

Лабораторная работа

Апертурная звездная фотометрия и определение расстояния до галактик методом ярчайших сверхгигантов

М.Е. Шарина (САО РАН)
*Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Нижний Архыз, КЧР, Россия*

Аннотация

Целью данной работы является получение представления о структуре и звездном составе близких галактик, ознакомление с методами звездной фотометрии на ПЗС-снимках, и анализа их результатов. В результате строится аналог диаграммы Герцшпрунга - Рассела для ярчайших звезд исследуемой галактики и определяется расстояние до нее, используя в качестве стандартной свечи светимость ярчайших голубых и красных сверхгигантов.

Задачи:

1. изучение основ апертурной звездной фотометрии,
2. получение представления о переводе измерений звездных величин из системы данного телескопа и прибора в стандартную систему,
3. понятие о существовании зависимости светимости ярчайших красных и голубых сверхгигантов от светимости родительской галактики,
4. выполнение апертурной фотометрии звезд в карликовой галактике и ее окрестностях,
5. построение диаграммы "цвет-звездная" величина для звезд галактики,

6. определение расстояния до карликовой галактики по ярчайшим красным и голубым сверхгигантам.

Необходимые ресурсы: Компьютер с ОС LUNIX. Предоставляются ПЗС снимки разрешенных на звезды галактик в двух цветах и сетевая связь с системой обработки астрономических изображений MIDAS.

Продолжительность работы: 3 – 5 дней.

Проверочные вопросы

1. Каковы основные этапы апертурной фотометрии?
2. Из каких составляющих состоит сигнал от фона неба на ПЗС снимке?
3. Как вычисляется уровень фона неба в процессе апертурной фотометрии?
4. От каких факторов зависит "диаметр" изображения звезды на ПЗС снимке и как правильно выбрать апертуру фотометрии?
5. Почему апертурная поправка одинакова для всех звезд на ПЗС кадре?
6. Какие бывают стандартные фотометрические системы?
7. Что такое атмосферная экстинция, воздушная масса, поглощение света в Галактике ?
8. Какие поправки применяются к полученным инструментальным звездным величинам?
9. Какова зависимость между светимостью ярчайших голубых и красных сверхгигантов и светимостью родительской галактики?

1 Апертурная фотометрия

В процессе апертурной фотометрии исследователем решаются следующие задачи:

1. определение центра звездного изображения,
2. измерение средней интенсивности фона неба,
3. выбор апертуры фотометрии,
4. вычисление общего количества света от звезды в заданной апертуре,
5. внесение апертурной поправки,
6. перевод полученной инструментальной звездной величины в стандартную систему.

Прежде чем перейти к подробному рассмотрению этих задач, отметим, что изображение, полученное с помощью прибора с зарядовой связью (ПЗС), состоит из отдельных элементов - пикселей. Положение каждого элемента однозначно определяется номером его строки и столбца. Каждый пиксель характеризуется интенсивностью, то есть накопленным сигналом.

Астрономы часто пользуются предположением о том, что в пределах нескольких секунд дуги от центра звездного изображения радиальное распределение интенсивности гауссово (смотри рисунок 1). Действительно, в случае хорошей оптики и достаточно большого входного отверстия телескопа, чтобы пренебречь инструментальной передаточной функцией, профиль изображения звезды определяется только состоянием атмосферы. Показатель степени экспоненциального теоретического распределения близок к 2.

Важнейшим параметром профиля звездного изображения, который будет в дальнейшем нами часто использоваться, является ширина на половине интенсивности (FWHM - full-width at half-maximum).

1.1 Определение центра звездного изображения

В определении центра звездного изображения последовательно используются метод предельных сумм и метод центроидов.

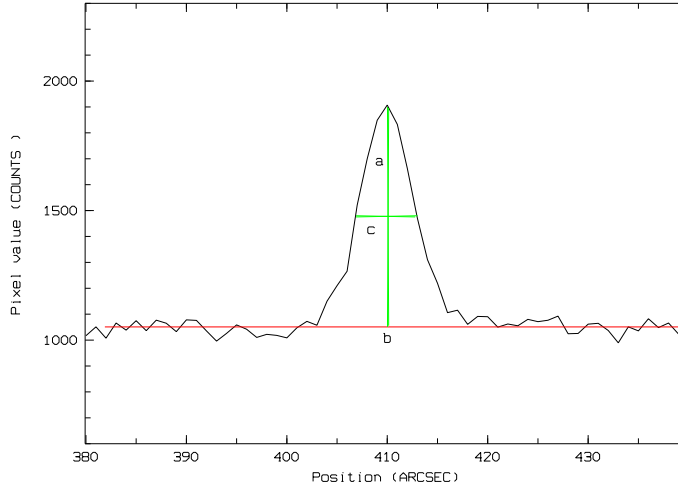


Рис. 1: аппроксимация наблюдаемого с помощью ПЗС профиля звездного изображения функцией Гаусса: $G(x; a, b, c) = a \exp[-\ln 2 \cdot (\frac{2(x-b)}{c})^2]$, где x - независимая переменная, a - разность между максимальным и минимальным значением функции, b - значение независимого параметра, относительно которого функция симметрична, c - ширина профиля на половине интенсивности.

Первый шаг метода предельных сумм – выделение из ПЗС изображения подмножества, центрированного на предполагаемый центр звезды. Размер подмножества должен быть достаточно велик и включать не только интересующую звезду, но также достаточно пикселей для определения фона неба. Из этого подмножества, как правило выбираемого равным $4 \div 5$ FWHM, формируются предельные суммы вдоль двух взаимно перпендикулярных направлений X , $\rho(X_i)$, и Y , $\rho(Y_j)$, путем суммирования по колонкам и вдоль строк соответственно. Таким образом, если I_{ij} - интенсивность пикселя (x_i, y_j) , то предельные суммы по X и по Y будут равны:

$$\rho(x_i) = \sum_j I_{ij}, \quad (1)$$

$$\rho(y_j) = \sum_i I_{ij}. \quad (2)$$

Если одномерную функцию, например, функцию Гаусса (см. рисунок 1), приблизить к каждой из таких сумм, то получим в результате центр изображения по каждой из координат. Если звезда изолированная и достаточно яркая, то

на этом процедуру определения центра можно завершить. Но если звезда имеет близких соседей, даже крылья которых попадают в апертуру, то найденный центр будет недействительным. Это происходит потому, что параметры Гауссианы (уровень фона неба, центр, высота и ширина на половине интенсивности) искажаются.

В методе центроидов звездных изображений используются координаты звезд, найденные первым методом. Предположим, что (X_0, Y_0) - центр звездного изображения. Первый шаг - вычисление предельных сумм по X и Y заново, но на этот раз вместо использования целого подмножества, суммирование происходит внутри бокса с размерами, равными двум FWHM. Предельные суммы т.о. равны:

$$\rho(x_i) = \sum_{j=-a}^a I_{ij}, \quad (3)$$

$$\rho(y_j) = \sum_{i=-a}^a I_{ij}. \quad (4)$$

Следующий этап - вычисление средних интенсивностей X и Y каждой предельной суммы:

$$\bar{X} = \frac{1}{2a+1} \sum_{i=-a}^a \rho(x_i), \quad (5)$$

$$\bar{Y} = \frac{1}{2a+1} \sum_{j=-a}^a \rho(y_j). \quad (6)$$

И последний шаг - вычисление центроида изображения звезды, используя только те точки, которые лежат выше средних интенсивностей.

Таким образом, новое определение центра звезды дается формулами:

$$x_1 = \frac{\sum_{i=-a}^a (\rho(x_i) - \bar{X})x_i}{\sum_{i=-a}^a (\rho(x_i) - \bar{X})}, \quad (7)$$

где суммирование ведется только по тем i, где $\rho(x_i) \geq \bar{X}$.

$$y_1 = \frac{\sum_{j=-a}^a (\rho(y_j) - \bar{Y})y_j}{\sum_{j=-a}^a (\rho(y_j) - \bar{Y})}, \quad (8)$$

где суммирование ведется только по тем j, где $\rho(y_j) \geq \bar{Y}$.

В этой точке важно проверить, что вновь найденный центр (x_1, y_1) лежит в пределах 1 пикселя от начального приближения (x_0, y_0) . Если этого не случилось, то необходимо повторить процесс, используя (x_1, y_1) в качестве начального приближения.

1.2 Измерение средней интенсивности фона неба

Сигнал от фона неба включает несколько составляющих: диффузные источники, такие как рассеянный свет наземных источников излучения, зодиакальный свет; рассеянный свет внутри ПЗС-камеры, темновой сигнал самого ПЗС; вклады от точечных источников - других звезд и галактик возле интересующей нас звезды.

Чтобы определить фон, обычно определяют сигнал в кольце с центром на звезде. Использование колец или нескольких симметрично расположенных кусков обеспечивает учет неоднородностей фона.

Чтобы вклад звезды в фон был незначителен, внутренняя граница кольца должна находиться достаточно далеко от центра звезды, на расстоянии нескольких FWHM. Размер кольца должен быть достаточно большим, чтобы включать много сотен пикселей, что должно обеспечить небольшую ошибку в определении фона неба.

В идеальном случае безупречного детектора и совершенно изолированной звезды, распределение интенсивностей пикселей фона Гауссово (рисунок 2 (а)). В этом случае величиной фона неба будет среднее распределения. Среднее вычисляется следующим образом: $(\sum_{i,j=1}^N I_{ij})/N$, где I_{ij} - интенсивность пикселя с координатами - (x_i, y_j) . В идеальной ситуации среднее совпадает с медианой и модой распределения. Мода есть наиболее часто встречающаяся интенсивность пикселя (интенсивность пика гистограммы). Медиана – это значение интенсивности, разделяющее гистограмму на 2 равные по площади части.

Реально, однако, вклады от крыльев ярких звезд и галактик, следы от космических лучей добавляют положительный перекосяк в диаграмму (рисунок 2 (b)). В этом случае диаграмма несимметрична, и среднее, медиана и мода не равны. Больше всего искажается среднее, мода - меньше, значение медианы лежит между ними. Принято за значение фона брать: $mode = 3 \cdot median - 2 \cdot mean$; причем медиана должна быть меньше среднего. Если это не так, то искажение фона мало, и среднее может быть взято как лучшее измерение фона неба. Ино-

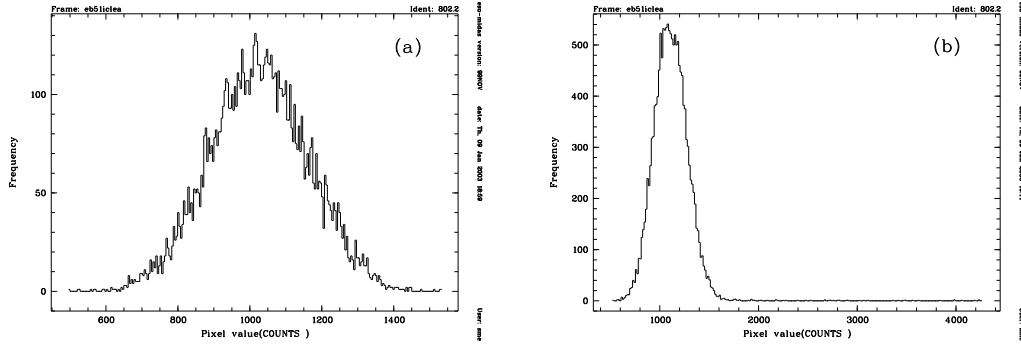


Рис. 2: Распределение интенсивностей пикселей фона неба в идеальном случае вокруг изолированной звезды (а) и при наличии в участке фона ярких посторонних объектов - следов космических частиц, крыльев звезд, галактик дальнего фона (b).

гда несколько наиболее отклоняющихся пикселей убирают прежде чем вычислить окончательную величину.

Таким образом, схема вычисления фона неба такова:

1. Вычисляется среднее, медиана и мода распределения зависимости числа пикселей от интенсивности в кольцах фона.
2. Из распределения удаляются те пиксели, что лежат дальше от медианы, чем 2.5 - 3 стандартных отклонения.
3. Повторение первого пункта, используя на этот раз срезанное распределение. Если величина моды стабилизировалась, то процесс завершен. В противном случае итерации продолжаются.

1.3 Выбор апертуры для фотометрии

Крылья звезды тянутся значительно дальше, чем видно простым глазом, так что апертура, включающая свет от звезды, должна быть очень большой. Однако для слабых звезд слишком большая апертура нежелательна, так как растет неопределенность оценки фона.

ВЫБОР ОПТИМАЛЬНОЙ АПЕРТУРЫ ЗАВИСИТ ОТ ЯРКОСТИ ЗВЕЗДЫ. Обоснуем это заключение.

Пусть апертура радиуса R включает общую интенсивность I_{st} от звезды.

Выход ПЗС системы составляет D электронов с ADU (analog-to-digital units). Отсюда количество генерируемых фотоэлектронов – $I_{st} \cdot D$.

Стандартное отклонение фотонов, соответствующее сигналу $I_{st} \cdot D$ фотонов будет $\sqrt{(I_{st} \cdot D)}$ или $\sqrt{\frac{I_{st}}{D}}$ в ADU. Тогда ошибка звездной величины:

$$m \pm \delta m_1 = -2.5 \log(I_{st} \pm \sigma(I_{st})) \quad (11)$$

или

$$\delta m_1 = -2.5 \log \frac{(I_{st} + \sigma(I_{st}))}{I_{st}} = -2.5 \log \left(1 + \frac{\sigma(I_{st})}{I_{st}}\right) = 1.09 \frac{\sigma(I_{st})}{I_{st}} = \frac{1.09}{I_{st} D} \sqrt{(I_{st} D + r^2 n_{pix})}, \quad (12)$$

где r - шум считывания в электронах, n_{pix} - число пикселей, включенных в апертуру.

Выражение (12) демонстрирует тот факт, что в том случае, когда шум считывания небольшой, ошибка в звездной величине уменьшается с увеличением радиуса апертуры. Это происходит потому, что I_{st} возрастает с увеличением радиуса апертуры. Однако последнее рассуждение справедливо лишь при возрастании апертуры до определенного предела. Как только апертура соберет "весь свет" от звезды, δm будет оставаться постоянной или даже возрастать прямо пропорционально увеличению вклада внешних пикселей.

Имеется второй источник шума - фон неба. Сигнал от фона неба также является предметом статистики Пуассона, как и интенсивность объекта. Средний уровень фона неба в окрестностях звезды считается определенным в статистическом смысле, когда он вычисляется по нескольким сотням пикселей. Ошибка в звездной величине от этого источника следующая:

$$\delta m_2 = \frac{1.09}{I_{st}} \sqrt{\frac{n_{pix} I_{sky}}{D}}. \quad (13)$$

Следовательно, выражение для полной ошибки запишется так:

$$\delta m = \frac{1.09}{I_{st} D} \sqrt{I_{st} D + n_{pix} (r^2 + I_{sky} D)}. \quad (14)$$

Отсюда имеется 2 предельных случая :

- а) "яркие" звезды, для которых $I_{st} \cdot D \gg n_{pix} (r^2 + I_{sky} \cdot D)$ (в этом случае большие апертуры приемлемы);
- б) "слабые" звезды, для которых $I_{st} \cdot D \geq n_{pix} \cdot (r^2 + I_{sky} \cdot D)$ (в этом случае

предпочтительны маленькие апертуры, которые не собирают весь свет от звезды).

В этом контексте очень важно отметить, что I_{st} и I_{sky} пропорциональны времени накопления, в то время как r^2 - фиксированная величина. Поэтому одна длинная экспозиция всегда предпочтительнее, чем сумма коротких, так как минимизируется влияние шума считывания. При наблюдениях на современных ПЗС с узкополосными фильтрами, этот эффект приходится учитывать.

1.4 Вычисление общего количества света от звезды в заданной апертуре

Если определен центр изображения и найдена оценка интенсивности фона неба, то легко найти сигнал от звезды внутри апертуры радиуса R:

$m = -2.5 * \log I$, где

$$I = \sum_{ij} I_{ij} - pix \cdot I_{sky} \quad (10)$$

В последнем выражении pix - количество пикселей в апертуре, I_{sky} - величина фона неба, приходящаяся на 1 пиксель.

1.5 Внесение апертурной поправки

Фундаментальный принцип, который лежит в основе метода, состоит в том, что с линейным приемником (ПЗС) и при отсутствии дисторсии, производимой оптикой телескопа,

PSF ЗВЕЗДНОГО ИЗОБРАЖЕНИЯ ОДИНАКОВА ДЛЯ ВСЕХ ЗВЕЗД НЕЗАВИСИМО ОТ ИХ ЯРКОСТИ И ПОЛОЖЕНИЯ НА ИЗОБРАЖЕНИИ.

PSF (point spread function) есть распределение интенсивности, производимое в приемнике неразрешенным точечным источником, то есть звездой.

Таким образом, изображения ярких и слабых звезд отличаются только масштабом. Разница между звездными величинами ярких звезд, измеренными с малой и большой апертурой называется **ПОПРАВКОЙ ЗА АПЕРТУРУ**, которая добавляется к величине, измеренной с меньшей апертурой для слабых звезд.

Остается невыясненным вопрос насколько большой должна быть апертура. Апертура считается достаточно большой, если выполненные с ней измерения

не зависят от изменения размера изображений, фокуса телескопа, что случается в процессе наблюдений. Обычно апертура выбирается порядка 4–5 FWHM звездного изображения.

На практике звезда измеряется в нескольких апертурах, строится кривая роста, то есть зависимость измеренной звездной величины от радиуса апертуры. Затем определяется асимптотический предел такой кривой, за который может быть взята полная или не зависящая от размера изображений величина звезды. Для того чтобы эта процедура работала, звезда должна быть изолированной. Полные величины тесно расположенных звезд могут быть найдены применением к ним внутренней части кривой роста для изолированной звезды с тем же FWHM.

1.6 Перевод инструментальной звездной величины в стандартную систему

Стандартные системы бывают широкополосные ($\sim 1000\text{\AA}$) (UBVRI система Джонсона-Казинса), среднеполосные ($\sim 100\text{\AA}$) (uvby Стремгрена), узкополосные ($\sim 10\text{\AA}$) (наблюдения в фильтрах H-альфа, O III).

Перевод в стандартную систему выполняется с помощью ряда стандартных звезд, величины которых известны с хорошей точностью. Так же важно, чтобы комбинация ПЗС/фильтр, определяющая инструментальную систему, обеспечивала хорошее приближение к полосам стандартной системы.

При переводе результатов наблюдений в стандартную систему приходится учитывать **атмосферную экстинцию**, то есть величину поглощения света земной атмосферой в данном диапазоне длин волн. Остановимся подробнее на этом понятии. Величина экстинции равна произведению коэффициента поглощения на так называемую **воздушную массу** (значение этого термина будет определено ниже). Коэффициент поглощения в данном фильтре определяют, наблюдая одну или несколько звезд на некотором интервале зенитных расстояний в широком диапазоне цветов. Изменение наблюдаемой величины звезды в зависимости от зенитного расстояния позволяет определить коэффициент поглощения в зените для определенной длины волны. Эффективная длина волны комбинации широкого фильтра и кривой спектральной чувствительности приемника не одинакова для звезд с различными цветами и для звезд одного цвета,

наблюдаемых на различных зенитных расстояниях.

Длину пути, проходимого светом звезды в земной атмосфере до того, как он попадает в телескоп, называют воздушной массой. Для звезд, близких к зениту воздушная масса близка к $\tau \cdot \sec(Z)$, где Z - зенитное расстояние, τ - оптическая толщина атмосферы в зените над телескопом.

Для того чтобы быть уверенными в качественном переводе результатов измерений в стандартную систему, необходимо соблюдать перечисленные ниже практические требования. В процессе наблюдений атмосферные условия должны быть неизменными и близкими к идеальным, а именно FWHM звездных изображений - порядка 1 секунды дуги. Необходимо знать точные звездные величины стандартов, наблюдать порядка 15-20 полей стандартов за ночь. Цвета стандартных звезд должны покрывать широкий диапазон цветов. Зенитные расстояния наблюдаемых стандартов должны соответствовать зенитным расстояниям исследуемых объектов.

Формула перевода звездных величин в стандартную систему выглядит следующим образом:

$$V_{std} = V_{inst} + a_0 + a_1 \cdot (B - V)_{std} + a_2 \cdot X + a_3 \cdot X \cdot (B - V)_{std} + \dots, \quad (15)$$

где V_{inst} - инструментальная величина, исправленная за время экспозиции, X - наблюдаемая воздушная масса (для зенитных расстояний меньше 60 градусов): $X = \sec Z$; V_{std} , $(B - V)_{std}$ - величина и цвет звезды в стандартной системе; a_0 - коэффициент, показывающий чувствительность системы ПЗС/телескоп в данном фильтре;

a_1 - цветовой коэффициент, показывающий насколько хорошо инструментальная система аппроксимирована стандартной (<0.1);

a_2 - коэффициент экстинции 1-го порядка.

Атмосферная экстинция меняется в зависимости от места наблюдений и прозрачности атмосферы. Именно поэтому необходимо наблюдение стандартов во всем диапазоне воздушных масс.

2 Определение расстояний до галактик по ярчайшим красным и голубым сверхгигантам.

Знание расстояний до космических объектов необходимо для оценки их истинной светимости и линейных размеров, исследования физических процессов, происходящие в них, изучения их эволюции. С другой стороны массовое определение расстояний до галактик и их скоростей дает возможность изучить структуру обозримой части Вселенной, найти значение фундаментальных космологических постоянных. Современная шкала внегалактических расстояний построена относительно расстояний до звезд в нашей Галактике. По расстояниям до молодых рассеянных скоплений Галактики прокалибрована зависимость "период-светимость" для цефеид. Это в свою очередь позволяет определять расстояния до галактик, содержащих цефеиды. Существует целый ряд вторичных индикаторов расстояния, которые калибруются по галактикам, для которых было получено расстояние по цефеидам.

Несмотря на революционные изменения в области технического оснащения наблюдательной астрономии, измерение расстояний до галактик самым точным методом, по цефеидам, было выполнено всего для дюжины объектов. Это и понятно, для точного определения расстояния по цефеидам требуются длительные ряды наблюдений не одной, а возможно большего числа цефеид в одной галактике. Это очень трудоемкая и дорогостоящая программа. Метод с использованием ярчайших красных и голубых сверхгигантов является одним из быстрых и эффективных применяемых в настоящее время методов. Точность его составляет 30 % (по цефеидам - 10 %). В ряде работ способ прокалиброван для наземных наблюдений с помощью объектов, расстояния до которых определены по цефеидам.

Зависимости светимостей ярчайших красных и голубых сверхгигантов от светимости родительской галактики таковы:

$$\langle M_V(3R) \rangle = 0.19M_B^T - 4.52 \quad (16)$$

$$\langle M_B(3B) \rangle = 0.35M_B^T - 2.5, \quad (17).$$

В этих формулах: $\langle M_V(3R) \rangle$ и $\langle M_B(3B) \rangle$ - средние абсолютные величины трех ярчайших красных и голубых звезд, исправленные за поглощение; M_B^T - интегральная абсолютная величина галактики, исправленная за поглощение.

Результирующие формулы для определения модуля расстояния имеют вид:

$$(m - M)_o(3B) = 1.51 \cdot \langle B(3B) \rangle - 0.51 \cdot B_T - A_B + 4.14 \quad (18)$$

$$(m - M)_o(1R) = 1.10 \cdot \langle V(R1) \rangle - 0.10 \cdot B_T - 0.76A_B + 7.00, \quad (19)$$

где $(m - M)_o(3B)$, $(m - M)_o(1R)$ - измеренные по красным и голубым звездам модули расстояния, исправленные за поглощение в Галактике; $\langle B(3B) \rangle$ - средняя видимая В величина трех ярчайших голубых звезд; $\langle V(R1) \rangle$ - видимая величина в фильтре V ярчайшей красной звезды; B_T - интегральная величина галактики в фильтре В; A_B - галактическое поглощение в направлении объекта по данным спутника IRAS. Последнее значение можно узнать для любой галактики через INTERNET по адресу: "<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>"

К трудностям метода можно отнести возможность спутать звезду галактики со звездой фона. Для этого рекомендуется строить диаграмму "цвет-звездная величина" также для звезд фона. Таким образом можно оценить ожидаемое количество фоновых объектов данного цвета и данной яркости на площадке неба, занятой нашей галактикой. К трудностям метода также можно отнести невозможность оценки внутреннего поглощения в большинстве галактик, неопределенность в отличии компактных звездных скоплений или ассоциаций от одиночных звезд. Метод неприменим для слишком слабых карликовых галактик, где ожидаемое число сверхгигантов меньше 1.

3 Практическая часть. Процедура обработки.

Рассмотрим процесс фотометрии на примере галактики UGC 7559 (Рис.3). Координаты объекта: $RA = 12^h 24^m 37^s$, $DEC = +37^\circ 25' 09''$ (1950). Это карликовая иррегулярная галактика, разрешенная на звезды и газо-звездные комплексы. По данным Макаровой и др. (1998) UGC7559 принадлежит скоплению Гончих Псов. Этим данным не противоречит и ее гелиоцентрическая лучевая скорость: 218 км/с. Полная величина галактики в фильтре В: $14.^m 12$, цвет $(B - V)_T = 0.^m 32$. Поглощение света в направлении объекта отсутствует ($A_b = 0.^m 0$). ПЗС снимки были сделаны в фильтрах В и V 4 февраля 1995 года в прямом фокусе Nordic Optical Telescope (La Palma). Размер снимка 3 на 3 угловые минуты. Масштаб снимков - 0.22 угл.сек./пикс. Атмосферные условия

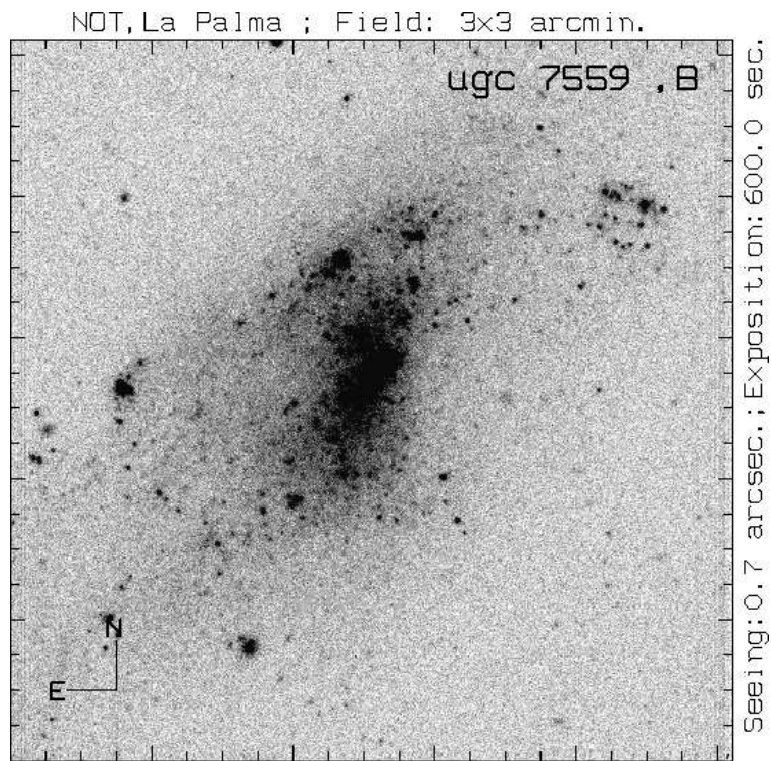


Рис. 3: Изображение карликовой галактики UGC 7559 в В фильтре.

наблюдений были вполне фотометрическими, изображения порядка $0.''9$. Экспозиции в В и V фильтрах одинаковы и составляют $t_{exp} = 600$ сек. Воздушные массы для В и V кадров соответственно – $X_V = 1.03$ и $X_B = 1.02$.

Работа с изображениями происходит в среде MIDAS (Munich Image Data Analysis Sistem). Это пакет программ, специально разработанный в ESO для анализа астрономических цифровых изображений.

Предположим, что ПЗС снимок полностью подготовлен для работы, фотометрические стандарты обработаны, уравнения перехода из инструментальной системы в систему Джонсона-Казинса известны.

Запускаем MIDAS командой: `inmidas -r 99NOV`. Находясь в среде MIDAS, пишем `cre/gui help`, для запуска интерфейса с описанием всех команд.

Пусть изображения галактики в двух цветах, находящиеся в нашей рабочей директории, называются : `"u7559v.bdf"` и `"u7559b.bdf"`. Размеры кадров в элементах по осям X и Y можно посмотреть командой:

`"read/descriptor u7559v.bdf"`. Снимки Nordic Optical Telescope 1995 года имеют

число строк и столбцов в пикселях: 1024×1024 .

Создадим дисплей для визуализации кадров: `"create/display 0 512,512"`. Визуализируем изображение командой: `"load/image u7559v.bdf scale=-2,a"`.

Для измерения центров звездных изображений методом предельных сумм служит команда `"center/gauss ? u7559v.tbl"`. Она же позволяет определить FWHM объектов и записать результаты измерений в таблицу `"u7559v.tbl"`. Вы пишете команду, наводите квадрат на звезду, нажимаете левую клавишу "мыши" и на экране видите координаты центров звезд и FWHM в пикселях. Эти же числа записываются в таблицу `u7559v.tbl`, содержание которой можно посмотреть командами `"show/tab u7559v.tbl"` и `"edit/tab u7559v.tbl"`.

Сначала рекомендуется найти центры самых ярких изолированных звезд для определения апертурных поправок. Это позволит также понять, какие типичные FWHM должны иметь звезды этого кадра, чтобы уверенно отличать их от далеких компактных галактик или звездных скоплений. В результате мы имеем таблицы с центрами и FWHM объектов, содержание которых можем посмотреть и редактировать командами: `"sh/tab u7559v.tbl"` и `"edit/tab u7559v.tbl"`.

Центры одних и тех же звезд на кадрах `"u7559v.bdf"` и `"u7559b.bdf"` в пределах ошибок измерения командой `"center/gauss "` должны совпадать. Если это не так, необходимо совместить изображения. Для этого измеряются центры примерно 10 – 15 одних и тех же ярких изолированных звезд и в одной и той же последовательности на кадрах `"u7559v.bdf"` и `"u7559b.bdf"`. Затем необходимо вычислить коэффициенты поворота и сдвига `"u7559v.bdf"` изображения по отношению к `u7559b.bdf` командой:

```
"align/ima cenu7559v.tbl cenu7559b.tbl EQUAL"
```

Поворот и сдвиг кадра `u7559v.bdf` по отношению к `"u7559b.bdf"` осуществляется командой:

```
"rebin/rotate u7559v.bdf u7559vrot.bdf KEYWORD u7559b.bdf"
```

Если кадры в двух цветах совмещены, в дальнейшем можно измерять центры звезд командой `"center/gauss"` только в одном цвете, например в цвете "V и

использовать полученную таблицу для уточнения координат центров звезд в цвете "В":

```
"center/gauss u7559vrot,centu7559v.tbl centu7559b.tbl".
```

В последней команде в качестве первого параметра используется имя таблицы с измеренными координатами звезд на кадре "u7559v.bdf". После выполнения команды получается таблица "centu7559v.tbl", где напротив номеров звезд будут стоять уже координаты, ошибки измерения координат и FWHM звезд на кадре "u7559b.bdf". Таблицы с координатами центров звезд, измеренных по методу предельных сумм используются при фотометрии звезд.

Команда "magnitude/circle" уточняет центры звезд по методу "центроидов звездных изображений вычисляет суммарный поток от звезды в заданной апертуре, определяет средний уровень фона неба в кольце вокруг объекта, вычитает фон и считает звездную величину.

Для выполнения фотометрии программа сопровождается, как и другие программы MIDAS'а рядом входных параметров:

```
"magnitude/circle вход.парам. выход.парам. размеры.области".
```

В качестве первого параметра пишутся через запятую имя изображения и имя таблицы с координатами звезд (u7559v.bdf, centu7559v.tbl). В качестве выходного параметра записывается имя таблицы, в которую будут записаны результаты измерения инструментальных величин звезд и соответствующие ошибки. Третьим параметром указываются через запятую со значком "@" размеры концентрически расположенных апертур в пикселях для измерения потока от самой звезды, промежуточной апертуры и апертуры для измерения фона неба. Причем размер первой апертуры подразумевает под собой диаметр. Для промежуточной области и области фона указывается толщина колец в пикселях. Чем больше размер промежуточной области, тем дальше от звезды будет измеряться фон неба.

Минимальная апертура фотометрии звезды подсчитывается следующим образом: $2 \cdot FWHM + 1$. Из-за влияния земной атмосферы размер кружка рассеяния точечного источника излучения, будет иметь конечные размеры. Чем ярче звезда, тем больше диаметр кружка рассеяния. Как было сказано в параграфе 3, на ярком конце динамический диапазон ПЗС ограничен, так что распределение интенсивности очень ярких звезд перестает описываться распределением

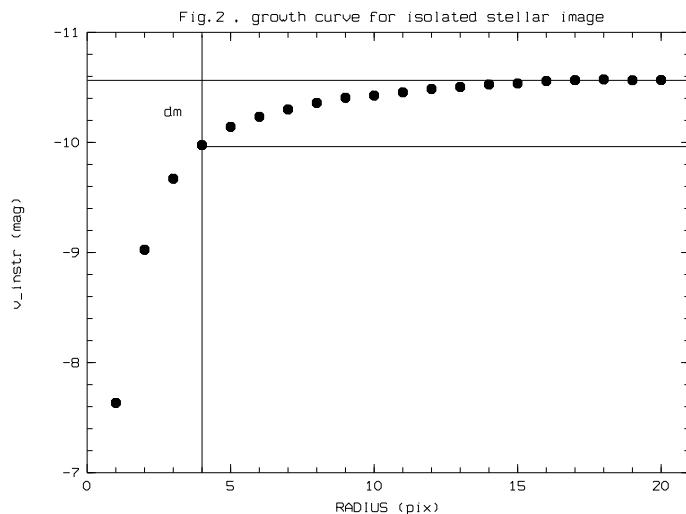


Рис. 4: Кривая роста для изолированной звезды.

Гаусса. Понятно, что фотометрия таких звезд будет неправильной. Определить, передержана ли звезда, можно, посмотрев статистику изображения в области звезды командой `"stat/ima ? CURSOR"`. Вы наводите курсор на звезду, нажимаете правую клавишу "мыши" и получаете на экране значения минимума, максимума, среднего и стандартного отклонения от среднего в данном участке изображения. Размер апертуры фотометрии ярких изолированных звезд оценивается на самом кадре с помощью команды: `"get/cursor"`. Вы наводите курсор на звезду, нажимаете левую клавишу "мыши" и на экране видите координаты отмеченных мест на изображении в пикселях.

Задавая ряд возрастающих апертур, с помощью команды `"magnitude/circle"` можно построить кривую роста для конкретной звезды и определить величину апертурной поправки. На рисунке 4 приведена кривая роста для изолированной звезды в инструментальных величинах. Видно, что зависимость выходит на пологий участок при радиусе апертуры примерно 16 pix. δm - апертурная поправка или разница между полной величиной звезды и величиной при заданной апертуре. Если FWHM для звезд кадра примерно - 4 pix., фотометрировать неразрешенные объекты в теле галактики лучше с небольшой апертурой диаметром 2-3 FWHM, то есть 8 - 12 pix.

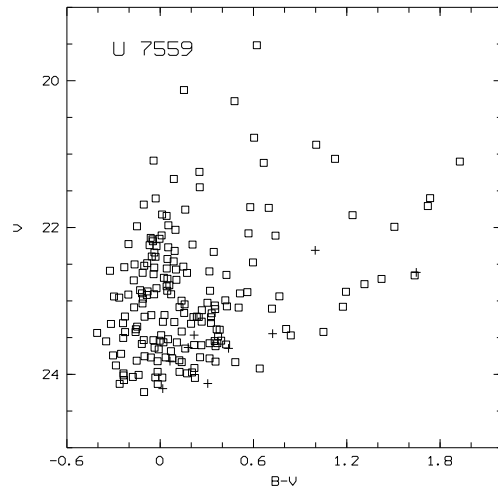


Рис. 5: Диаграмма "Цвет - Звездная величина" для UGC 7559. Квадратами отмечены звезды в теле галактики, крестиками - звезды фона.

Далее следует наиболее трудоемкая часть работы - найти на кадрах В и V звезды принадлежащие галактике. Для простоты будем считать, что галактике принадлежат все различимые глазом звезды в пределах видимых границ галактики. Как правило карликовая галактика имеет столь малые размеры, что вся помещается на ПЗС кадре. Составим отдельно таблицы центров для звезд галактики и фона, строго отбирая объекты по FWHM. Составим аналогичные таблицы для звезд фона вокруг галактики.

Проведем фотометрию программой *"magnitude/circle"* с апертурой ($2 \cdot FWHM + 1$) во избежание больших ошибок фотометрии в тесных звездных полях. Если, например, FWHM порядка 4 pix., командная строка выглядит так:
"magnitude/circle u7559v.bdf,centu7559v.tbl ResPhotV.tbl @9,@2,@2".
 Программа создает таблицу *"ResPhotV.tbl"* с инструментальными звездными величинами.

В полученных в двух цветах таблицах (*"ResPhotV.tbl"* и *"ResPhotB.tbl"*) введем поправки за экспозицию, атмосферную экстинцию, зенитное расстояние, апертурную поправку с помощью команды *"compute/table"*. Формула уче-

та всех этих факторов такова:

$$M_o = M_{instr} + (2.5 * \log(T_{exp})) - X - Apcor,$$

где M_{instr} - полученная программой "magnitude/circle" инструментальная звездная величина; T_{exp} - экспозиция, с которой был снят объект; X - величина воздушной массы в данном фильтре; $Apcor$ - величина апертурной поправки.

В MIDAS'e математические вычисления можно выполнять с колонками таблицы: `"compute/tab ResPhotV.tbl :M0 = :MAGNITUDE + (2.5 * log10(600)) - 1.02 - 0.3` В результате выполнения такой команды математические действия производятся поочередно с каждой строкой таблицы. Результат записывается в колонку "M0".

Сведем две таблицы в одну командой :

```
"join/tab ResPhotB.tbl :XCEN,:YCEN ResPhotV.tbl :XCEN,:YCEN ResPhotBV.tbl 2.,2."
```

Переименуем колонки со звездными величинами в полученной таблице:

```
name/col ResPhotB.tbl :M01 :b0 , name/col ResPhotV.tbl :M02 :v0
```

Пользуясь формулами перевода в стандартную систему:

$$B - V = 1.034 \cdot (b_0 - v_0) - 0.09, - \quad (25)$$

$$V - v_0 = 0.023 \cdot (b_0 - v_0) + 24.98, \quad (26)$$

и описанной ранее командой "compute/table" вычислим стандартные цвета и величины наших звезд. Построим графики "V от B-V" для звезд фона и карликовой галактики. На рисунке 5 показана диаграмма "цвет - звездная величина" для звезд UGC7559.

Сравним диаграммы "цвет - звездная величина" для звезд фона и галактики. Если фотометрия проведена правильно, диаграммы должны отличаться. Для иррегулярных карликовых галактик характерно наличие ветви голубых сверхгигантов (характерный исправленный за поглощение показатель цвета $B-V < 0.4$). Иногда удается обнаружить и красные сверхгиганты с исправленными за поглощение показателями цвета $B-V > 1.6$ зв.вел. Диаграмма для звезд фона будет содержать в основном звезды главной последовательности нашей Галактики. Конечно, яркие звезды можно спутать с компактными НП областями, голубых компактными галактиками, далекими квазарами и др. Поэтому обработка каждого кадра и анализ полученных данных - это искусство.

В заключение предстоит наиболее творческая часть работы : выбор ярчайших звезд и оценка по ним модуля расстояния. По трем ярчайшим голубым объектам UGC7559 со средней величиной $\langle V(3B) \rangle = 20.92$, определяем модуль расстояния $28.^m53$.

Литература: 1. Засов А.В., Постнов К.А. Общая Астрофизика, Учебное пособие, Издательство: Век, 2006

2. Da Costa G.S., Basic Photometry Techniques, ASP Conference Ser., Vol. 23, 1992

3. Sharina, M. E.; Karachentsev, I. D.; Tikhonov, N. A., Photometric distances to NGC 628 and its four companions., Astronomy and Astrophysics Supplement, 119, 499, 1996