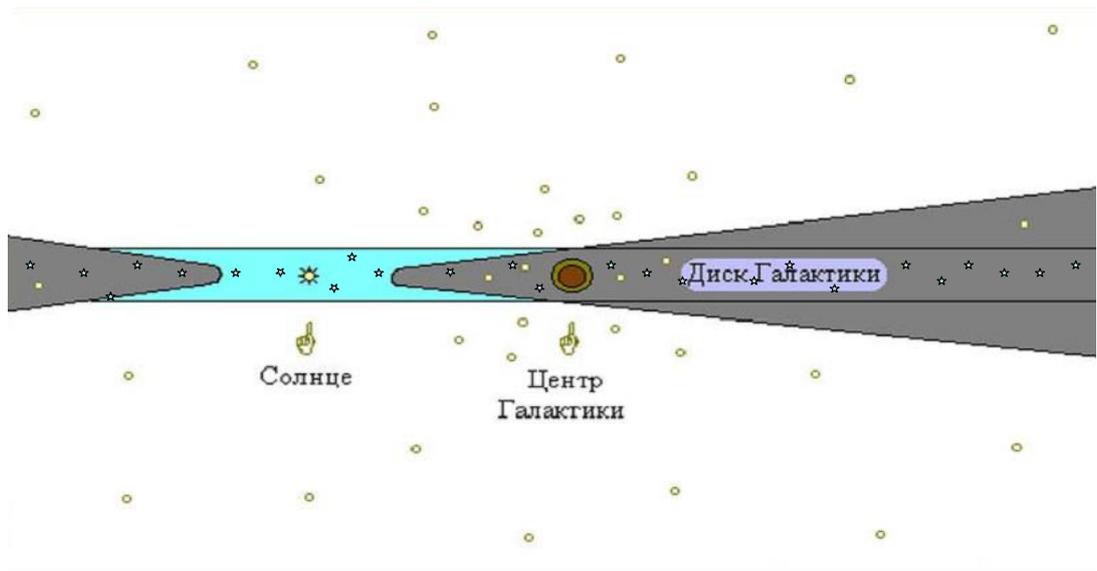


Рис. 2. Схематическое представление о поглощении света в Галактике. Серым цветом показаны зоны, практически недоступные для наблюдений в оптическом диапазоне. Кружки – шаровые скопления, звездочки – рассеянные.

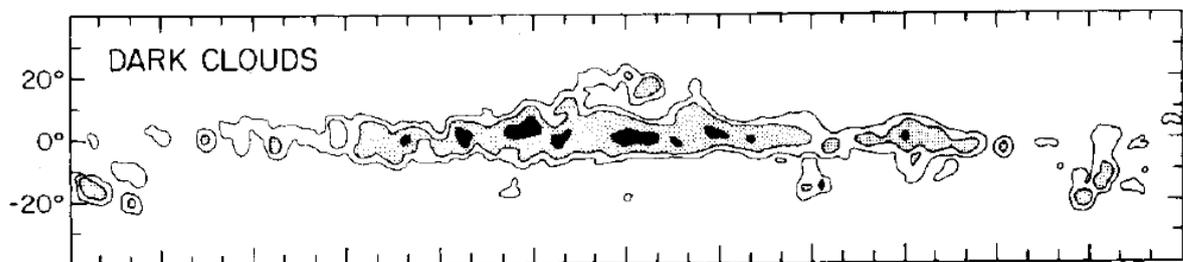


Рис.3. Распределение темных облаков в плоскости Млечного Пути.



Рис.4. Поглощение в спиральных галактиках, вызываемое пылью.

Полное поглощение света, вызываемое пылью, пропорционально покраснению. По близким звездам (без поглощения) можно определить их нормальные цвета и сопоставить их со спектральными классами. Если спектроскопия недоступна, существует возможность по трехцветной фотометрии определять поглощение света, не задаваясь расстоянием до звезды и характером распределения вещества на луче зрения. Придется только предположить, что звезда относится к ГП, наиболее многочисленной группе и по двухцветной диаграмме определить непокрашенные цвета звезды, а затем избыток цвета $E_{(B-V)}$. Модуль расстояния с учетом поглощения:

$$(m_V - M_V) = 5 \lg r - 5 + R_V E_{(B-V)}.$$

Можно найти расстояние, найдя смещение ГП скопления относительно ИГП, предварительно исправив положение наблюдаемой ГП за покраснение. Другой способ – найти индивидуальные расстояния до каждой звезды скопления и усреднить результаты.

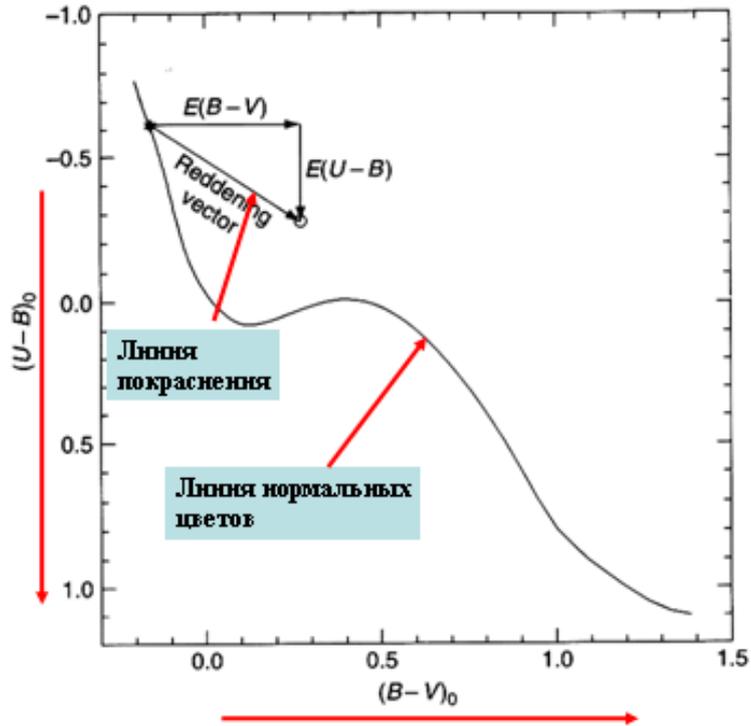


Рис. 5. Двухцветная диаграмма с линией покраснения. Наклон линий покраснения $E_{(U-B)}/E_{(B-V)}=0.72$.

Пример определения расстояния до скопления.

В таблице (Приложение 3) предложен список скоплений для определения расстояний. Выбрав одно из них, например NGC744, построим наблюдаемую двухцветную диаграмму (Рис. 6) и диаграмму Гецшпрунга-Рессела (Рис. 7) по данным каталога «UBV and MK types in Open Clusters», 3rd ed. (Mermilliod, 1986)(Приложение 4, [эл. версия каталога](#)):

№п/п	Обозначение	V	B-V	U-B
915	207440001	11948 BD+54 429	7.860 0.210	0.170
916	207440002	BD+54 425	10.440 0.340	0.140
917	207440003		10.620 0.450	0.180
918	207440004		10.950 0.370	0.030
919	207440005		11.080 1.090	0.920

В качестве примера приведены данные из каталога для первых 5 звезд скопления.

1. На рисунке 6 схематически показано смещение наблюдаемой зависимости к непокрашенной таким образом, чтобы $E_{(U-B)}/E_{(B-V)}=0.72$. Величина смещения по горизонтальной оси будет избытком цвета $E_{(B-V)}$. В нашем случае $E_{(B-V)} = 0.45^m$.

2. Откорректируем положение наблюдаемой диаграммы ГР скопления за межзвездное покраснение, сместив ее на 0.45^m влево. Расстояние по вертикали на рисунке 7 между исправленной диаграммой ГР и ИГП (m-M) составляет 10.5^m , что соответствует расстоянию до скопления $r = 1260$ пк. По данным разных каталогов скоплений расстояние до NGC744 составляет от 1190 до 1500 пк.

Как уже указывалось, можно определить избыток цвета для каждой звезды скопления, а затем усреднить результаты. В этом случае необходимо исключить красные гиганты и звезды, не относящиеся к скоплению (звезды поля).

Примечания.

Для построения ИГП и непокрашенной двухцветной диаграммы используем данные таблицы *Цвета, температуры и болометрические поправки звезд, параграф 99, (Приложение 2)*.

M_V	$(B - V)_0$	$(U - B)_0$
Главная последовательность, V		
-5,8	-0,35	-1,15
-4,1	-0,31	-1,06
-1,1	-0,16	-0,55
+0,7	0,00	-0,02
+2,0	+0,13	+0,10
+2,6	+0,27	+0,07
+3,4	+0,42	+0,03
+4,4	+0,58	+0,05
+5,1	+0,70	+0,19
+5,9	+0,89	+0,47
+7,3	+1,18	+1,10
+9,0	+1,45	+1,28
+11,8	+1,63	+1,2
+16	+1,8	

Все расчеты в примере основаны на предлагаемых рисунках и являются приближенными.

Задание: каждый студент определяет расстояние до одного скопления. В отчете представляются: краткая идея метода, результаты определения избытка цвета и модуля расстояния в численном и графическом виде.

Контрольные вопросы:

- межзвездное поглощение света и его характеристики;
- фотометрическая система UVV;
- диаграмма Г-Р;
- двухцветная диаграмма;
- преимущества и недостатки метода определения расстояний до скоплений.

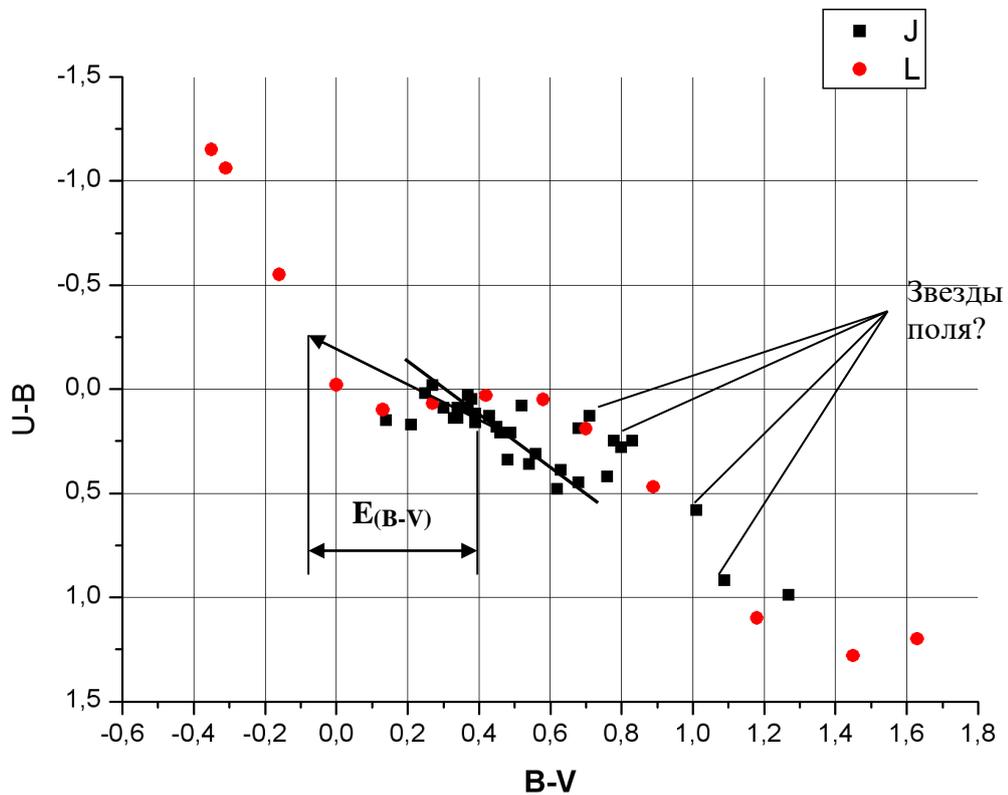


Рис. 6. Наблюдаемая двуцветная диаграмма скопления (J, черные значки) и нормальные (непокрасненные) цвета звезд ГП (L, Красные значки)

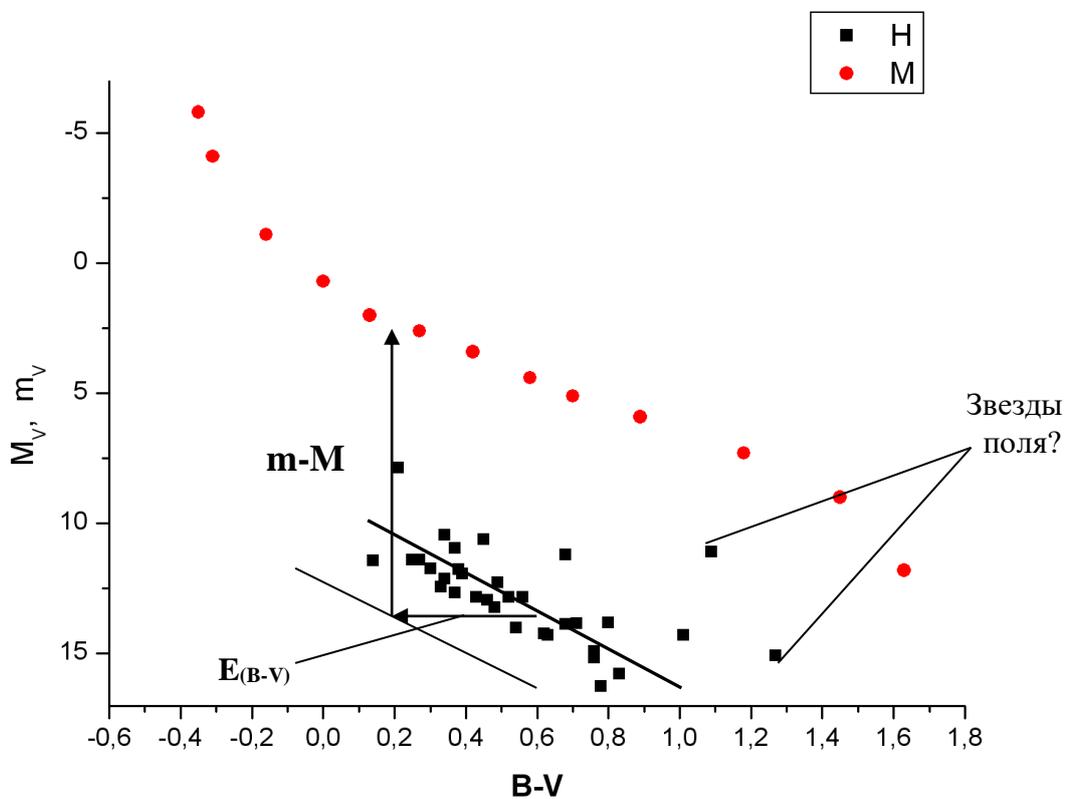


Рис. 7. Наблюдаемая Г-Р диаграмма скопления (H, черные значки) и исходная Главная последовательность (ИГП, M, красные значки).

Литература.

1. Э.В. Кононович, В.И. Мороз « Курс общей астрономии», М., УРСС, 2004
2. Д.Я. Мартынов «Курс практической астрофизики», М., Наука, 1967
3. Д.Я. Мартынов «Курс общей астрофизики»
4. К.У. Аллен «Астрофизические величины»
5. Mermilliod «UBV and MK types in Open Clusters», 3rd ed., 1986.
6. А.С. Расторгуев «Галактическая астрономия», курс лекций
www.astronet.ru
7. Ю.Н. Ефремов «Вглубь Вселенной», М., УРСС, 2003

Таблица (Приложение 1)

Исходные параметры визуально-двойных звезд

N	Звезда	Коорд. 2000.0	m_{v1}	m_{v2}	Sp1	Sp2	P (лет)	a''
0	α Cen	14 39.6 – 60 50	- 0.04	1.17	G2V	K0V	79.92	17.52
1	24 η Cas	0 ^h 49.1 ^m + 57° 49'	3.45 ^m	7.51 ^m	G0V	K7V	480.00 ^y	11.994''
2	113 α Psc	02 02.1 + 02 46	4.18	5.21	A0p	A3m	993.05	4.000
3	66 α Gem	07 34.6 + 31 53	1.94	2.92	A1V	A2Vm	511.30	7.369
4	11 ε Hya	08 46.8 + 06 25	3.80	4.70	G5III	A8IV	15.05	0.238
5	41 γ Leo	10 20.0 + 19 51	2.22	3.47	K1III	G7III	618.56	2.505
6	53 ξ UMa	11 18.2 + 31 33	4.32	4.79	G0V	G0V	59.84	2.530
7	78 i Leo	11 23.9 + 10 32	4.03	6.70		F4IV	192.00	1.920
8	29 γ Vir	12 41.7 – 01 27	3.48	3.50	F0V	F0V	171.37	3.746
9	37 ξ Boo	14 51.4 + 19 06	4.74	6.90	G8V	K5V	151.51	4.904
10	30 ζ Boo	14 41.1 + 13 44	4.52	4.55	A2III	A2V	123.44	0.595
11	ξ Sco	16 04.4 – 11 22	4.90	4.90	F5IV	F5V	46.69	0.790
12	6 β Del	20 37.5 + 14 36	4.00	4.90	F5IV	F5V	26.65	0.475
13	61 Cyg	21 06.9 + 38 45	5.22	6.04	K5V	K7V	722.00	24.65
14	44 i Boo	15 03.8 + 47 39	5.30	Var	G0V	G2V	225.00	3.770
15	70 Oph	18 05.5 + 02 30	4.20	5.99	K0V	K4V	88.13	4.550
16	9 α CMa	06 45.1 – 16 43	- 1.46	8.49	A1V	(D)A	50.09	7.505
17	10 α CMi	07 39.3 + 05 14	0.35	10.30	F5V	(D)A?	40.65	4.550
18	40 ζ Her	16 41.3 + 31 36	2.90	5.53	G0IV	G7V	34.49	1.360
19	24 Aqr	21 39.5 – 00 03	7.20	7.60	F7V	F8V	48.70	0.423
20		22 55.2 – 05 00	5.90	7.90	K0III- I	K0V?	120.00	0.470
21	17 σ	16 14.7 + 33 52	5.58	6.59	G0V	G1V	1000.	6.60

	CrB							
22	37 ξ Boo	14 51.4 + 19 06	4.74	6.90	G8V	K5V	151.51	4.90
23	HU 197 (ADS 11260)	18 19.7 +10 17	8.70	9.50	G1V	G6V	118.42	0.451
24	X Oph	18 38.4 + 08 50	5.9var	8.80	K1III	Mbe	485.30	0.343