

**Федеральное государственное автономное образовательное учреждение
высшего образования
Казанский (Приволжский) федеральный университет**

Кафедра астрономии и космической геодезии
Института Физики

ПЗС-фотометрия переменных звезд

Колбин А.И., Николаева Е.А.

учебно-методическое пособие

Казань, 2023

УДК 520.82

ББК 22.6

Принято на заседании учебно-методической комиссии ИФ

Протокол № 08 от 20 апреля 2023 года

Рецензент:

кандидат физико-математических наук,

старший научный сотрудник САО РАН **А.С. Москвитин**

Колбин А.И., Николаева Е.А.

ПЗС-фотометрия переменных звезд / А.И. Колбин, Е.А. Николаева. – Казань:
Казан. ун-т, 2023. – 74 с.

Фотометрия является важнейшим инструментом исследования переменных звезд. Она позволяет определять физические и геометрические параметры изучаемых объектов, а также судить о физических процессах, ответственных за переменность блеска звезды. В подавляющем большинстве современных астрономических инструментов, используемых для оптической фотометрии, применяются ПЗС-приемники. В настоящем пособии кратко рассмотрено устройство, принцип работы и основные характеристики ПЗС-матриц. Детально описаны методы обработки фотометрических наблюдений переменных звезд с использованием пакета астрономических программ IRAF. Пособие предназначено для студентов и аспирантов астрономических специальностей. Оно также может быть полезно и профессиональным астрономам, заинтересованных в обработке фотометрического материала в среде IRAF.

© Колбин А.И., Николаева Е.А., 2023

© Казанский университет, 2023

Оглавление

1. Астрономические наблюдения с ПЗС	4
1.1. Общие сведения	4
1.2. Квантовая эффективность	8
1.3. Линейность и гейн	8
1.4. Шум считывания	11
1.5. Электронный ноль	11
1.6. Темновой ток	12
1.7. Бинирование и окна считывания	13
1.8. Особенности астрономических наблюдений	14
1.9. Стандарт FITS	16
2. Анализ изображений	19
2.1. Основы работы в IRAF	19
2.2. Статистика изображений	20
2.3. Визуализация изображений	24
2.4. Локальный анализ изображения	24
3. Калибровка изображений	29
3.1. Постановка задачи	29
3.2. Обрезка кадров	30
3.3. Сортировка файлов	31
3.4. Усреднение электронного нуля	32
3.5. Вычитание электронного нуля	33
3.6. Маскировка плохих пикселей	34
3.7. Удаление следов космических частиц	36
3.8. Коррекция неоднородной чувствительности	38
3.9. Выравнивание изображений	39
4. Апертурная фотометрия	45
4.1. Общая схема	45
4.2. Анализ изображения	46

4.3. Поиск звезд	47
4.4. Центрирование звезд	49
4.5. Оценка фона	51
4.6. Фотометрия	52
4.7. Анализ фотометрии	55
5. Фотометрия тесных полей	58
5.1. Постановка задачи	58
5.2. Подготовка к PSF-фотометрии	60
5.3. Построение PSF-профиля	62
5.4. Подгонка PSF-профиля	64
6. Приложение	69
6.1. Удаление космических частиц	69
6.2. Анализ результатов фотометрии	70

Глава 1.

Астрономические наблюдения с ПЗС

1.1. Общие сведения

Подавляющая часть оптических инструментов, применяемых в современных астрономических наблюдениях, использует для регистрации излучения ПЗС-матрицы. Аббревиатура ПЗС расшифровывается как Прибор с Зарядовой Связью (в англоязычной терминологии CCD — Charge Coupled Device), а сама ПЗС-матрица представляет собой прямоугольную светочувствительную пластину полупроводника (кремния), разделенную электрическим способом на большое количество частей — пикселей. Попадание света на пиксель матрицы приводит к внутреннему фотоэффекту и генерации фотоэлектронов. Пиксель способен хранить появившиеся фотоэлектроны и в нужный момент передавать их начитывающее устройство. Большинство современных ПЗС-матриц имеют размеры от 512×512 пикселей до 4096×4096 пикселей, что соответствует их линейным размерам от 0.5 до 10 см (типичные размеры пикселей равны 10 – 30 мкм). ПЗС-матрицы используются как для получения снимков звездных полей, так и для регистрации спектров небесных объектов. В первом случае матрица устанавливается в фокальной плоскости телескопа. В случае спектральных наблюдений, ПЗС-матрицы устанавливаются в фокальной плоскости камеры спектрографа.

ПЗС-матрицы производятся по технологии МОП (Металл–Оксид–Полупроводник) или MOS в англоязычной терминологии (Metal–Oxide–Semiconductor). Упрощенная схема пикселя ПЗС-матрицы приведена на рис. 1.1. На поверхности пикселя располагается прозрачный электрод из поликристаллического кремния, на который подается положительный потенциал. Он отделен от слоя полупроводника (кремния) тонким диэлектрическим слоем оксида кремния SiO_2 , который также прозрачен для оптического излучения. Полупроводник разделен на две части: сверху он имеет электронную проводимость (полупроводник n-типа), а внизу — дырочную (полупроводник p-типа). На границе областей n- и p-типа образуется обедненный носителями заряда слой. Падающий на пиксель фотон рождает пару электрон–дырка в обедненном слое. Электрон движется в потенциальную яму, созданную электродом и остаточным зарядом в обедненной области. Количество рожденных

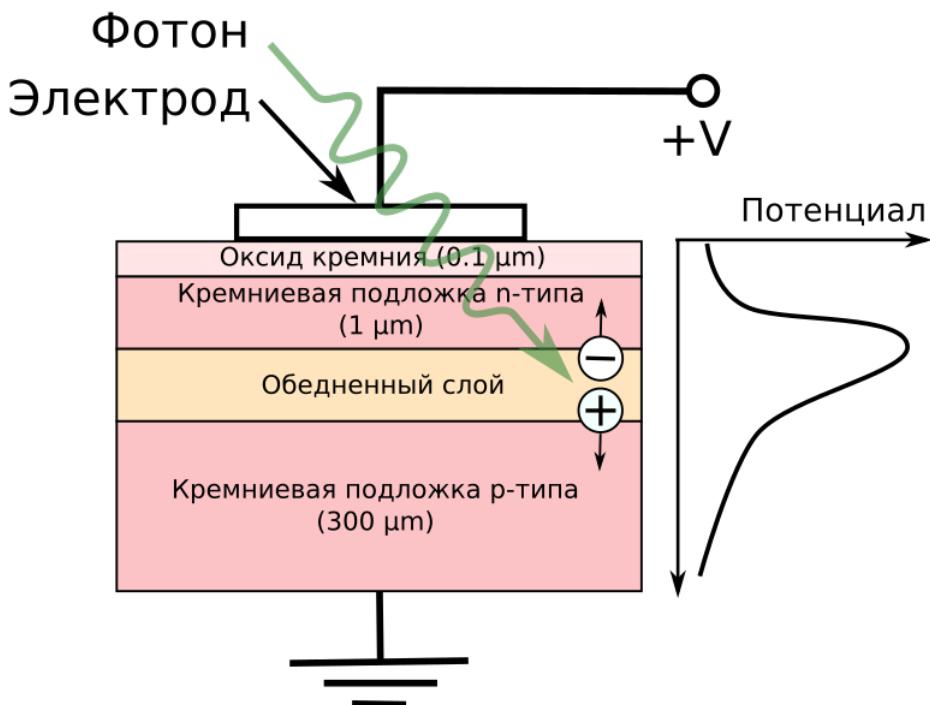


Рис. 1.1. Структура пикселя ПЗС-матрицы. Справа показано распределение электрического потенциала по глубине пикселя

и собранных потенциальной ямой электронов пропорционально потоку падающего излучения, а пиксель можно рассматривать как крошечный конденсатор, накапливающий заряд во время экспозиции. Обычно пиксели имеют в своем составе более одного конденсатора. Наиболее распространены трехфазные детекторы, которые имеют по три конденсатора на пиксель.

После завершения экспозиции на матрице образуется скрытое изображение из собранных фотоэлектронов. Считывание накопленных пикселями матрицы зарядов проводится путем регулирования напряжения на электродах, которое позволяет переносить заряды с одного пикселя на другой и последовательно передавать их измерителю заряда — аналогово-цифровому преобразователю, или АЦП. Пример переноса заряда в трехфазной ПЗС-матрице показан на рис. 1.2. На рисунке показана часть столбца матрицы с двумя пикселями, к которым приложено по три электрода. Электроды соединены с линиями V_1 , V_2 , V_3 , на которые может подаваться напряжение 0, 5 и 10 В. На верхней панели рисунка приведено распределение напряжения по электродам на первом шаге переноса заряда, который выполняется по завершении экспозиции. Наибольшее (в 10 В) напряжение подается на линию V_3 , что вызывает наибольшую глубину потенциальной ямы под соответствующими электродами. На линию V_1 дано наименьшее, нулевое напряжение, а прикрепленные к ней электроды формируют стенки потенциальной ямы. На следующем шаге, показанном на средней панели, наибольшее напряжение в 10 В прикладывается к линии V_1 , на V_3 напряжение опускается до 5 В, а электроды, подключенные к V_2 , формируют стенки новой

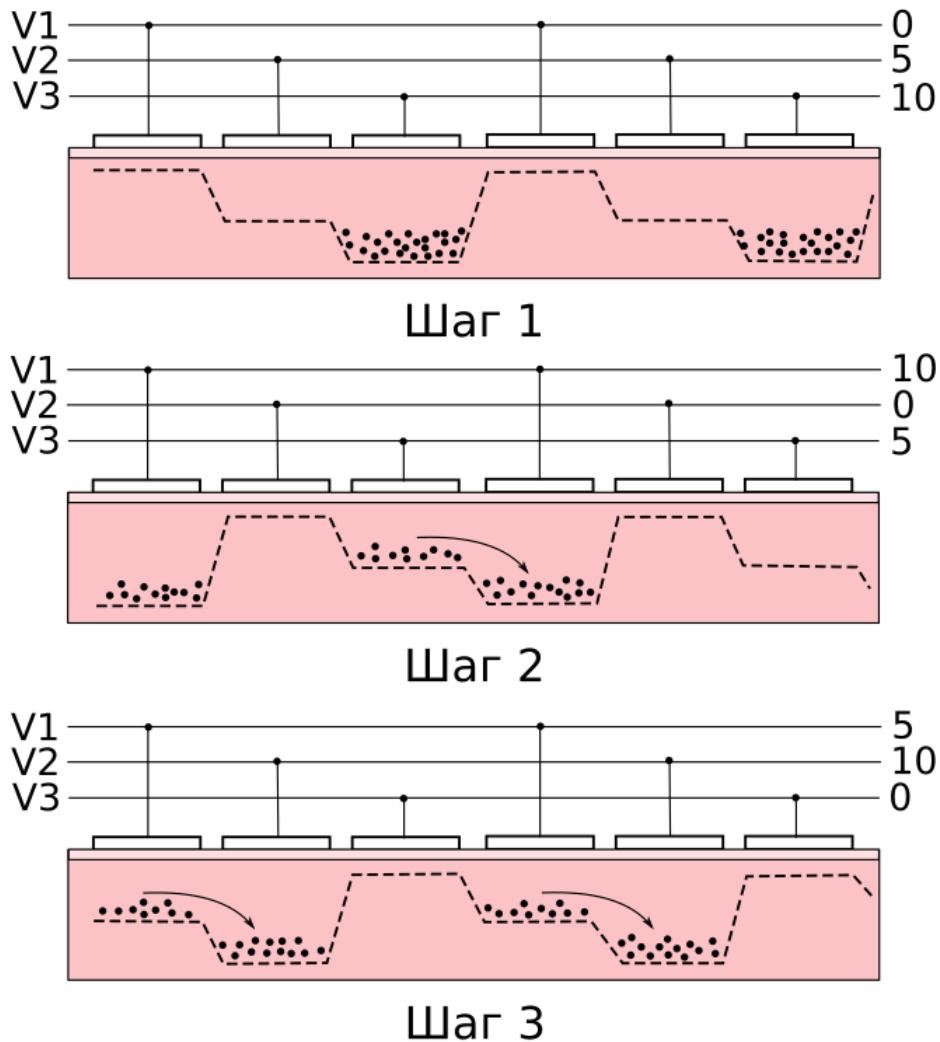


Рис. 1.2. Пример переноса заряда в трехфазной ПЗС-матрице. Пунктирная линия показывает распределение электрического потенциала. Точками отражены области концентрации фотоэлектронов

потенциальной ямы. Таким образом, потенциальная яма сместилась вправо и перетащила с собой накопленные фотоэлектроны. Аналогичным образом происходит перетаскивание фотоэлектронов на следующем шаге, показанном в нижней панели рисунка. Конфигурация распределения напряжения на последнем, четвертом шаге, такая же, как на шаге 1. Описанные четыре шага формируют цикл считывания, в котором заряд с некоторого пикселя переносится на соседний. Циклы считывания повторяются множество раз, пока не будет перенесен весь заряд столбца матрицы, накопленный во время экспозиции.

Описанный процесс переноса заряда параллельно выполняется и в остальных столбцах матрицы. Общая схема считывания данных с ПЗС-матрицы показана на рис. 1.3. При каждом цикле считывания заряд переносится на одну строку вниз. Заряд с самой нижней строки поступает на так называемый горизонтальный регистр сдвига. На самом деле он

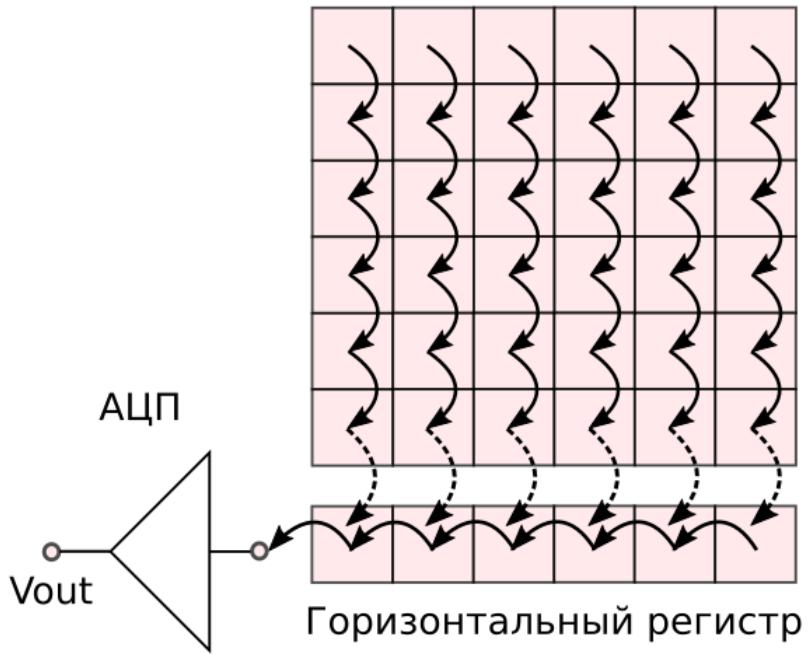


Рис. 1.3. Общая схема считывания данных с ПЗС-матрицы. Заряды перемещаются вниз по столбцам матрицы. Достигнув последней строки, они переносятся на горизонтальный регистр, с которого поступают на усилитель и АЦП

представляет собой выделенную строку матрицы. Далее, выгруженный на горизонтальный регистр заряд перемещается на усилитель и АЦП аналогично методу, описанному выше и проиллюстрированному на рис. 1.2. После того, как весь заряд передан с горизонтального регистра, следует следующий цикл считывания заряда с матрицы.

Читатель может задаться вопросом: с какой целью кремниевая подложка разделяется на два слоя с разными типами проводимости, ведь того же эффекта можно достичь и без разделения полупроводника? В действительности, в ранних ПЗС отсутствовал слой n -типа. Такого рода ПЗС получили название ПЗС с поверхностным каналом (surface channel CCD). В них накопление фотоэлектронов проводилось около внешней поверхности полупроводника, соединенной с оксидом кремния. Поверхностные дефекты полупроводника приводили к плохой эффективности переноса заряда в процессе считывания. Этот недостаток был устранен путем введения слоя n -типа. Благодаря остаточному заряду в обедненной области максимум электрического потенциала достигается около нее (см. рис. 1.1), и именно в области максимального потенциала накапливаются фотоэлектроны, далеко от границы полупроводника. Такого рода детекторы называют ПЗС со скрытым каналом (buried channel CCD). В настоящее время при решении научных задач используются только ПЗС такого типа.

1.2. Квантовая эффективность

Важной характеристикой ПЗС-матрицы является ее квантовая эффективность, т.е. отношение количества фотонов, выбивших фотоэлектроны, к общему количеству подающихся на матрицу фотонов. Квантовая эффективность различна на разных длинах волн. Полный спектральный диапазон, в котором детектор чувствителен к падающему излучению, называется рабочим диапазоном приемника. Для ПЗС-матриц он протягивается от 3000 до 11000 Å ввиду хорошей поглощающей способности кремния в этой области.

Согласно рассмотренной выше структуре пикселя, фотон, перед тем как достигнуть полупроводника и выбить фотоэлектрон, должен пройти через прозрачный электрод и слой оксида кремния. Такого рода детекторы называются ПЗС с прямой засветкой, общая схема которых показана на рис. 1.4а. К сожалению, не каждый фотон способен пройти поставленное перед ним препятствие, и пиковая квантовая эффективность таких матриц обычно не превосходит 50%. Наибольшие трудности при этом возникают у коротковолновых фотонов, что приводит к снижению квантовой эффективности в синей части спектра. Несмотря на имеющиеся проблемы, ПЗС-матрицы с прямой засветкой сильно превосходят по квантовой эффективности фотопластинки ($\approx 2 - 5\%$) или человеческий глаз ($\approx 1\%$).

Повысить квантовую эффективность можно путем освещения матрицы с обратной стороны, как показано на рис. 1.4б. В таком случае перед фотоном не стоят препятствия в виде электрода и слоя оксида кремния. Кроме того, в матрицах с обратной засветкой можно нанести антиотражающий слой, что затруднительно сделать для матриц с прямой засветкой из-за сложной структуры поверхности с электродами. Квантовая эффективность матриц с обратной засветкой часто оказывается более 90%. Для того, чтобы предотвратить поглощение фотона до обедненного слоя, толстая кремниевая подложка должна быть сужена до ~ 15 микрон. Это приводит к тому, что красные электроны, имеющие меньшую эффективность поглощения, иногда проходят через кремниевый слой без выбивания фотоэлектрона. По этой причине ПЗС с обратной засветкой имеют несколько меньшую квантовую эффективность в красной области, по сравнению с синей. Кроме того, тонкий кремниевый слой приводит к появлению в красной области спектра интерференционного узора, или фрингов (от англ. fringes). Обычно изображения исправляются за фринги на этапе обработки наблюдательного материала, но все же они способны несколько ухудшить точность, особенно при спектральных измерениях.

1.3. Линейность и гейн

Заряды, накопленные пикселями матрицы, конвертируются АЦП в целые числа — отсчеты ADU (Analog-to-Digital Unit). Отсчет I в ADU связан с количеством фотоэлектронов в пикселе $N(e^-)$ как

$$I(ADU) = \frac{N(e^-)}{g}, \quad (1.1)$$

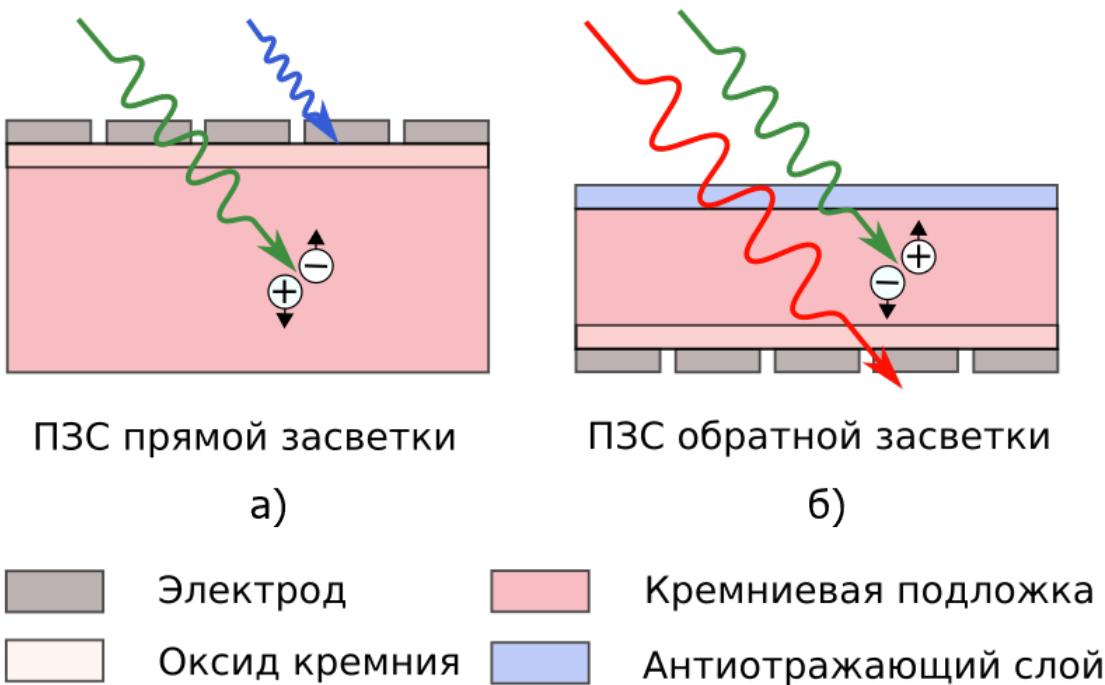


Рис. 1.4. Схемы матриц прямой (а) и обратной (б) засветки

где g — коэффициент усиления или гейн (от англ. gain). Таким образом, гейн есть количество электронов, приходящихся на один ADU. Обычно гейн принимает значения $g = 1 - 150 \text{ e}^-/\text{ADU}$. Значение максимального отсчета ограничено разрядностью АЦП. Так, 16-разрядный АЦП способен возвращать отсчеты от 0 до $2^{16} - 1$ ADU, или от 0 до 65535 ADU. Неосвещенному пикселю соответствует значение 0 ADU (на самом деле небольшое число — электронный ноль, см. ниже), а максимально освещенный пиксель не может дать сигнал более максимального ADU для данной разрядности АЦП.

Важным свойством ПЗС является его линейность. Оно подразумевает собой линейное соотношение между количеством фотоэлектронов в пикселе и соответствующим значением ADU, возвращаемым АЦП. Однако это свойство не выполняется при сильном заполнении фотоэлектронами пикселей, когда их число близко к максимальному количеству фотоэлектронов, которое способен удержать пиксель. По этой причине следует быть очень осторожным при фотометрии ярких звезд, сигнал от которых близок к емкости пикселей матрицы.

Пример кривой отклика АЦП показан на рис. 1.5. Нижняя часть этой кривой линейна, но при приближении величины входного сигнала к емкости пикселя в 150000 e^- возникает нелинейность, и кривая вырождается в горизонтальную линию. В рассматриваемом примере АЦП является 15-разрядным, и максимальный выходной отсчет равен 32767 ADU. Гейн АЦП определяет наклон линейного участка и равен $4.5 \text{ e}^-/\text{ADU}$. Нелинейность начинается около $1.17 \times 10^5 \text{ e}^-$ или 26000 ADU, покрываемым выходным диапазоном значений

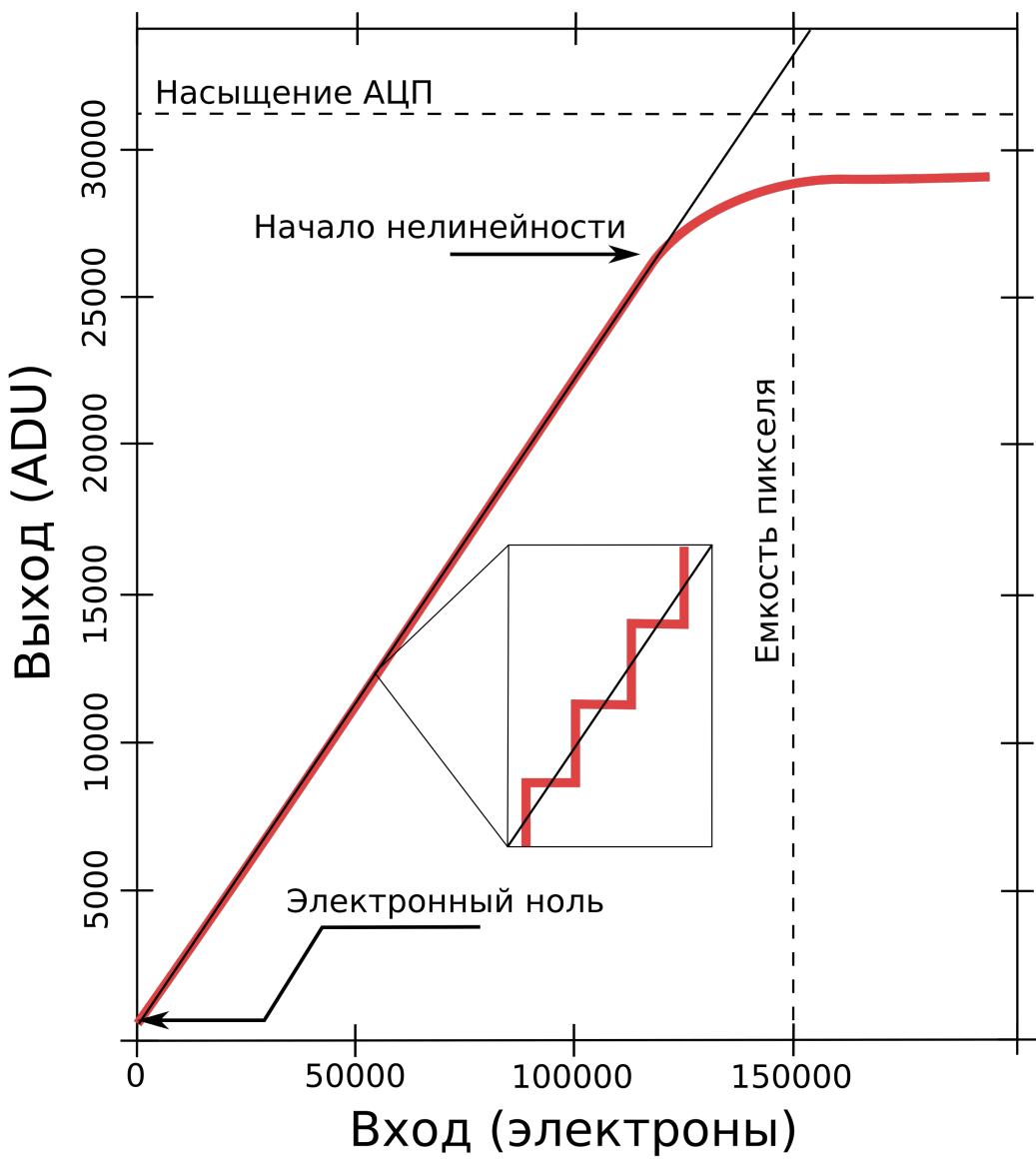


Рис. 1.5. Пример функции отклика АЦП (красная линия)

АЦП. Если бы гейн был меньше, например $2 e^-/\text{ADU}$, то нелинейность возникала бы при 58500 ADU, что лежит сильно далеко за пределами выходных сигналов АЦП. При этом бы терялась часть полезного сигнала на линейном участке от 32767 до 58500 ADU. Если сделать гейн больше, например $10 e^-/\text{ADU}$, то выходные отсчеты АЦП будут покрывать линейный участок, однако возрастет шум, связанный с дискретизацией сигнала. Последнее связано с тем, что из-за дискретности выходного сигнала АЦП функция отклика не является плавной линией, а имеет ступенчатую форму (см. рис. 1.5). Высота каждой ступеньки равна 1 ADU, что соответствует шуму дискретизации 0.5 ADU. Для принятого гейна $4.5 e^-/\text{ADU}$ он равен $(0.5 \times 4.5) e^- = 2.25 e^-$, а для гейна $10 e^-/\text{ADU}$ он бы составил $(0.5 \times 10) e^- = 5 e^-$.

1.4. Шум считывания

Под шумом считывания подразумевается среднее количество электронов на пиксель, которое вносится в процессе считывания данных с ПЗС-матрицы. Существует две явные причины возникновения этого шума. Первая состоит в неидеальности работы АЦП. Даже если представить ситуацию, когда АЦП считывает одно и то же количество электронов с конкретного пикселя, то на выходе АЦП мы будем принимать разные значения, концентрирующиеся вокруг некоторого среднего с определенной дисперсией. Второй источник шума считывания представляет собой сама электроника, вносящая случайные электроны при считывании, которые дают нежелательные случайные флюктуации сигнала на выходе АЦП. Эти два эффекта вносят случайную добавку в конечный результат считывания.

Шум считывания сильно зависит от температуры считающего устройства. Высокая скорость считывания приводит к большему нагреву, что в свою очередь увеличивает шум считывания. По этой причине считывание данных с ПЗС-матриц в астрономических наблюдениях занимает довольно продолжительное время (десятки секунд). Обычно шум считывания в современных ПЗС составляет несколько электронов на пиксель.

1.5. Электронный ноль

Электронный ноль, также называемый током смещения или байесом (от англ. bias) — это изображение, полученное с нулевой экспозицией при закрытом затворе камеры. Полученные таким образом отсчеты соответствуют дополнительному напряжению, подаваемому на АЦП. Это смещение необходимо для устранения отрицательных значений на входе АЦП для его корректной работы.

Для оценки уровня электронного нуля наблюдения сопровождаются съемкой байес-кадров, которые затем вычитаются из научных изображений. В изображении электронного ноля присутствует шум считывания. Отсчеты в кадре электронного нуля распределены по нормальному закону со среднеквадратическим отклонением $\sigma = \sigma_{rn,e}/g$, где $\sigma_{rn,e}$ —

шум считывания в электронах, а g — гейн. Для получения точной оценки электронного нуля получают несколько (количеством N) байес-кадров, которые затем усредняются для уменьшения шумовой составляющей. Уровень шума в усредненном кадре будет в \sqrt{N} раз меньше по сравнению с одиночным кадром. На практике байес-кадры обычно усредняются медианно для устранения выбросов (например, следов космических частиц).

Другой способ оценки электронного нуля — это измерение отсчетов в области оверскана. Эта область представляет собой фиктивные строки и столбцы на изображении, возвращаемом ПЗС. Они отсутствуют на матрице физически и порождаются дополнительными циклами считывания на АЦП. Усреднив отсчеты в области оверскана, можно получить оценку уровня электронного ноля. Затем это значение можно вычесть из каждого пикселя изображения для его исправления за электронный ноль. Байес-кадры являются более информативными по сравнению с оверсканом, поскольку могут выявить двухмерные структуры в электронном ноле. Эти структуры нередки в ПЗС-приборах, однако они являются слабыми и стабильными по времени.

1.6. Темновой ток

Темновой ток (в англ. dark или dark current) представляет собой добавку, которая формируется за счет тепловых электронов. Благодаря тепловому движению электроны могут вырываться из валентной зоны полупроводника и накапливаться в потенциальных ямах ПЗС вместе с фотоэлектронами. Для исправления научных кадров за этот эффект в наблюдениях получают изображения темнового тока с закрытым затвором и экспозицией, равной экспозиции научных кадров. Особенно большая генерация тепловых электронов происходит в так называемых горячих пикселях. Количество накопленных тепловых электронов тем больше, чем больше время экспозиции, и возрастает при увеличении температуры ПЗС как $\sim T^{3/2} \exp(-\Delta E/2k_B T)$, где ΔE — ширина запрещенной зоны полупроводника, k_B — постоянная Больцмана.

Темновой ток измеряется в количестве тепловых электронов, генерируемых за единицу времени на один пиксель. При комнатных температурах он составляет $\sim 10^4 e^-/\text{сек}/\text{пикс.}$ Для подавления темнового тока астрономические ПЗС-матрицы охлаждаются жидким азотом до температур около -100°C или термоэлектронным способом до температур от -20 до -50°C . Наиболее распространенным способом термоэлектронного охлаждения является элемент Пельтье. Ввиду сильной температурной зависимости темнового тока особое внимание уделяется поддержанию стабильной температуры ПЗС ($\pm 0.1^\circ\text{C}$). В охлаждаемых астрономических приборах значение темнового тока составляет $\sim 1-0.01 e^-/\text{сек}/\text{пикс.}$ При обработке наблюдений, выполненных современными астрономическими камерами с глубоким охлаждением, часто пренебрегают темновым током. Однако нужно отметить, что при длинных выдержках возможно накопление большого количества тепловых электронов и может потребоваться их учет. Поскольку тепловые электроны распределены по

закону Пуассона, то уровень шума, вносимого темновым током, есть $\sigma_{dark,e} = \sqrt{N_e}$, если N_e — количество тепловых электронов.

1.7. Бинирование и окна считывания

На практике ПЗС-камеры часто используются в режиме бинирования пикселей. Это означает, что несколько пикселей матрицы как бы объединяются в один больший пиксель перед считыванием. Режим бинирования обычно обозначается как $n_r \times n_c$, где n_r — количество объединенных пикселей вдоль строк матрицы, а n_c — вдоль столбцов (например, 1×1 без бинирования, 2×2 , 4×4 , и прочее). Конечно, для задач фотометрии устанавливают $n_r = n_c$, чтобы не вносить искажения в получаемые изображения звездного неба. Однако вариант $n_r \neq n_c$ может быть полезен в спектроскопии. Бинирование выгодно по нескольким аспектам.

Бинирование выгодно с точки зрения повышения отношения сигнал–шум при считывании. Действительно, пусть на вход АЦП поступает заряд с n соседствующих пикселей. Суммарный заряд равен $N = \sum_{i=1}^n N_i$, а его ошибка, вносимая при считывании, $\sigma = \sqrt{n}\sigma_{rn,e}$. С другой стороны, если перед считыванием объединить эти n пикселей, то на выходе АЦП мы также получим сигнал, равный сумме зарядов $N = \sum_{i=1}^n N_i$, но с ошибкой считывания $\sigma = \sigma_{rn,e}$. Таким образом, если пренебречь другими источниками шума, отношение сигнал–шум суммарного сигнала при бинировании будет выше в \sqrt{n} раз. Кроме того, бинирование ускоряет процесс считывания. Понятно, что при объединении n -го количества пикселей скорость считывания возрастет в n раз.

На практике, кроме указанного, использование того или иного варианта бинирования зависит от состояния атмосферы, влияющей на размер звездного изображения, и поставленной задачи. В течение ночи наблюдатель зачастую выбирает между отдельными программами и объектами в зависимости от погодных условий, приоритетов и др. Таким образом, основная часть наблюдаемого материала может получаться, например, в режиме 2×2 , но если качество изображений позволяет снять объект, требующий высокого углового разрешения, астроном может принять решение отключения бинирования (режим 1×1). Конечно, для всех вариантов бинирования необходимо получить полный набор калибривочных кадров, что тоже может влиять на выбор наблюдателя, например, при отсутствии возможности снять плоские (см. следующий раздел) поля без бинирования.

Большинство современных ПЗС-приемников позволяют ограничивать область на матрице, с которой будет выполняться считывание, а ее окружение будет игнорироваться. Возможность задания таких окон считывания особенно ценна при исследовании короткоперiodических явлений. Исследуемый объект может быть помещен в малое окно считывания, что позволяет существенно сократить время считывания и повысить временное разрешение наблюдений.

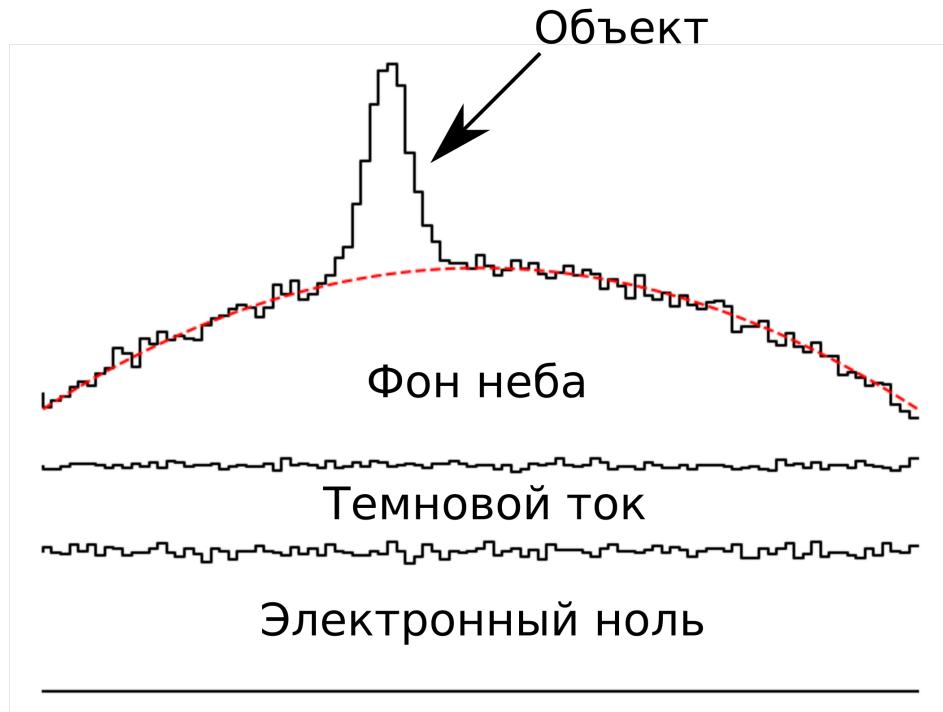


Рис. 1.6. Схематический срез изображения. Искривление фона неба обусловлено виньетированием

1.8. Особенности астрономических наблюдений

Простейший астрономический фотометр состоит из ПЗС-матрицы, установленной в фокальной плоскости телескопа, а также затвора и фотометрического фильтра, располагаемых перед матрицей. Наблюдения, проводимые при помощи таких устройств, позволяют определять положение и форму (если объект является протяженным) небесного тела, изучать распределение энергии в спектре при использовании нескольких фотометрических фильтров. Набор однотипных наблюдений позволяет построить временную зависимость блеска изучаемого объекта, или кривую блеска.

Помимо фотоэлектронов, порождаемых небесными светилами, ПЗС-изображения содержат в себе фон, создающийся несколькими источниками: (1) электронный ноль (байес); (2) тепловые электроны темнового тока; (3) фон неба, обусловленный свечением земной атмосферы, зодиакальным светом, излучением слабых неразрешенных объектов (см. рис. 1.6). Свечение атмосферы обусловлено фотохимическими процессами в ее верхних слоях. В ясную безлунную ночь вдалеке от Млечного Пути большая часть фона неба приходится на свечение атмосферы ($\sim 2/3$) и зодиакальный свет ($\sim 1/3$). При этих же условиях яркость фона неба в зените составляет $22.5 - 23^m$ с квадратной секунды дуги в полосе В системы Джонсона. С увеличением расстояния от зенита яркость атмосферного свечения растет как $\sim 1 + z^2/2$, где z — зенитное расстояние [1]. При выполнении наблюдений в лунную ночь или в сумерки существенный вклад в фон неба дает рассеянный свет Луны и

Солнца. Яркость фона неба может сильно повышаться из-за облаков (дымки, цирrusов), подсвеченных небесными или искусственными объектами. Таким образом, сигнал в пикселе с координатами x, y , накопленный за время экспозиции Δt , может быть представлен как

$$I'(x, y) = k(x, y)(I_{obj}(x, y) + I_{sky}(x, y)) \times \Delta t + D(x, y, \Delta t) + B(x, y), \quad (1.2)$$

где I_{obj} и I_{sky} — величины, пропорциональные потокам излучения от объекта и фона неба соответственно, $D(x, y, \Delta t)$ — вклад темнового тока, $B(x, y)$ — электронный ноль. Коэффициент $k(x, y)$ учитывает неоднородную чувствительность пикселей матрицы и виньетирование. Для исследователя представляют интерес сигналы от объекта $I_{obj}(x, y)$. Для их определения нужно вычесть из исходного изображения электронный ноль B и темновой ток D , а затем поделить получившийся кадр на распределение чувствительности $k(x, y)$. В итоге будет получен кадр с изображением источников и фона неба.

Для получения изображения электронного ноля $B(x, y)$ снимается несколько кадров с нулевой экспозицией до или после наблюдений исследуемого объекта. Для учета темнового тока $D(x, y)$ получают нескольких кадров с закрытым затвором с той же продолжительностью экспозиции, что использовалась при съемке объекта. Конечно, полученные таким образом изображения содержат в себе и электронный ноль, что зачастую освобождает от необходимости получения байес-кадров отдельно. Вычитание усредненных кадров темнового тока и электронного ноля устраняет в научном изображении эти две составляющие фона. Для определения распределения чувствительности $k(x, y)$ проводят наблюдения равномерно освещенного поля: сумеречного неба или специального экрана в подкупольном пространстве. Полученные таким образом снимки называются кадрами плоского поля или флэт-кадрами (от англ. flat). После вычитания из них подложки, состоящей из темнового кадра и электронного нуля, образуется функция чувствительности прибора $k(x, y)$. Для учета фона неба проводится оценка его уровня около объекта.

Наблюдаемое в фокальной плоскости изображение искажено влиянием атмосферы и несовершенством оптики телескопа. Тurbulentные движения в атмосфере приводят к размазыванию изображения звезды в турбулентный диск при достаточно длинных экспозициях. Как правило, атмосферная турбулентность является наиболее значимым фактором размывания звездного изображения в наземных наблюдениях. Размер звездного изображения, обусловленный атмосферной турбулентностью, может варьироваться в широких пределах в зависимости от погодных условий. Хорошими условиями наблюдений слабых источников считаются такие, которые обеспечивают размер звездного изображения порядка $1''$. Подобные же искажения вызываются и оптической схемой ввиду присутствия геометрических и хроматических aberrаций. Также размазывание изображения происходит за счет неточности гидирования и фокусировки. Во многих случаях эти искажения можно считать пространственно-инвариантными (т.е. не зависящими от координат x, y) и линейными (т.е. пропорциональными потоку излучения от объекта). Тогда получаемое

изображение можно представить в виде свертки

$$I(x, y) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} S(x - x', y - y') I_0(x', y') dx' dy', \quad (1.3)$$

где I_0 — истинное, неискаженное изображение, а S — передаточная функция, называемая также функцией рассеяния точки, или PSF-функцией (от англ. Point Spread Function). Очевидно, что при наблюдении точечного объекта, например звезды, его наблюдаемый профиль $I(x, y)$ будет представлять собой PSF-функцию, т.е. $I(x, y) \sim S(x - x_0, y - y_0)$, где x_0 и y_0 — координаты объекта. Таким образом, наблюдаемые на кадре звезды должны иметь одинаковый профиль, равный PSF-профилю. Высота профиля звезды при этом пропорциональна ее яркости. Заметим, что приближение пространственной инвариантности часто работает лишь в ограниченной области поля зрения ПЗС, в пределах которой изменения PSF-профиля, обусловленные aberrациями оптики телескопа, невелики. Некоторые приборы могут содержать дополнительные оптические элементы, в результате чего функция рассеяния точки обладает значительной переменностью в пределах по полю зрения.

При выполнении астрономических наблюдений следует уделить внимание дискретизации PSF-профиля пикселями матрицы. Так, для решения астрометрических задач необходимо, чтобы профиль звезды покрывался большим количеством пикселей, чтобы надежно оценить координаты центра яркости. Если же FWHM (англ. Full Width at Half Maximum, т.е. полная ширина на половине максимума) звездного профиля покрывается менее 1.5 пикселями, то мы имеем дело с плохой дискретизацией и сопутствующими ошибками астрометрии. Кроме того, при выполнении фотометрии звезд необходимо как можно точнее определить центр яркости звезды для получения максимальной точности измерения потока излучения. Таким образом, хорошая дискретизация PSF-профиля необходима как для решения астрометрических, так и фотометрических задач. Выбор оптимальной дискретизации PSF-функции следует из теоремы Котельникова–Найквиста, согласно которой FWHM звездного изображения должен охватывать около двух пикселей.

1.9. Стандарт FITS

FITS (Flexible Image Transport System) — стандартный формат представления данных, используемый в астрономии [6]. Именно в этом формате хранятся изображения, полученные профессиональными астрономическими камерами. Формат FITS состоит из двух обязательных блоков: заголовок в формате ASCII (другое название – FITS-шапка), содержащий информацию для считывания и интерпретации данных файла, а также массив данных в бинарном формате. В случае изображений этот массив является двухмерным.

FITS-заголовок занимает объем, кратный 2880 байт, т.е. $2880 \times n$, где n — целое число ($n > 0$). Заголовок разделяется на $36 \times n$ строк по 80 байт каждая. Каждая строка начинается с ключа, за которым следует значение. Существуют обязательные ключи, необ-

ходимые для считывания данных, а также опциональные ключи, которые, как правило, содержат информацию о самих наблюдениях (время выполнения наблюдений, экспозиция, фильтр, координаты области наведения телескопа, характеристики ПЗС-матрицы, наблюдатель и прочее). Список некоторых ключей FITS-заголовка дан в таблице 1.1.

В отличие от многих распространенных форматов хранения изображений (таких как, например, JPEG, PNG) формат FITS не подвергает данные сжатию. Таким образом, изображения в формате FITS являются максимально информативными. С другой стороны, из-за отсутствия сжатия FITS-изображения являются довольно объемными. Например, 16-битное изображение размером 1024×1024 занимает 16 МБ памяти.

Таблица 1.1. Некоторые ключи FITS-заголовка. В верхней части таблицы перечислены обязательные ключи, а ниже — optionalные. Последние могут варьироваться от прибора к прибору или вовсе отсутствовать.

SIMPLE	Подтверждение FITS-формата файла.
BITPIX	Тип данных.
NAXIS	Размерность блока данных.
NAXIS1	Длина первой оси блока данных.
NAXIS2	Длина второй оси блока данных.
BZERO	Отсчет_Пикселя = BSCALE * Значение_Массива + BZERO.
BSCALE	Отсчет_Пикселя = BSCALE * Значение_Массива + BZERO.
IMAGETYP	Тип кадра (объектный кадр, плоское поле, электронный ноль и т.п.).
OBJECT	Наблюдаемый объект.
DATE-OBS	Дата наблюдений.
TSTART	Момент начала экспозиции.
EXPTIME	Продолжительность экспозиции.
RATE	Скорость считывания (КПикс./сек).
GAIN	Гейн (e^- /ADU).
BINNING	Бининг (например, 2x2, 1x2).
RA	Прямое восхождение центра поля зрения.
DEC	Склонение центра поля зрения.
Z	Зенитное расстояние направления телескопа.
A	Азимутальный угол направления телескопа.
FILTER	Фотометрический фильтр, в котором проводились наблюдения.
OBSERVER	Виновные в плохих кадрах люди.
COMMENT	Комментарий (без значения).
HISTORY	Комментарии к выполненной обработке кадра (без значения).

Глава 2.

Анализ изображений

2.1. Основы работы в IRAF

IRAF (the Image Reduction and Analysis Facility) — это универсальный пакет программ для обработки и анализа астрономических данных, разработанный в Национальной Оптической Астрономической Обсерватории США (National Optical Astronomy Observatory — NOAO)¹.

В операционной системе Linux работа в среде IRAF осуществляется через терминал xgterm. Для более комфортной работы терминал xgterm следует запускать с поддержкой полосы прокрутки (ключ -sb) и с увеличенным размером шрифта (задается через ключ -fn):

```
xgterm -sb -fn 7x14 &
```

Вход в среду IRAF осуществляется при помощи команды cl (или ecl) из директории, в которой находится конфигурационный файл login.cl. IRAF содержит в себе большое количество пакетов с программами, специализирующимися на выполнении определенного рода задач. Многие из пакетов имеют в своем составе другие пакеты. Просмотреть список доступных пакетов или программ можно с помощью команды "?". Для того, чтобы перейти в какой-либо пакет, необходимо ввести его имя. Например, чтобы переместиться из корневого пакета в пакет noao, нужно ввести команду

```
cl> noao
```

Чтобы выйти из пакета, необходимо использовать команду bye, а выход из среды IRAF осуществляется командой logout. Программы в IRAF бывают двух типов. Первые можно запустить только находясь в пакете, который их содержит. Вторые могут запускаться независимо от текущего пакета (например, display, imstat, imcombine).

¹Пакет программ обработки и анализа астрономических данных IRAF доступен по адресу <https://iraf-community.github.io>.

Каждая программа IRAF имеет набор параметров, необходимых для ее выполнения. Список параметров программы можно отобразить при помощи команды lpar с последующим указанием имени программы. Например, для вывода параметров программы imstat (она используется для вычисления статистических параметров изображений, см. ниже) нужно задать команду

```
cl> lpar imstat
```

Для изменения параметров программы используется команда epar, выводящая доступный для редактирования список. Так, в случае программы imstat, вводится команда

```
cl> epar imstat
```

Сохранение изменений проводится комбинацией клавиш CTRL+D, а отмена изменений — комбинацией CTRL+C. Для возвращения к настройкам программы по умолчанию используется команда unlearn. Вместо редактирования параметров через команду epar можно задавать им конкретные значения при вызове программы согласно шаблону: имя_программы имя_параметра=значение. Параметрами программ часто являются имена файлов с изображениями. Также многие программы могут принимать файлы-списки, которые представляют собой текстовые файлы с построчным перечислением имен файлов изображений. Для того, чтобы интерпретатор IRAF смог отличить файлы-списки от других файлов, при составлении команд перед именем списка обязательно вставляется символ “@”.

Для получения справочной информации можно воспользоваться командой help с последующим указанием программы, по которой требуется справка. На терминал выводится подробная информация по указанной программе с пояснениями к ее параметрам, алгоритмам работы и примерами использования. Допускается использование сокращений в названии пакетов и команд, т.е. можно указать только несколько первых букв пакета или команды, если это позволит однозначно их идентифицировать.

Работая в среде IRAF, допускается использование команд Linux (cp, ls, mv, pwd и др.). Наиболее используемые из них (ls, pwd и др.) вбиваются напрямую, для вызова других требуется сначала ввести символ “!”. Список основных команд IRAF дан в таблице 2.1.

2.2. Статистика изображений

Для определения статистических параметров изображений в IRAF используется программа imstat. Вывод в терминал статистических параметров изображения осуществляется командой

```
cl> imstat someimage.fit
```

где someimage.fit — имя анализируемого изображения.

Таблица 2.1. Некоторые основные команды IRAF.

cl	Запуск среды IRAF.
logout	Выход из среды IRAF.
?	Вывод списка пакетов или программ.
bye	Выход из пакета.
!	Запуск команды Linux из IRAF.
help	Справочная информация о программе.
lpar	Просмотр параметров программы.
epar	Редактирование параметров программы.
unlearn	Возврат параметров программы к исходным значениям.
clear	Очистка терминала.

Программа imstat, как и многие другие программы IRAF, способна работать с множеством изображений. Для примера, вывод статистики всех изображений с расширением fit может быть выполнен через их маску как

```
cl> imstat *.fit
```

Продемонстрируем также работу со списком файлов. Создадим список файлов, имена которых начинаются на obj и заканчиваются на fit:

```
cl> ls obj*.fit > list_obj
```

В этой команде оператор `>` выполняет перенаправление вывода в текстовый файл `list_obj`. Затем мы можем вывести статистические параметры для каждого изображения из созданного списка:

```
cl> imstat @list_obj
```

По умолчанию данная программа выводит имя изображения (image), общее количество пикселей (pix), арифметическое среднее отсчетов матрицы (mean), стандартное отклонение отсчетов (stddev), а также минимальный (min) и максимальный отсчет (max). Средний отсчет находится путем суммирования отсчетов I_i ($i = 1 \dots N$) пикселей изображения и последующим делением суммы на полное количество пикселей N , т.е.

$$\langle I \rangle = \frac{1}{N} \sum_i I_i.$$

Стандартное отклонение σ характеризует разброс отсчетов в изображении и определяется как

$$\sigma = \sqrt{D}, \quad (2.1)$$

где

$$D = \frac{1}{N - 1} \sum_i r_i^2 \quad (2.2)$$

— несмещенная дисперсия, а $r_i = I_i - \langle I \rangle$.

При необходимости можно дополнить вывод другими статистическими параметрами, изменив поле `fields`. Так, важными при анализе изображения могут быть медиана (`midpt`) и мода (`mode`) распределения отсчетов. Для определения этих параметров строится гистограмма изображения с бинами шириной `binwidth`, измеряемой в единицах стандартного отклонения σ (по умолчанию 0.1σ). Медиана определяется как отсчет, который разделяет гистограмму на две равные по площади части. Мода соответствует отсчету, на котором достигается максимум гистограммы. Следует отметить, что в отличие от арифметического среднего, мода и медиана являются устойчивыми по отношению к выбросам (например, плохим пикселям и следам космических частиц) величинами.

Для характеристики формы распределения отсчетов используются коэффициент асимметрии (`skew`) и эксцесс (`kurtosis`). Коэффициент асимметрии определяется как

$$S = \frac{1}{N - 1} \sum_i \left(\frac{r_i}{\sigma} \right)^3, \quad (2.3)$$

и равен нулю, если распределение отсчетов является симметричным, $S > 0$, если распределение имеет завал в сторону малых отсчетов, и $S < 0$, если распределение заваливается в сторону высоких отсчетов. Эксцесс находится по формуле

$$K = \frac{1}{N - 1} \sum_i \left(\frac{r_i}{\sigma} \right)^4 - 3 \quad (2.4)$$

и характеризует мощность хвостов распределения по отношению к его пику, т.е. характеризует степень остроты распределения.

В астрономических изображениях часто встречаются выбросы, обусловленные, например, горячими пикселями или космическими частицами. Для того, чтобы не искажать ими статистику изображения, перед выводом статистических параметров можно выполнить процедуру $\kappa\sigma$ -обрезки. Идея этого метода состоит в итерационном измерении арифметического среднего со стандартным отклонением и выбрасыванием после каждой итерации отсчетов, которые не попадают в интервал $\langle I \rangle - \kappa_l \sigma \leq I \leq \langle I \rangle + \kappa_u \sigma$. Параметры κ_l и κ_u (или `lsigma` и `usigma` в списке параметров `imstat`) как правило выбираются из диапазона 3–5 и ограничивают область гистограммы, в которой находятся “хорошие” отсчеты. Выполнив несколько итераций, количество которых задается параметром `nclip`, можно очистить распределение отсчетов от всех выбросов. Некоторые параметры программы `imstat` перечислены в таблице 2.2.

Таблица 2.2. Некоторые параметры программы imstat.

images	Изображение или список изображений, для которых будут найдены статистические параметры.
fields	Параметры изображения, выводимые программой. Доступны следующие значения: <i>image</i> — имя изображения; <i>pix</i> — количество пикселей в изображении; <i>mean</i> — арифметическое среднее отсчетов; <i>stddev</i> — стандартное отклонение отсчетов; <i>min</i> — минимальный отсчет в изображении; <i>max</i> — максимальный отсчет в изображении; <i>mode</i> — мода распределения отсчетов, определяемая как отсчет, соответствующий максимуму гистограммы; <i>midpt</i> — медиана распределения отсчетов; <i>skew</i> — коэффициент асимметрии распределения отсчетов; <i>kurtosis</i> — эксцесс распределения отсчетов.
nclip	Количество итераций $\kappa\sigma$ -обрезки.
lsigma	Нижняя граница $\kappa\sigma$ -обрезки в единицах стандартного отклонения (параметр κ_l).
usigma	Верхняя граница $\kappa\sigma$ -обрезки в единицах стандартного отклонения (параметр κ_u).
binwidth	Ширина бинов гистограммы в единицах стандартного отклонения (по умолчанию 0.1 σ).

2.3. Визуализация изображений

Для визуализации изображений при работе в IRAF наиболее часто используется программа ds9². Вызов этой программы производится при помощи команды

```
cl> !ds9 &
```

Передача изображения в ds9 осуществляется командой display, после которой указывается имя изображения, а также фрейм (номер окна), в который нужно поместить изображение. Например:

```
cl> display someimage.fit 1
```

Всего ds9 поддерживает шестнадцать фреймов. Отметим, что использовать программу display можно лишь в том случае, если программа ds9 была запущена в среде IRAF.

При визуализации изображения можно также задать нижнюю (параметр z1) и верхнюю (параметр z2) границы отображаемых отсчетов, отключив при этом автоматическое определение этих пределов командой zsc- (эквивалентно zsc=no). Например, если исследователя интересует диапазон яркости 500–2000 ADU, то используется команда

```
cl> display someimage.fit 1 z1=500 z2=2000 zsc-
```

После выполнения этой команды все пиксели ярче порога z2 будут отображаться белым, а пиксели, яркость которых ниже z1 — черным цветом, все промежуточные значения — в градациях серого. Также можно отметить параметр ztrans, отвечающий за градационное преобразование, т.е. связь между отсчетом пикселя исследуемого ПЗС-изображения и яркостью на мониторе. По умолчанию используется линейное преобразование (ztrans=linear), однако, часто бывает более удобным логарифмическое преобразование (ztrans=log). Эти и некоторые другие полезные параметры программы display можно увидеть в таблице 2.3. В скобках указаны значения, принимаемые параметрами программы.

2.4. Локальный анализ изображения

Анализ участка изображения проводится при помощи программы imexamine. Перед использованием этой программы необходимо запустить вышеру ds9. После этого вызвать программу imexamine и, так же как с программой display, передать ей в качестве параметров имя анализируемого изображения и номер фрейма. Например:

```
cl> imexamine someimage.fit 1
```

²Следует отметить, что IRAF имеет собственную программу визуализации изображений ximtool, однако она имеет лишь 24-битное цветовое разрешение.

Таблица 2.3. Некоторые параметры программы display.

image	Имя визуализируемого изображения.
frame	Фрейм, в котором будет отображено изображение (1–16).
fill	Подгонка изображения под размер окна ds9 (yes или no).
zscale	Включение режима отображения около медианы (yes или no).
z1	Нижняя граница интенсивности.
z2	Верхняя граница интенсивности.
ztrans	Функция градационного преобразования (linear,log,none,user).

После фокусировки на окне ds9 (нужно активировать окно нажатием мыши), можно увидеть мигающий курсор, означающий переход в режим работы imexamine. Для анализа участка изображения необходимо навести на него курсор. В режиме imexamine доступно множество команд, которые можно вызвать путем нажатия на соответствующие им клавиши. Некоторые из них перечислены в таблице 2.4, с остальными можно ознакомиться, вызвав справку сочетанием клавиш SHIFT+?. Нужно отметить, что некоторые команды исполняются отдельными, скрытыми процедурами. Часть таких процедур приведена в таблице 2.4. Для редактирования параметров какой-либо процедуры imexamine нужно применить команду epar к ней, а не к imexamine.

Продемонстрируем работу лишь некоторых процедур imexamine, которые часто применяются на практике. Для анализа распределения отсчетов по изображению удобно построить его трехмерный профиль (клавиша “s”). Пример такого профиля представлен на рис. 2.1, где по горизонтальным осям откладываются номера строк и столбцов участка изображения, а высота участка профиля пропорциональна отсчетам пикселей.

На практике часто возникает необходимость в измерении статистических параметров участка изображения, например, для оценки уровня и шума фона. Для этого используется процедура, вызываемая клавишей “m”. Она выводит в терминал статистические параметры прямоугольной области, центрируемой на положение курсора. Этими параметрами являются: арифметическое среднее (MEAN), медианное среднее (MEDIAN), стандартное отклонение (STDDEV), минимальное (MIN) и максимальное (MAX) значения отсчетов. Для изменения размеров анализируемой области необходимо поменять ее количество строк (параметр nlstat) и столбцов (параметр ncstat) в списке параметров imexamine.

Другой важной функцией imexamine является построение радиального профиля звезды (клавиша “r”). В этом режиме программа находит центр яркости звезды около курсора и строит график зависимости отсчетов пикселей от их расстояния до центра яркости. Пример такого распределения представлен на рис. 2.2. Данная процедура очень удобна для оценивания размеров звездного изображения (сиинга). В нижней части окна с правой стороны перечисляются три оценки полной ширины профиля на половине максимума ин-

Таблица 2.4. Некоторые активные клавиши программы imexamine, вызываемые ими скрытые процедуры (если есть), краткое описание.

Клавиша	Процедура	Краткое описание
“q”	—	Выход из программы imexamine. Команда работает только в случае, если окно ds9 находится в фокусе (окно активно), а курсор наведен на изображение. После выполнения команды можно безопасно закрыть все окна, созданные imexamine.
“P”	limexam	Построение профиля отдельной строки изображения либо профиля, полученного усреднением по нескольким строкам.
“C”	cimexam	Построение профиля отдельного столбца изображения либо профиля, полученного усреднением по нескольким столбцам.
“v”–“v”	vimexam	Построение профиля изображения вдоль отрезка, концы которого отмечаются нажатием клавиши “v”.
“s”	simexam	Построение трехмерной поверхности около текущей позиции курсора.
“e”	eimexam	Построение карты изолиний около текущей позиции курсора.
“r”	rimexam	Построение радиального профиля.
“a”	aimexam	Выполнение фотометрии.
“m”	—	Вывод статистических параметров участка изображения.

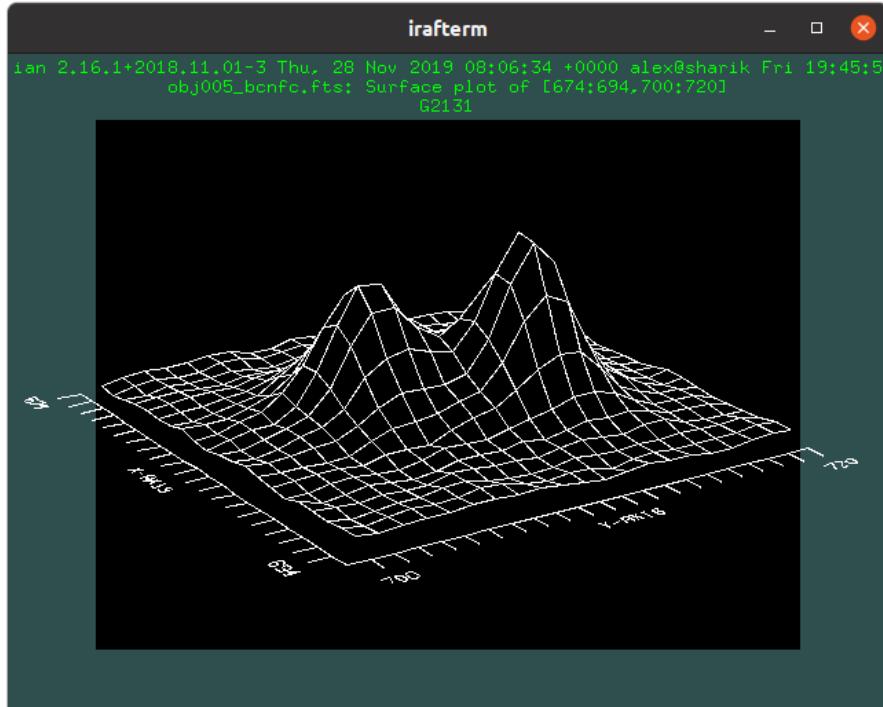


Рис. 2.1. Пример построения трехмерного профиля участка изображения с двойной звездой

тенсивности FWHM (Full Width at Half Maximum), найденные разными способами. Первая оценка (Enclosed FWHM, см. рис. 2.2) вычисляется так, чтобы внутри звездного профиля, ограниченного радиусом $r = \text{FWHM}/2$, содержалась половина потока от звезды³. Вторая оценка FWHM по умолчанию дается путем описания радиального профиля функцией Моффата

$$I(r) = I_0 \left(1 + \left(\frac{r}{\alpha} \right)^2 \right)^{-\beta} \quad (2.5)$$

с последующим вычислением FWHM как $\text{FWHM} = 2\alpha\sqrt{2^{1/\beta} - 1}$. Максимум интенсивности I_0 и параметр α находятся из аппроксимации радиального профиля. Коэффициент рассеяния β по умолчанию также находится из аппроксимации профиля. Помимо функции Моффата при описании радиального профиля можно использовать функцию Гаусса

$$I(r) = I_0 \exp \left(-\frac{r^2}{2\sigma^2} \right), \quad (2.6)$$

для которой значение FWHM связано с параметром σ как $\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2}\sigma \approx 2.35482\sigma$. Для смены аппроксимирующей функции нужно изменить параметр `fittype` в списке параметров процедуры `rimexam`. Последняя оценка FWHM (Direct FWHM) получается прямым измерением радиуса, на котором фиксируется интенсивность, равная половине от максимальной.

Программа `imexamine` располагает большим инструментарием для анализа изображений, который невозможно охватить в настоящем пособии. Здесь мы рассмотрели лишь те функции, которые по мнению авторов используются в `imexamine` наиболее часто при выполнении звездной фотометрии. Тем не менее, читатель всегда может получить необходимые ему сведения о других возможностях `imexamine` через справочные материалы `IRAF`.

³Легко показать, что в пределах FWHM гауссового профиля содержится 50% потока.

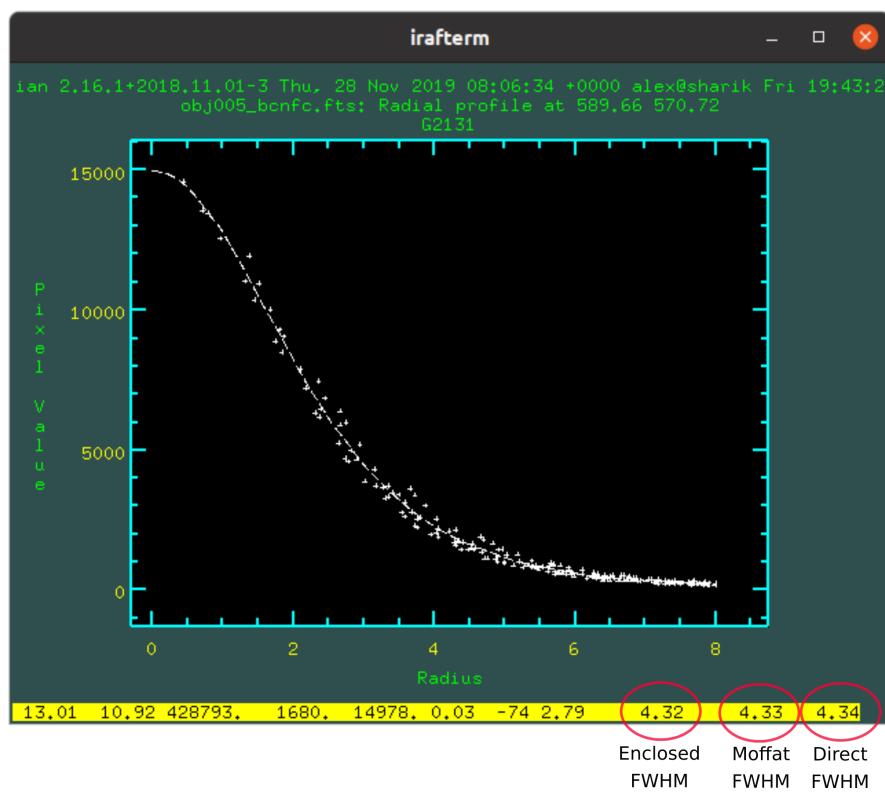


Рис. 2.2. Пример построения радиального профиля изображения звезды

Глава 3.

Калибровка изображений

3.1. Постановка задачи

Перед тем, как перейти к измерению блеска объектов на ПЗС-изображениях, необходимо проделать некоторую подготовительную работу. Она обязательно должна предшествовать фотометрии звезд для получения корректных результатов. Ее целью является калибровка кадров для устранения аддитивных и мультипликативных ошибок, неизбежно присутствующих в наблюдениях, а также чистка от плохих пикселей и следов космических частиц. Выполнению этой работы посвящена настоящая глава.

В настоящей и следующей главе данного пособия приемы обработки фотометрии в IRAF будут изложены на примере переменной звезды V808 Aur. Она представляет собой так называемый поляр (или звезду типа AM Her). Объекты этого типа имеют короткие периоды (от 80 мин до нескольких часов) и высокие амплитуды блеска ($\Delta V \sim 1^m$). К настоящему пособию прилагается наблюдательный материал, на основе которого мы получим кривые блеска V808 Aur в нескольких фильтрах, покрывающие его фотометрический период. Наблюдательный материал получен на 1-м телескопе Цейсс–1000 Специальной астрофизической обсерватории РАН 12 апреля 2014 года. Наблюдения проводились при помощи азотно-охлаждаемого ПЗС-фотометра, установленного в кассегреновском фокусе телескопа. Наблюдательный материал представляет собой серию снимков окрестностей V808 Aur (рис. 3.1) с чередованием фильтров B, V, Rc, Ic системы Джонсона–Коузинса. Помимо снимков объекта в представленном материале имеются калибровочные кадры плоских полей и кадров электронного нуля. Поскольку наблюдения проводились с помощью ПЗС с глубоким охлаждением, темновой ток в получаемых изображениях пренебрежимо мал.

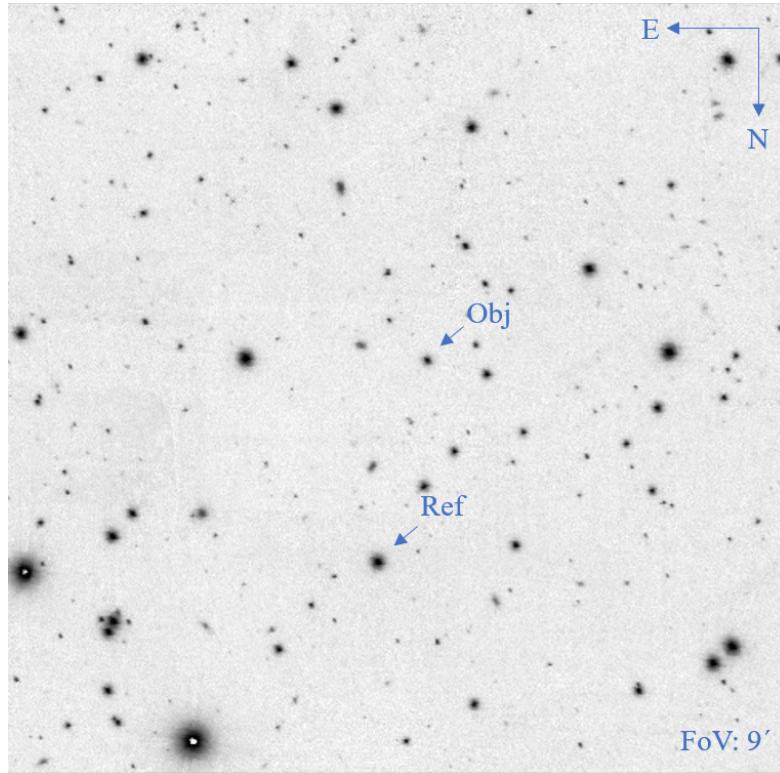


Рис. 3.1. Карта окрестностей V808 Aur. Отмечена исследуемая звезда — Obj и звезда, которую рекомендуется взять в качестве опорной — Ref

3.2. Обрезка кадров

Нередки случаи, когда часть изображения не имеет нужной для исследователя информации. Примером может служить область оверскана. Хотя оверскан несет в себе полезную информацию о поведении электронного ноля в течение наблюдений, современные ПЗС-приемники являются довольно стабильными, и эта область часто не используется при обработке изображений. Обрезку изображения можно выполнить при помощи команды `imcopy`, которая предназначена для копирования изображений целиком или их областей. При копировании области изображения нужно указать ее границы в квадратных скобках по шаблону $[x1 : x2, y1 : y2]$, где $x1$ и $x2$ — крайний левый и крайний правый столбец копируемой области, а $y1$ и $y2$ — ее нижняя и верхняя строка. Так, для копирования нижней левой области изображения `someimage.fit` размером 512×512 в файл `selected_region.fit` можно воспользоваться командой

```
cl> imcopy someimage.fit[1:512,1:512] selected_region.fit
```

Команду копирования можно применить к набору файлов, удовлетворяющих некоторой маске. Так, для замены всех файлов с расширением `fit` на их вырезанную область можно применить команду

```
cl> imcopy *.fit[1:512,1:512] *.fit
```

В случае, если нет ограничений на копирование по одному из направлений, то можно опустить его диапазон индексов символом "*". Например, команда

```
cl> imcopy *.fit[1:512,*] *.fit
```

оставит левую часть изображений с 512 столбцами.

Простая визуальная инспекция наших изображений показывает, что область, свободная от оверскана, является квадратом с границами [1 : 1024, 1 : 1024]. Таким образом, для обрезки оверскана в наших кадрах нужно выполнить команду

```
cl> imcopy *.fit[1:1024,1:1024] *.fit
```

3.3. Сортировка файлов

Перед выполнением всех дальнейших процедур необходимо создать списки файлов, соответствующие разным типам полученных изображений. Так, нужно создать списки файлов электронного нуля (байесов), список кадров плоского поля, а также список объектных кадров.

Информация о типе кадра содержится в FITS-заголовке. Чтение FITS-заголовка некоторого изображения someimage.fit осуществляется командой imheader:

```
cl> imheader someimage.fit long+
```

По умолчанию imheader возвращает ограниченный набор ключей. Для отображения полного FITS-заколовка нужно задать параметру longheader значение "yes" или, эквивалентно, вызвать imheader с параметром long+, как это было сделано в последней команде. Посмотрев содержимое FITS-заголовка для набора файлов, можно убедиться в том, что о типе изображения можно судить по ключам OBJECT и IMAGETYP, а тип использованного фотометрического фильтра указан в поле FILTER.

Для выполнения сортировки кадров удобно воспользоваться программой hselect. Данная программа предназначена для вывода имен кадров и значений их ключей из FITS-заголовка. Вывод осуществляется лишь для тех файлов, ключи FITS-заголовков которых удовлетворяют некоторому условию. Первым аргументом данной программы является список кадров (или их маска), среди которых нужно проводить поиск. Далее нужно перечислить поля из FITS-заголовка, которые будут возвращены программой (через запятую без пробелов). Также можно возвратить имя файла через ключ \$I . Затем следует условие поиска в виде логического выражения, окруженнное апострофами. В таблице 3.1 перечислены операторы, которые можно использовать при построении логических выражений. Операндами в данных выражениях являются ключи из FITS-заголовка. Логическое выражение может быть истинным и возвращать значение yes, либо быть ложным с возвращением no. Так, например, чтобы вывести в терминал имена и значения полей

Таблица 3.1. Некоторые операторы, используемые для построения условных выражений в IRAF.

==	Равно
!=	Не равно
<	Меньше
<=	Меньше или равно
>	Больше
>=	Больше или равно
	Логическое “Или”
&	Логическое “И”
!	Логическое “Не”

IMAGETYP, OBJECT, FILTER всех файлов с расширением .fit без наложения каких-либо условий нужно выполнить команду

```
cl> hselect *.fit $I,imagetyp,object,filter 'yes'
```

По возвращенному списку можно решить, на основе каких ключей FITS-заголовка нужно проводить сортировку. Так, можно заметить, что все байес-кадры имеют в поле IMAGETYP значение bias. Тогда для отображения списка всех байес-кадров можно воспользоваться командой

```
cl> hselect *.fit $I 'imagetyp=="bias"
```

Чтобы создать файл со списком байес-кадров, нужно перенаправить вывод в файл при помощи оператора “>”:

```
cl> hselect *.fit $I 'imagetyp=="bias"' > list_bias
```

Таким же образом мы можем создать списки флюэт-кадров и объектных кадров:

```
cl> hselect *.fit $I 'imagetyp=="flat"' > list_flat  
cl> hselect *.fit $I 'imagetyp=="obj"' > list_obj
```

3.4. Усреднение электронного нуля

Изображение электронного нуля (байеса) получают с нулевой экспозицией при закрытом затворе камеры. Оно представляет собой аддитивную добавку, которая образуется при считывании изображения с ПЗС-матрицы. Эту добавку следует удалить перед выполнением фотометрии.

Современная астрономическая аппаратура не дает существенных изменений электронного ноля в течение наблюдательной ночи, поэтому, как правило, байес-кадры снимаются

вечером и утром, т.е. перед началом и после окончания наблюдений. Для уменьшения случайных шумов изображения электронного поля снимаются несколько раз, что позволяет понизить уровень шума в $\sim \sqrt{N}$ раз, если N — количество полученных кадров.

Иногда серия байес-кадров содержит выбросы, например, обусловленные электростатическими наводками, которые следует удалить. Для обнаружения таких кадров полезна программа imstat. Для усреднения изображений в IRAF можно воспользоваться программой imcombine. Изменяя параметр combine, можно выполнить простое арифметическое усреднение изображений (combine=average), медианное усреднение (combine=median), а также провести суммирование изображений (combine=sum). Для усреднения кадров электронного поля рекомендуется использовать медианное усреднение, устойчивое по отношению к выбросам отдельных пикселей. При помощи команды

```
cl> imcombine @list_bias bias_med.fit combine=median
```

получается усредненное изображение электронного поля bias_med.fit. В уменьшении случайных шумов можно убедиться при помощи программ imexamine или imstat, анализируя стандартные отклонения отсчетов.

3.5. Вычитание электронного нуля

Арифметические операции над изображениями в IRAF выполняются при помощи программ imarith. Программа имеет четыре входных аргумента: первое изображение-операнд, символ арифметической операции (“+”, “-”, “*”, “/”), второе изображение-операнд, имя выходного файла с результирующим изображением. Вместо изображений-операндов и результирующего изображения могут быть использованы списки файлов. Количество файлов в исходном и выходном списках должно совпадать. Списки выходных файлов должны быть созданы заранее, например, с использованием любых текстовых редакторов. Так, нам нужно создать список файлов с изображениями объектных кадров с выченным электронным нолем. Создать его можно на основе списка @list_obj с заменой .fit на _b.fit и последующим сохранением в файл @list_obj_b. Тогда для вычитания электронного ноля из набора объектных кадров нужно выполнить команду

```
cl> imarith @list_obj - bias_med.fit @list_obj_b
```

Аналогично, создадим список @list_flat_b кадров плоского поля с выченным электронным нолем путем замены .fit на _b.fit. Затем вычтем усредненный байес-кадр из кадров плоского поля:

```
cl> imarith @list_flat - bias_med.fit @list_flat_b
```

Ввиду присутствия в изображениях случайных шумов в результирующих изображениях могут появиться пиксели с отрицательными отсчетами. Чтобы выполнить их обнуление,

Таблица 3.2. Некоторые важные параметры программы ccdmask.

ncmed, nlmed	Размер (количество столбцов и строк) окна медианного фильтра. Размер окна с каждой стороны должен быть не менее 3-х пикселей, чтобы охватывать отдельные плохие столбцы.
ncsig, nlsig	Размеры блока (количество столбцов и строк) для оценки локального среднеквадратичного отклонения. Размер окна должен содержать порядка 100 пикселей или более.
lsigma, hsigma	Верхний и нижний пороги детектирования плохих пикселей, измеряемые в единицах локального среднеквадратичного отклонения.

можно воспользоваться программой imreplace, выполняющей замену значений пикселей изображения согласно заданному условию. Применительно к списку @list_obj_b команда обнуления отрицательных пикселей имеет вид

```
cl> imreplace @list_obj_b 0 upper=0
```

где второй аргумент (т.е. 0) — значение, на которое нужно выполнить замену, а третий — условие замены (в нашем случае — выполнить обнуление всех пикселей, отсчеты которых не превышают значение 0). И, аналогично, выполним обнуление отрицательных пикселей плоских полей

```
cl> imreplace @list_flat_b.fit 0 upper=0
```

3.6. Маскировка плохих пикселей

Нередко ПЗС-изображения имеют горячие пиксели, сигнал в которых не несет никакой полезной информации. Часто горячие пиксели формируют яркие полосы в процессе считывания данных с матрицы (см. рис. 3.2а). Для маскировки таких областей в IRAF используется программа fixpix. Она выполняет замену значений горячих пикселей на отсчет, получаемый путем линейной интерполяции по соседним пикселям. Для указания положения горячих пикселей на изображении создается специальный текстовый файл, называемый маской. В маске построчно перечисляются координаты плохих пикселей (номер столбца и номер строки) или прямоугольных областей (первый столбец, последний столбец, первая строка, последняя строка), занятых плохими пикселями. Создать маску можно вручную, визуально определив положение плохих пикселей. В случае большого количества плохих пикселей удобно использовать их автоматический поиск, реализованный в программе ccdmask пакета noao.imred.ccdred.

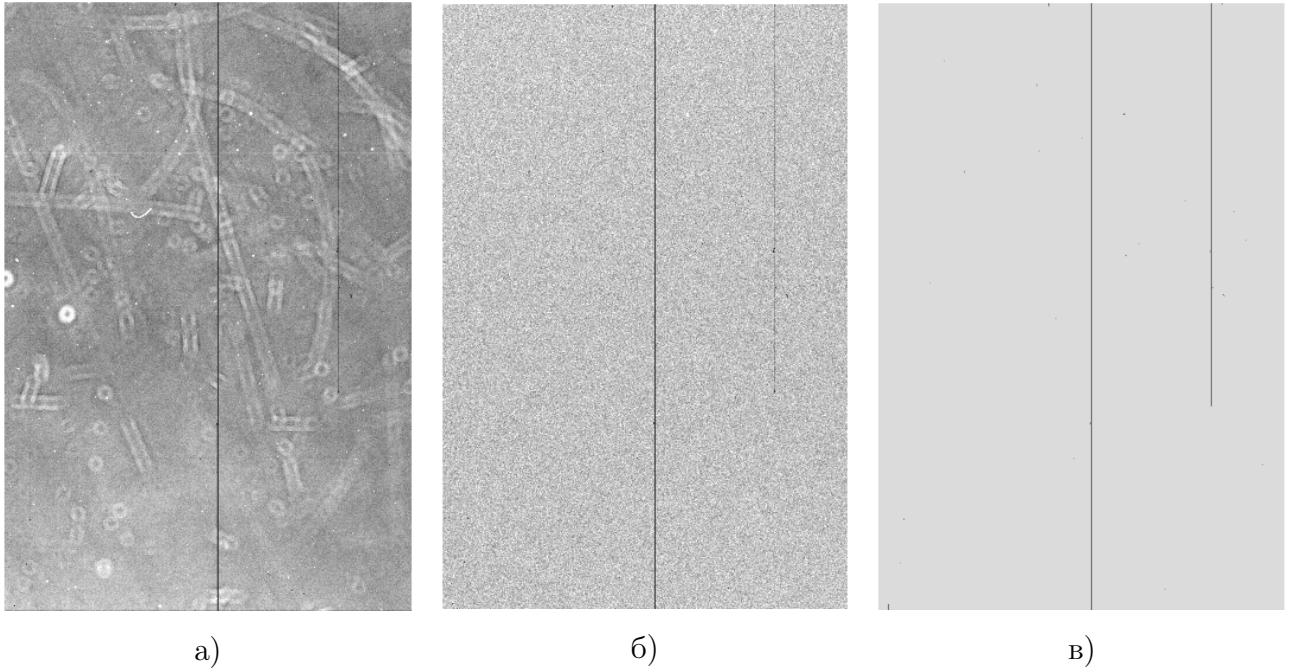


Рис. 3.2. (а) Пример участка кадра плоского поля с колонками горячих пикселей, (б) результат деления двух плоских полей, горячие пиксели видны гораздо лучше, (в) маска плохих пикселей

Сначала программа ccdmask проводит медианную фильтрацию изображения и вычитает полученное отфильтрованное изображение из исходного. Размер окна медианного фильтра определяется параметрами ncmed и nlmed. Медианская фильтрация оставляет на изображении крупномасштабные изменения яркости, но удаляет мелкомасштабные группы плохих пикселей и их полосы. Таким образом, в разностном изображении сохраняются горячие пиксели, однако оно не содержит в себе крупномасштабных структур. Затем полученное разностное изображение разбивается на блоки (их размеры определяются параметрами ncsig и nlsig), в которых оценивается локальное среднеквадратическое отклонение σ_{loc} робастным способом. ccdmask пробегается по всем пикселям разностного изображения и сравнивает их отсчеты с σ_{loc} . В случае, если отсчет в пикселе больше $t_h \times \sigma_{loc}$ или меньше $-t_l \times \sigma_{loc}$, то пиксель классифицируется как плохой. Пороги t_h и t_l задаются параметрами lsigma и hsigma соответственно и обычно берутся равными 5–7. Для лучшей работы алгоритма исходное изображение должно иметь минимальные вариации отсчетов вне плохих пикселей и быть свободным от звезд. Наилучшим вариантом считается отношение двух плоских полей, полученных с разными экспозициями. Например, в нашем случае, плоское поле flat010_b.fit, полученное с меньшей экспозицией, нужно поделить на плоское поле flat006_b.fit, полученное с большей экспозицией:

```
cl> imarith flat010_b.fit / flat006_b.fit ratio.fit
```

Полученное таким образом изображение ratio.fit не содержит в себе следов пылинок и прочего мусора, но имеет хорошо выраженные горячие пиксели (см. рис. 3.2б). На его основе можно создать маску плохих пикселей, применив команду

```
cl> ccdmask ratio.fit mask
```

Созданная таким образом часть маски mask показана на рис. 3.2в. Некоторые параметры ccdmask, важные для ее корректной работы, приведены в таблице 3.2.

Теперь на основе созданной маски можно выполнить маскировку плохих пикселей в объектных изображениях при помощи программы fixpix:

```
cl> fixpix @list_obj_b mask=mask.pl
```

Заметим, что программа ccdmask добавляет к именам файлов с масками расширение pl. Аналогично выполним маскировку плохих пикселей для плоских полей:

```
cl> fixpix @list_flat_b mask=mask.pl
```

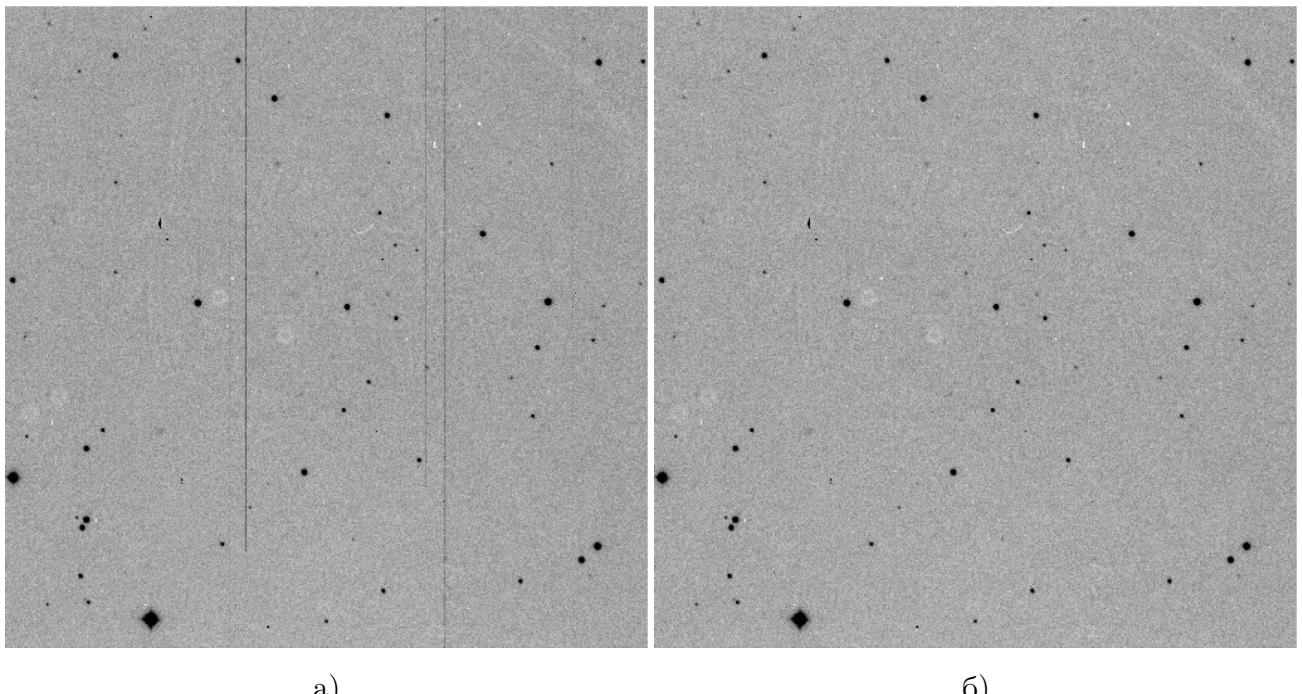


Рис. 3.3. Исходное изображение (слева) и изображение, полученное после маскировки плохих пикселей (справа)

3.7. Удаление следов космических частиц

Помимо взаимодействия с фотонами оптического излучения ПЗС-матрица во время экспозиции бомбардируется космическими частицами, которые оставляют на изображении резкие яркие группы пикселей. Для корректного выполнения фотометрии необходимо очистить изображения от следов космических частиц.

Большой популярностью на момент написания данного пособия пользуется алгоритм детектирования космических частиц LaCosmic. Идея метода состоит в свертке изображения с лапласианом гауссианы, который детектирует границы интенсивности изображения.

За подробностями работы данного алгоритма мы отсылаем читателя к работе [2]. Хотя и существуют реализации данного алгоритма для IRAF, мы рекомендуем пользоваться python-библиотекой lacosmic¹. Простой скрипт удаления космических частиц, использующий данную библиотеку, представлен в приложении 6.1. Важными параметрами для правильной работы алгоритма являются гейн и шум считывания ПЗС-матрицы. Значения этих параметров можно найти в фитс-шапке изображения или в описании прибора, с помощью которого получены научные кадры. Шум считывания ПЗС-матрицы EEV CCD42-40, установленной на Цейсс-1000, равен $\sigma_{rn,e} = 3.3$ электрон при используемой скорости считывания. Пример изображения до и после удаления следов космических частиц представлен на рис. 3.4. Имена очищенных кадров имеют окончание `_bc.fit`. Поскольку наши изображения получены с малыми экспозициями (несколько секунд), они не успели накопить много космических частиц. При исследовании слабых объектов приходится иметь дело с экспозициями в десятки минут и задача чистки космических частиц в таких случаях становится гораздо более важной.

Отметим также, что в стандартную сборку IRAF входит программа удаления следов космических частиц `cosmicrays`, расположенная в пакете `poao.imred.crutil`. Реализованный в ней метод хорош для удаления малых следов космических частиц, однако имеет трудности с чисткой длинных ($\gtrsim 3 - 4$ пикс.) следов.

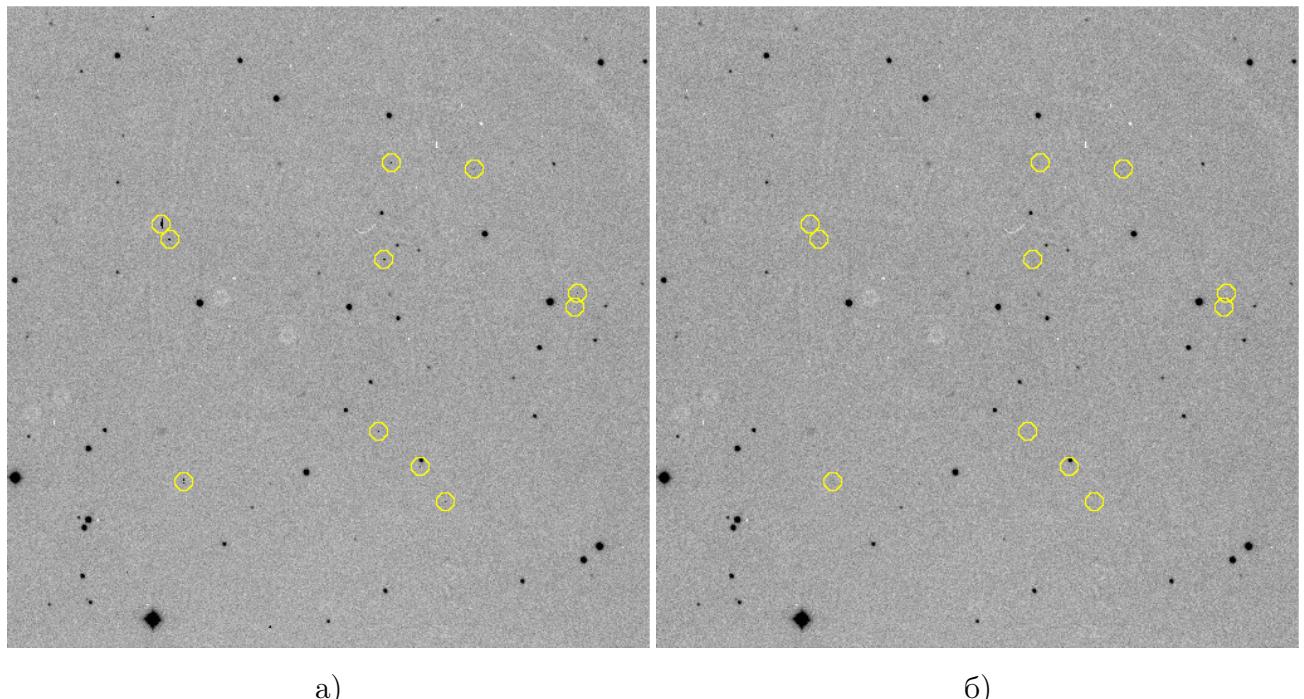


Рис. 3.4. Изображения до (а) и после (б) удаления следов космических частиц. Желтыми кружочками отмечено положение некоторых космических частиц

¹Подробнее о библиотеке lacosmic см. <https://lacostic.readthedocs.io/en/stable/>

3.8. Коррекция неоднородной чувствительности

Для редукции мультиликативных ошибок получают кадры плоского поля (флэт-кадры), представляющие собой изображения однородно освещенного вечернего неба или серого экрана, установленного в подкупольном пространстве. На полученном кадре можно видеть эффекты виньетирования, следы пылинок, дефекты матрицы. Таким образом, кадр плоского поля отражает распределение чувствительности прибора, а деление на него объектных кадров способно редуцировать указанные мультиликативные ошибки. Кроме того, чувствительность слегка варьируется от пикселя к пикселю, что также нивелируется путем деления на флэт-кадр. Правильная карта чувствительности может быть получена только после удаления из флэт-кадров аддитивных добавок в виде электронного нуля, а также темнового тока, если он значителен. Кроме того, распределение чувствительности зависит от длины волны, поэтому следует выполнять построение карты чувствительности для каждого фильтра по-отдельности. Для этого отсортируем кадры плоского поля по фильтрам:

```
cl> hselect @list_flat_b $I 'filter=="b"' > list_flat_b_bfilt  
cl> hselect @list_flat_b $I 'filter=="v"' > list_flat_b_vfilt  
cl> hselect @list_flat_b $I 'filter=="r"' > list_flat_b_rfilt  
cl> hselect @list_flat_b $I 'filter=="i"' > list_flat_b_ifilt
```

Также выполним сортировку объектных изображений:

```
cl> hselect @list_obj_bc $I 'filter=="b"' > list_obj_bc_bfilt  
cl> hselect @list_obj_bc $I 'filter=="v"' > list_obj_bc_vfilt  
cl> hselect @list_obj_bc $I 'filter=="r"' > list_obj_bc_rfilt  
cl> hselect @list_obj_bc $I 'filter=="i"' > list_obj_bc_ifilt
```

В наблюдениях, как правило, получают несколько флэт-кадров для каждого фильтра. Для уменьшения случайных шумов необходимо усреднить кадры. Сделать это можно при помощи программы imcombine:

```
cl> imcombine @list_flat_bc_bfilt flat_bc_bfilt_med.fit scale=mode comb=median  
cl> imcombine @list_flat_bc_vfilt flat_bc_vfilt_med.fit scale=mode comb=median  
cl> imcombine @list_flat_bc_rfilt flat_bc_rfilt_med.fit scale=mode comb=median  
cl> imcombine @list_flat_bc_ifilt flat_bc_ifilt_med.fit scale=mode comb=median
```

Средняя яркость флэт-кадров может изменяться ввиду изменения яркости сумеречного неба и выбора наблюдателем разных продолжительностей экспозиции. Таким образом, отсчеты флэт-кадров должны быть приведены к одинаковому уровню, что делается при помощи параметра scale. В приведенном примере масштабирование осуществляется по моде изображений. Также можно проводить масштабирование по арифметическому

(`scale=average`) или медианному (`scale=median`) среднему. Кроме того, усреднение кадров плоского поля рекомендуется проводить медианным образом (`comb=median`) во избежание появления следов космических частиц и звезд в усредненном кадре.

Для увеличения отношения сигнал–шум флэт-кадры, как правило, имеют довольно большие накопления и их средние отсчеты значительно превышают отсчеты в объектных кадрах. Во избежание искажения объектных кадров плоские поля должны быть нормированы так, чтобы их средний отсчет был примерно равен единице. Среднее значение отсчетов флэт-кадра можно узнать при помощи программы `imstat`. Пусть для используемых фильтров оно равно `averval_i` ($i = b, v, r, i$). Нормировка флэт-кадра проводится при помощи программы `imarith`:

```
cl> imarith flat_bc_bfilt_med.fit / averal_b flat_bc_bfilt_med_n.fit
cl> imarith flat_bc_vfilt_med.fit / averal_v flat_bc_vfilt_med_n.fit
cl> imarith flat_bc_rfilt_med.fit / averal_r flat_bc_rfilt_med_n.fit
cl> imarith flat_bc_ifilt_med.fit / averal_i flat_bc_ifilt_med_n.fit
```

Нормировку плоских полей также можно проводить на медианное среднее или моду изображения. Пример флэт-кадра, прошедшего все вышеуказанные процедуры, представлен на рис. 3.5

После подготовки нормированного кадра плоского поля можно удалить из объектных изображений эффекты неоднородной чувствительности прибора:

```
cl> imarith @list_obj_bc_bfilt / flat_b_bfilt_med_n @list_obj_bc_bfilt_f
cl> imarith @list_obj_bc_vfilt / flat_b_vfilt_med_n @list_obj_bc_vfilt_f
cl> imarith @list_obj_bc_rfilt / flat_b_rfilt_med_n @list_obj_bc_rfilt_f
cl> imarith @list_obj_bc_ifilt / flat_b_ifilt_med_n @list_obj_bc_ifilt_f
```

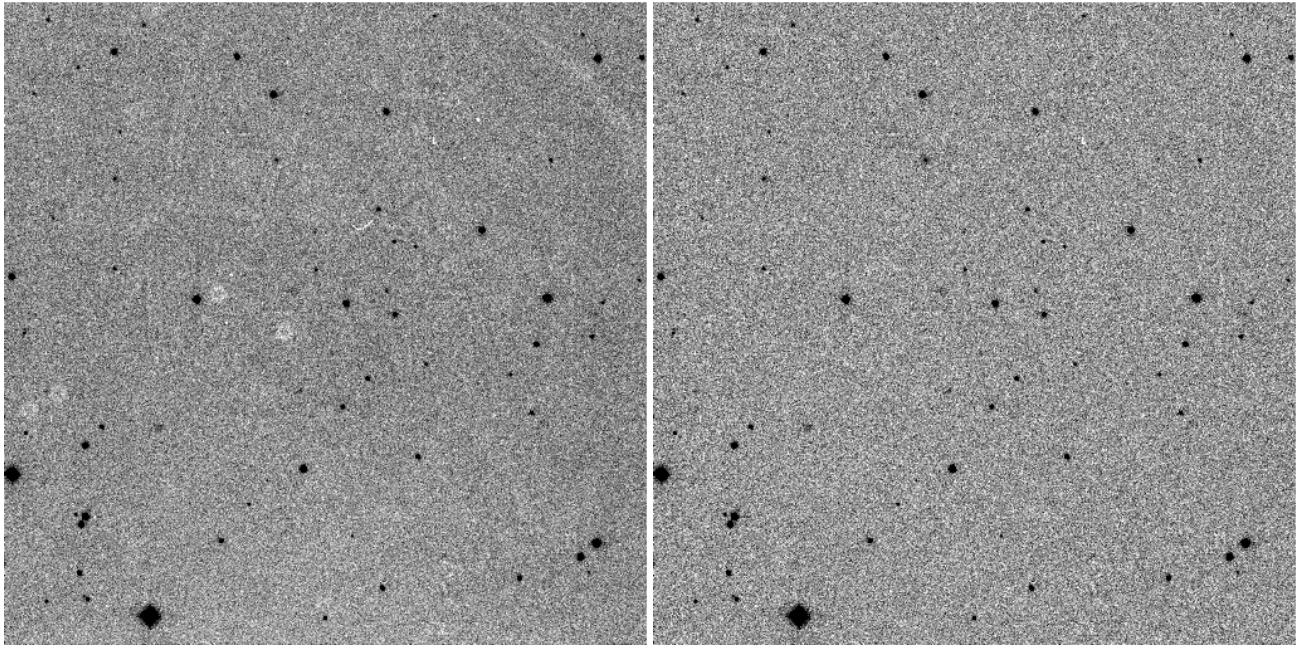
Здесь мы предварительно создали списки выходных кадров `list_obj_bc_ifilt_f` ($i = b, v, r, i$) путем замены подстрок `_bc.fit` на `_bcf.fit` в списках `list_obj_bc_ifilt`. Также для дальнейшей работы нужно создать список `list_obj_bcf`, содержащий имена всех объектных кадров, поделенных на нормированный флэт-кадр. Создать его можно из списка `list_obj_bc` путем замены подстрок `_bc.fit` на `_bcf.fit`. Пример объектного кадра до и после деления на нормированное изображение плоского поля показан на рис. 3.6. Очевидно, что были устранены следы пылинок и других загрязнений защитного окна матрицы.

3.9. Выравнивание изображений

Звезды могут изменять свое положение от кадра к кадру. Это может быть связано с неточным гидированием телескопа или влиянием ветра. Часто наблюдатель специально проводит сдвиги между отдельными экспозициями для уменьшения систематических



Рис. 3.5. Пример кадра плоского поля. Видны пиксели с пониженной чувствительностью, следы пылинок и царапин на защитном стекле матрицы



a)

б)

Рис. 3.6. Объектные кадры до (а) и после (б) деления на нормированное плоское поле

ошибок фотометрии, связанных с попаданием объектов на дефектные пиксели, либо для создания изображений, корректирующих интерференционный узор (флинги).

При обработке множества изображений одного и того же участка неба удобно сместить изображения друг относительно друга так, чтобы положение звезд (в пикселях) было одинаковым на всех кадрах. Такое выравнивание обязательно в случае усреднения изображений для увеличения отношения сигнал–шум. Смещение изображений проводится относительно некоторого опорного кадра, на котором отмечается положение некоторой звезды с координатами x_0, y_0 . Координаты этой же звезды (назовем их x, y) находятся и в другом кадре, который будет подвергаться смещению на $x_0 - x$ по горизонтали и на $y_0 - y$ по вертикали. Естественно, что смещения могут иметь нецелые значения, что приводит к необходимости интерполяции яркости пикселей. Для повышения точности выравнивания, определение смещений следует проводить по нескольким звездам.

Поскольку изображение звезды является размазанным и зашумленным, отдельного внимания требует метод определения координат звезд. Простейший способ оценки положения звезды сводится к вычислению взвешенного на яркость среднего. Профиль звезды окружается прямоугольной областью, вдоль строк и столбцов которой проводится суммирование отсчетов с построением вертикального и горизонтального профилей (см. рис. 3.7). Координаты центра звезды будут определяться как

$$x_c = \frac{\sum_i (u_i - \langle u \rangle)x_i}{\sum_i (u_i - \langle u \rangle)}, \quad (3.1)$$

$$y_c = \frac{\sum_i (v_i - \langle v \rangle)y_i}{\sum_i (v_i - \langle v \rangle)}, \quad (3.2)$$

где x_i и y_i — номера строк и столбцов пикселей, а u и v — отсчеты горизонтального и вертикального профилей соответственно, т.е. $u_i = \sum_j I_{ji}$, $v_i = \sum_j I_{ij}$. Средние $\langle u \rangle$ и $\langle v \rangle$ используются как оценки уровня подложки.

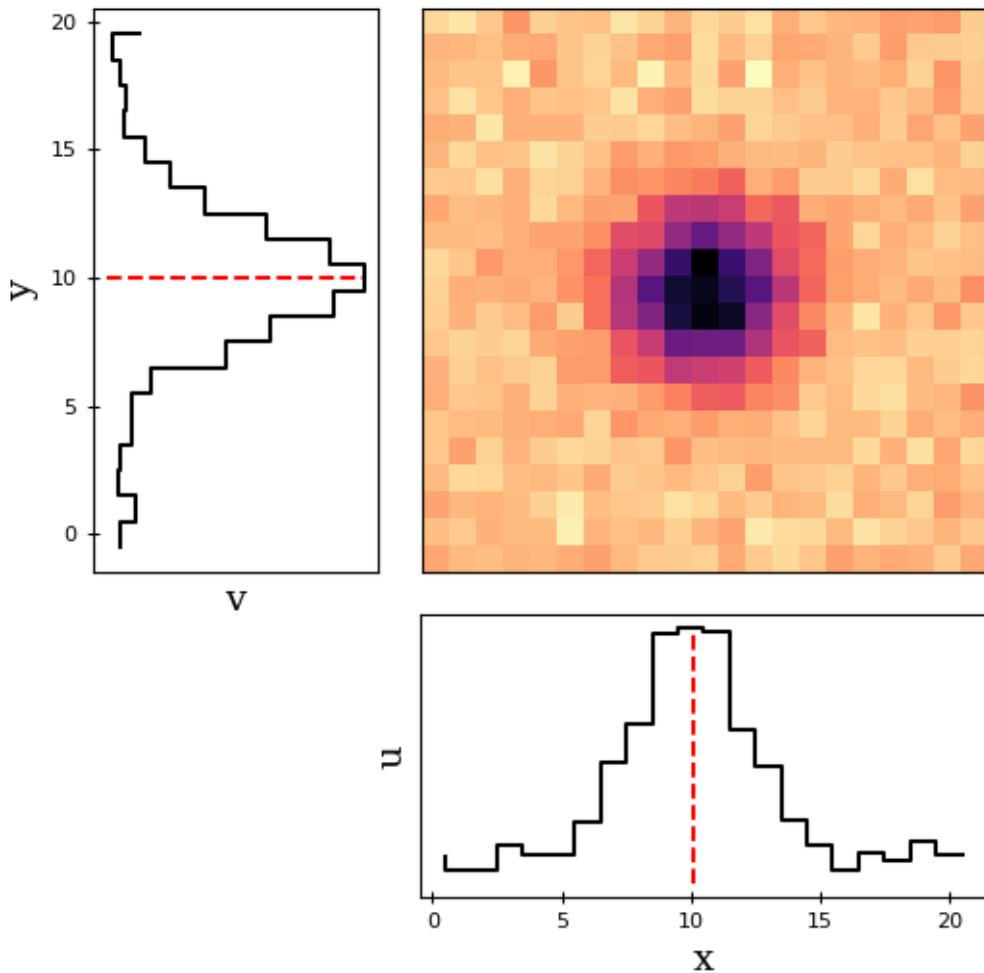


Рис. 3.7. Окрестности звездного профиля и его вертикальный и горизонтальный профили. Красной штриховой линией указано положение центра яркости профилей (y_c и x_c)

Для выполнения выравнивания мы будем использовать первое объектное изображение в качестве опорного. Визуализируем это изображение в ds9 и отметим на нем опорные звезды с использованием программы tvmark:

```
cl> display ref_image.fit 1
cl> tvmark 1 coord=coord_list interac+
```

В последней команде первый аргумент tvmark (равный единице) — номер фрейма, в котором будут отмечаться звезды. Параметр coord принимает имя файла, в который будут записываться координаты звезд. Для отметки звезд tvmark нужно обязательно запускать

Таблица 3.3. Некоторые параметры программы tvmark.

frame	Номер рабочего фрейма в ds9.
coords	Файл с координатами источников.
mark	Тип маркера, используемого для отметки источников на изображении. Возможны значения: point (точка), plus (плюс), cross (крестик), circle (окружность), rectangle (прямоугольник).
radii	Радиусы концентрических окружностей (если выбрано mark=circle)
color	Цветовой код маркера (целое число из диапазона 202–217).
number	Отображение номера источника (yes или no).
interactive	Включение интерактивного режима (yes или no). Для создания списка координат interactive=yes, для простой отметки источников по координатам из coords используется interactive=no.

в интерактивном режиме (interac+). О готовности tvmark к работе говорит мигающий курсор при фокусировке на окне ds9. Для отметки опорных звезд следует навести курсор на их центр яркости и отметить их нажатием на клавишу “a”. Найденные прямоугольные координаты звезд будут записаны в файл coord_list. Выход из режима работы в tvmark выполняется нажатием на клавишу “q”. Некоторые параметры программы tvmark перечислены в таблице 3.3.

Получив список координат звезд, можно приступить к выравниванию изображений в imalign. Эта программа принимает в качестве входных аргументов список выравниваемых изображений, файл с координатами звезд (параметр coord), файл опорного изображения (параметр referen), по которому был построен список координат, а также список выходных файлов (параметр output). В нашем случае, команда для выравнивания изображений имеет вид

```
cl> imalign input=@list_obj_bcf coord=coord_list referen=ref_image.fit
      output=@list_obj_bcfa
```

Список имен возвращаемых кадров @list_obj_bcfa создан из списка @list_obj_bcf путем замены подстрок _bcf.fit на _bcfa.fit. Важными параметрами при выравнивании изображений в imalign являются bigbox и boxesize. Первый представляет собой квадратную область, по которой находится приближенное смещение объектов. На найденные смещения переносится меньшая квадратная область, размер которой определяется параметром boxesize. В пределах этой области выполняется поиск более точного положения звезд. Для достижения большей точности, процедура выравнивания выполняется в несколько итераций, количество которых определяется параметром niterate. Конечно, после выравнивания изображения будут иметь непересекающиеся области. Для их удаления необходимо

Таблица 3.4. Некоторые важные параметры программы imalign.

input	Список выравниваемых изображений.
reference	Имя опорного изображения.
coords	Список координат опорных звезд на опорном изображении.
output	Список имен возвращаемых (выравненных) изображений.
shifts	Файл с начальными смещениями выравниваемых кадров.
bigbox	Размер окна грубого центрирования звезд.
boxsize	Размер окна финального центрирования звезд.
niterate	Максимальное количество итераций центрирования.

задать параметру trimimages значение yes. Бывают случаи, когда между кадрами произошел настолько большой сдвиг, что алгоритм imalign не справляется с выравниванием изображений. Тогда можно "помочь" алгоритму в поиске звезд, задав примерные значения смещений в текстовом файле, указываемом в параметре shifts. Некоторые важные параметры программы imalign приведены в таблице 3.4.

Отметим, что нами была рассмотрена процедура выравнивания изображений в наиболее простом варианте, когда наблюдения проводились на телескопе с экваториальной монтировкой. Перемещение звезд по кадру, в этом случае, возможно только в двух направлениях, перпендикулярных друг к другу (по прямому восхождению α и склонению δ). Иногда бывает нужно учитывать вращение поля, например вызванным ошибками работы деротатора альт-азимутальной монтировки.

Глава 4.

Апертурная фотометрия

4.1. Общая схема

Количество отсчетов, рождаемых на пикселях матрицы, пропорционально потоку излучения от звезды и прямо пропорционально времени экспозиции. В апертурной фотометрии определение количества “звездных” отсчетов проводится в пределах апертуры (апертуры объекта), покрывающей звездный профиль. Обычно эта апертура выбирается в форме окружности. Помимо изучаемой звезды апертура захватывает и фон неба. Для того, чтобы выполнить оценку фона, около апертуры объекта выставляется кольцевая апертура или апертура фона (см. рис. 4.1). Исключив фон, мы можем измерить сигнал от звезды в ADU. Однако сигнал в таких единицах редко интересует исследователя, и во многих задачах необходимо перейти к другим единицам: видимым звездным величинам, потокам. Такой переход можно осуществить путем наблюдений звезд-стандартов, поток от которых известен. При исследовании переменных звезд часто достаточно получить потоки от звезды с точностью до некоторой постоянной величины. Для этого сигнал от исследуемой звезды привязывается к некоторой опорной звезде, которая не является переменной. Такого рода фотометрия называется дифференциальной.

Для выполнения апертурной фотометрии в IRAF используется пакет `poao.digiphot.apphot`. В данном пакете имеется программа `phot`, которая применяется для измерения сигнала от источников на кадре. Программа `phot` выполняет три процедуры для оценки потока от звезды. Во-первых, выполняется центрирование апертуры так, чтобы ее центр был наиболее близок к центру яркости звездного профиля. Во-вторых, `phot` выполняет оценку уровня фона путем анализа распределения отсчетов в кольцеобразной апертуре. В третьих, `phot` проводит оценку яркости звезды с учетом фона. Все три процедуры принимают необходимые для их работы параметры через собственные инициализационные списки. Для процедуры центрирования таким списком является `centerpars`, для оценки фона — `fitskypars`, а для определения яркости звезды — `photpars`.

Перед тем, как приступить к фотометрии, необходимо найти положение фотометрируемых объектов на кадре. Сделать это можно вручную при помощи программы `tmark`.

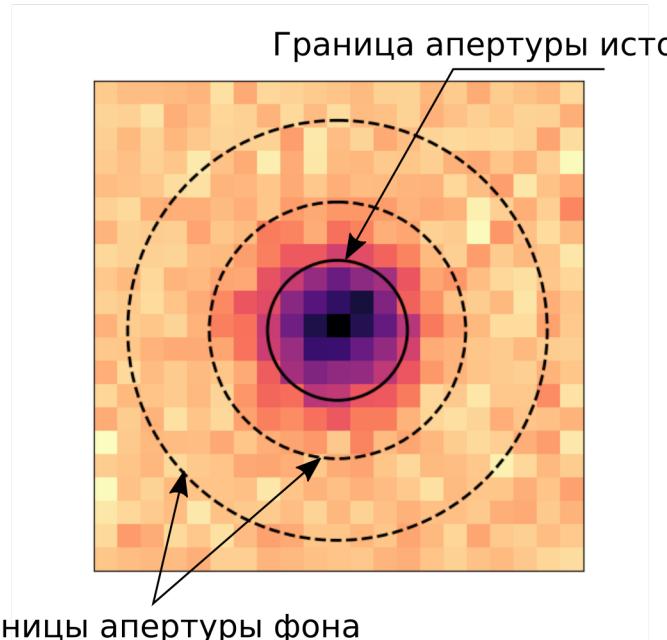


Рис. 4.1. Апертуры источника и фона, центрированные на звезду

В случае большого количества анализируемых объектов удобнее воспользоваться автоматическим поиском звездообразных объектов, реализованном в программе daophot. Параметры, от которых зависит работа алгоритма поиска, содержатся в списке findpars.

Для корректной работы всех процедур фотометрирования необходимо выполнить анализ изображений с оценкой различных их параметров (размер звездного изображения, стандартное отклонение фона и прочее). Обычно для этого используется знакомая нам программа imexamine, а найденные с ее помощью параметры необходимо вбить в список datapars. Таким образом, общая схема выполнения апертурной фотометрии может быть проиллюстрирована в виде схемы, представленной на рис. 4.2.

4.2. Анализ изображения

Для поиска звезд на изображении необходимо оценить размер звездного изображения, уровень фона, а также стандартное отклонение фона. Значения этих параметров можно найти при помощи команды imexam:

```
cl> imexam someimage.fts 1
```

Напомним, что параметры фона находятся путем выставления курсора на область, свободную от звезд, с последующим нажатием на клавишу “m”. Размер звездного изображения можно оценить путем построения радиального профиля звезд нажатием на клавишу “r”. Полученные параметры необходимо внести в список datapars.

В список datapars следует также внести границы отсчетов datamin и datamax, за которыми данные заведомо являются плохими. Так, за datamax можно принять отсчет, начи-

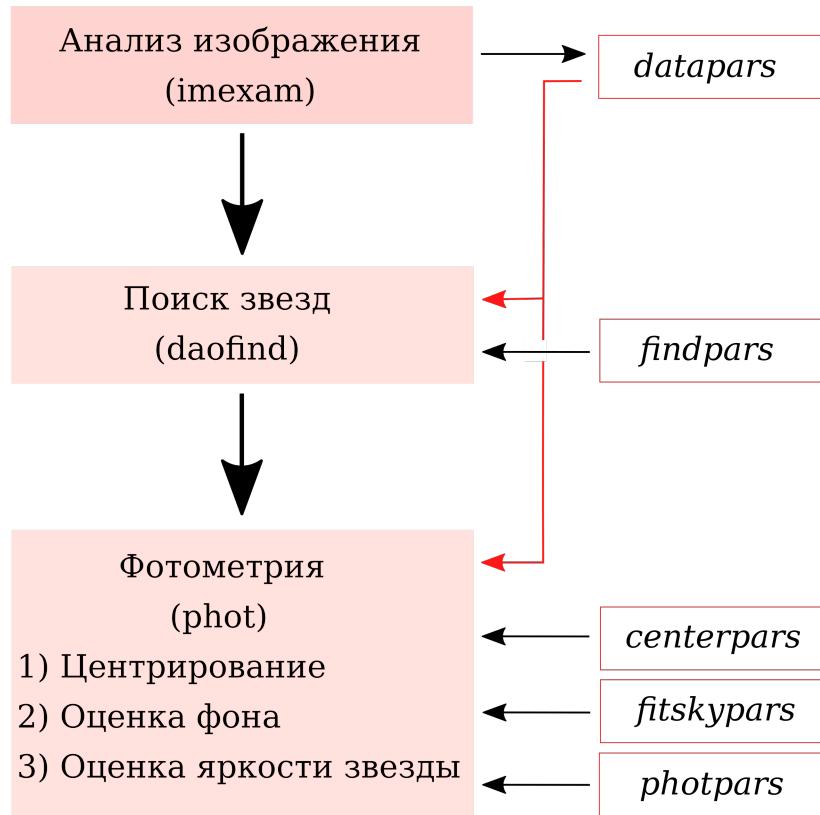


Рис. 4.2. Общая схема выполнения фотометрии в пакете apphot

ная с которого начинается нелинейный отклик матрицы, а за datamin — отсчет, в несколько раз меньший уровня фона. Пиксели с отсчетами, выходящими за datamin и datamax, будут игнорироваться программами пакета apphot. Также необходимо внести шум считывания (readnoise) и гейн (epadu) матрицы. Эти параметры будут использованы для вычисления ошибок фотометрии в программе phot. Критичные для дальнейшей работы параметры datapars перечислены в таблице 4.1.

4.3. Поиск звезд

При небольшом количестве фотометрируемых звезд их положение можно отметить вручную с использованием программы tvmark. Мы использовали эту процедуру для того, чтобы отметить звезды в задаче выравнивания кадров по звездному полю (см. раздел 3.9). Для автоматического поиска звездообразных объектов можно воспользоваться программой daofind пакета apphot, которая проводит поиск локальных максимумов на изображении.

Программа пробегает по всем пикселям изображения и выполняет аппроксимацию их окрестностей двухмерной гауссианой методом наименьших квадратов. Гауссиана представляет собой приближение к PSF-функции прибора. В случае сложной PSF-функции

Таблица 4.1. Некоторые важные параметры списка datapars.

fwhm _{psf}	FWHM звездного изображения (в нашем случае ≈ 4.5 пикс.).
sigma	Стандартное отклонение фона (в нашем случае ≈ 10 ADU).
datamin	Минимальный отсчет для “хороших” данных (в нашем случае выбрано 100).
datamax	Максимальный отсчет для “хороших” данных (в нашем случае принято 20000).
readnoise	Шум считывания (в нашем случае $3.3 e^-$).
epadu	Гейн в единицах e^-/ADU (в нашем случае $2.08 e^-/\text{ADU}$).

можно воспользоваться эллиптической гауссианой. Ширина аппроксимируемой области выбирается в несколько стандартных отклонений гауссианы вдоль большой полуоси. При аппроксимации находится высота гауссианы и уровень фона, в то время как ее FWHM остается фиксированным и соответствующим заранее определенному размеру звездного изображения. Если высота вписанной гауссианы превышает некоторое наперед заданное значение порога, то это означает, что центр гауссианы находится вблизи центра яркости звездообразного объекта. Высоты вписанных гауссиан формируют изображение starmap. После выполнения изложенной работы, daofind пробегает по пикселям starmap и находит пиксели со значениями, превышающими $t \times \sigma_{bkg}$, где t — порог, измеряемый в единицах стандартного отклонения фона σ_{bkg} . Поскольку вблизи центра яркости звезды таких пикселей может быть несколько, программа проводит выбор наиболее яркого пикселя в пределах FWHM гауссианы. Центры найденных объектов (в пикселях) находятся путем аппроксимации одномерными гауссианами профиля вдоль строк и столбцов изображения.

Алгоритм daofind чувствителен к считываемым из списка findpars размеру звездного изображения (fwhm_{psf}) и стандартному отклонению фона (sigma), которые находились в предыдущем разделе. Порог t обычно имеет значение нескольких ($t = 3 - 10$) σ_{bkg} , его значение записывается в поле threshold списка findpars. Некоторые важные параметры списка findpars приведены в таблице 4.2.

Поиск звезд на изображении и запись результатов поиска в файл coords выполняется при помощи команды

```
cl> daofind someimage output=coords
```

Оценка выполненной работы может быть проведена при помощи программы tvmark. Для этого необходимо отобразить в ds9 изображение и отметить на нем координаты из файла coords (мы отметили звезды желтыми кружками и указали их порядковый номер):

```
cl> display image 1
cl> tvmark 1 coo=coords mar=circ rad=10 color=207 number=yes interac-
```

Таблица 4.2. Важные параметры списка findpars.

threshold	Порог детектирования источников в единицах стандартного отклонения фона.
nsigma	Полуширина области, в пределах которой проводится аппроксимация гауссианой.
ratio	Отношение ширины малой полуоси гауссианы к ее большой полуоси. Для симметричного звездного изображения выбирается ratio=1.
theta	Направление большой полуоси гауссианы, отсчитываемое по часовей стрелке от оси X изображения.

Пример выполнения последней команды представлен на рис. 4.3. Вполне вероятно, что пользователь не сразу получит удовлетворительный результат, и процедуру поиска нужно будет выполнить несколько раз, варьируя ее параметры (прежде всего t).

4.4. Центрирование звезд

Первым шагом, необходимым для оценки потока излучения от звезды, является нахождение центра звездного профиля, или центрирование. Приближенные координаты звезд находились в предыдущем параграфе. По этим координатам выставляется квадратная область, в пределах которой будет работать алгоритм центрирования. Пакет apphot предоставляет возможности использования нескольких таких алгоритмов.

Наиболее часто используется алгоритм поиска взвешенного на интенсивность среднего (calgorithm=centroid). В этом случае строятся проекции звездного профиля на оси X и Y в пределах квадратной области. Далее находятся взвешенные на интенсивность средние координаты этих профилей, которые и принимаются за координаты центра звездного профиля. Центры X- и Y-проекций можно также найти путем их нелинейной аппроксимации функциями Гаусса (calgorithm=gauss). Ширина функции Гаусса выбирается в соответствии с FWHM звездного изображения, значение которого берется из списка datapars. Положение максимумов функций Гаусса определяет координаты центра звездного профиля.

Параметры центрирования указываются в списке centerpars. Некоторые важные параметры этого списка перечислены в таблице 4.3.

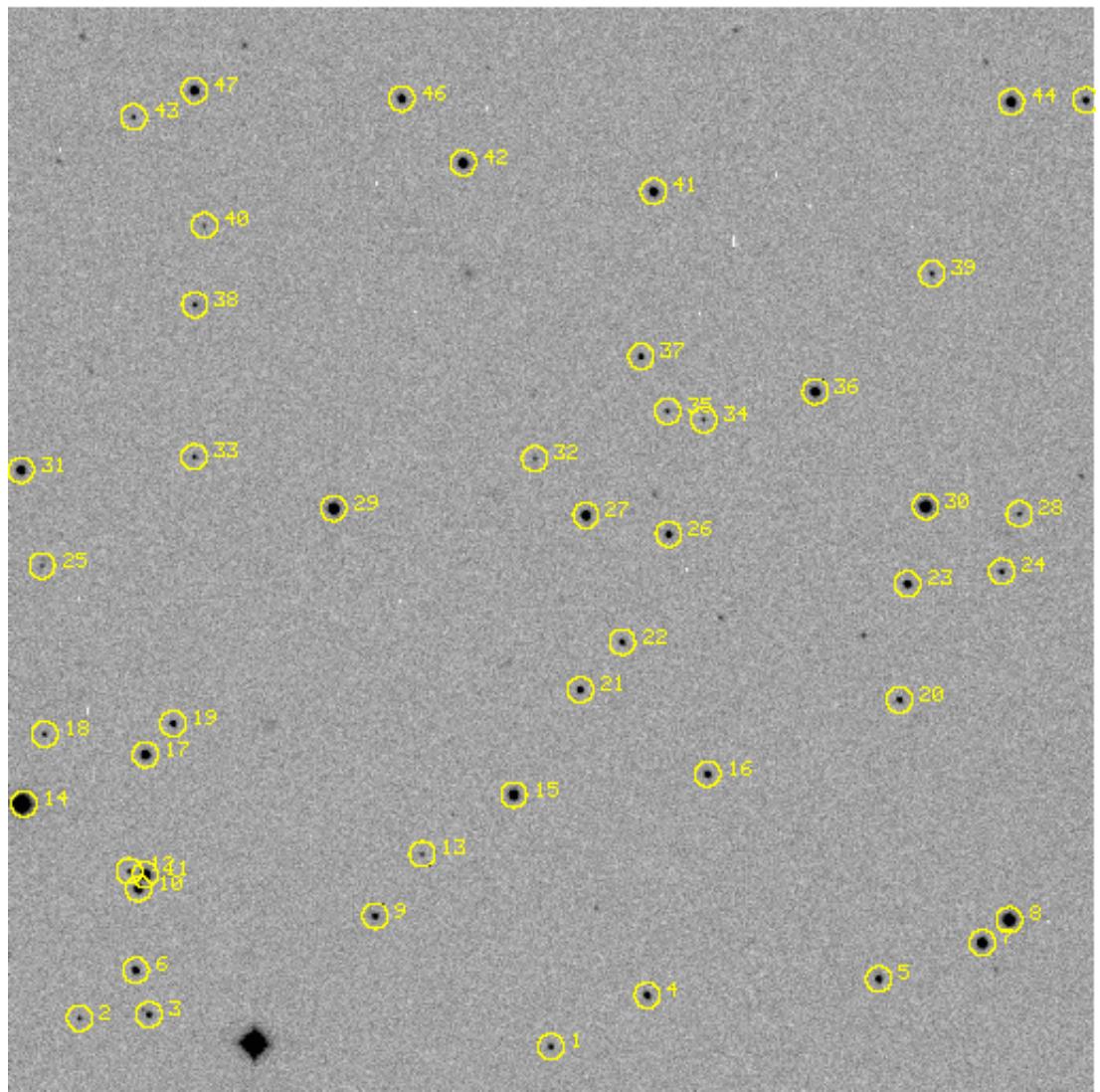


Рис. 4.3. Результат работы программы поиска звезд daofind

Таблица 4.3. Важные параметры списка centerpars.

calgorithm	Алгоритм центрирования. Некоторые возможные значения этого параметра перечислены ниже. <i>none</i> . Отсутствие центрирования. В качестве центра звездного изображения используется положение, заданное исходными координатами. <i>centroid</i> . Строятся профили звезды в проекции на оси X и Y, для каждого профиля находятся взвешенные на интенсивность координаты, которые принимаются за положение центра звезды. <i>gauss</i> . Строятся профили звезды в проекции на оси X и Y, для каждого профиля проводится аппроксимация функцией Гаусса, ширина которой соответствует параметру FWHM из списка datapars. Координаты максимумов гауссиан принимаются за координаты центра звезды.
cbox	Длина стороны квадратной области, в пределах которой проводится центрирование.

4.5. Оценка фона

Помимо сигнала от исследуемой звезды, апертура объекта захватывает фон неба, свет от неразрешенных источников, шум считывания и другое. Для оценки этой подложки исследуемая звезда окружается кольцевой апертурой. В этой апертуре оценивается уровень фона B_M в расчете на один пиксел. Для корректной оценки уровня фона кольцеобразная апертура должна быть большой, с площадью в ~ 3 раза больше площади объектной апертуры.

В наиболее простом случае за оценку B_M берется арифметическое среднее отсчетов в кольцевой апертуре. Поскольку в кольцевую апертуру могут попадать различные выбросы (звезды, плохие пиксели и т.п.), для оценивания B_M лучше использовать различные устойчивые (или робастные) процедуры. Так, надежная оценка фона может быть получена взятием медианного среднего. Также в качестве устойчивой оценки фона можно выбрать моду распределения отсчетов. Современные пакеты звездной фотометрии используют гистограммные методы оценивания фона. Из-за того, что количество пикселей внутри кольца ограничено, эта апертура будет дискретной и полезно выполнить ее сглаживание. Получившаяся гистограмма может быть использована для оценки фона путем определения ее центра тяжести или аппроксимацией гистограммы функцией Гаусса. Для повышения устойчивости алгоритмов оценивания фона указанные процедуры выполняются несколько

Таблица 4.4. Важные параметры списка fitskypars.

salgorithm	Алгоритм оценки фона внутри кольцеобразной апертуры. Может принимать значения, некоторые из которых перечислены ниже. <i>mean</i> . Взятие арифметического среднего. <i>median</i> . Взятие медианного среднего. <i>mode</i> . Определение моды распределения отсчетов. <i>centroid</i> . Вычисление центра тяжести гистограммы. <i>gauss</i> . Аппроксимация гистограммы функцией Гаусса с определением положения её пика.
annulus	Радиус внутреннего кольца кольцеобразной апертуры.
dannulus	Ширина кольцеобразной апертуры.
snreject	Максимальное количество циклов отбрасывания сильно уклоняющихся отсчетов.
sloject	Верхняя граница отбрасывания отсчетов в единицах стандартного отклонения.
shject	Нижняя граница отбрасывания отсчетов в единицах стандартного отклонения.
binsize	Ширина бина гистограммы в единицах стандартного отклонения фона. В нашем примере используется binsize=0.1.

раз с отбрасыванием сильно отклоняющихся точек после каждой итерации.

Параметры оценивания фона в пакете apphot записываются в список fitskypars. Некоторые важные параметры этого списка перечислены в таблице 4.4.

4.6. Фотометрия

Нетрудно догадаться, что суммарный отсчет от звезды, накопленный в пределах апертуры, можно оценить по формуле

$$F = S - A_\star \times B_M, \quad (4.1)$$

где S — сумма отсчетов по пикселям, захватываемым апертурой площадью A_\star , B_M — оценка фона под профилем звезды в расчете на один пиксель.

Оценим ошибку определения потока от звезды. На нее влияет несколько факторов. Первое — это дробовой шум, природа которого заключается в том, что количество принимаемых фотонов за единицу времени является случайной величиной. Дробовой шум подчиняется статистике Пуассона, согласно которой стандартное отклонение сигнала от

звезды в фотонах определяется как $\sqrt{N_\star}$, где N_\star — количество зарегистрированных фотонов (или количество фотоэлектронов), $N_\star = gF$. В фотометрии слабых объектов важную роль в определении потока от звезды играет фон. Он складывается из фона неба, темнового тока, и подложки, создаваемой при считывании данных с матрицы. Фон неба и тепловые электроны распределены согласно статистике Пуассона. Тогда стандартные отклонения от фона неба и темнового тока равны $\sqrt{N_{sky}}$ и $\sqrt{N_{dark}}$ соответственно, где N_{sky} — количество зарегистрированных одним пикселеем фотонов фона неба, а N_{dark} — количество тепловых электронов на пиксель. Шум считывания распределен по нормальному закону, его стандартное отклонение в электронах мы обозначим через $\sigma_{rn,e}$. Суммируя ошибки от всех перечисленных компонентов шума, получим итоговую ошибку определения потока от звезды в электронах

$$\sigma_{\star,e} = \sqrt{N_\star + A_\star(N_{sky} + N_{dark} + \sigma_{rn,e}^2)}, \quad (4.2)$$

а соответствующее отношение сигнал-шум равно

$$S/N = \frac{N_\star}{\sqrt{N_\star + A_\star(N_{sky} + N_{dark} + \sigma_{rn,e}^2)}}. \quad (4.3)$$

Величина в скобках в последних двух выражениях представляет собой дисперсию фона σ_{bkg}^2 . Тогда, ошибка потока от звезды в единицах ADU будет равна

$$\sigma_{\star,ADU} = \left(\frac{F}{g} + A_\star \sigma_{bkg}^2 \right)^{1/2}. \quad (4.4)$$

В действительности, из-за ограниченности размера апертуры фона, оценка стандартного отклонения фона несколько отличается от его истинного значения. Учет этого обстоятельства приводит к модификации формулы (4.4) к виду

$$\sigma_{\star,ADU} = \left[\frac{F}{g} + A_\star \left(1 + \frac{A_\star}{A_{bkg}} \right) \sigma_{bkg}^2 \right]^{1/2}. \quad (4.5)$$

При выполнении фотометрии важно подобрать такой радиус апертуры, который бы обеспечивал максимальное отношение сигнал/шум. С одной стороны, апертура должна быть большой, чтобы накопить большее количество отсчетов от звезды. С другой стороны, при увеличении апертуры возрастает вклад фона, приводящий к уменьшению S/N . Функция Гаусса является хорошим приближением к PSF-профилю наземных наблюдений, т.к. центральная часть размытого земной атмосферой изображения звезды имеет колоколообразную форму, хорошо описываемую гауссианой (см., например, [4]). Нетрудно показать, что для слабых объектов с гауссовым профилем максимальное значение S/N достигается для радиуса апертуры ≈ 0.68 FWHM, захватывающей $\approx 72\%$ излучения звезды. Помимо дробового шума, на ошибку измерения потоков влияет точность центрирования апертуры, влияние которой на итоговое отношение S/N наиболее велико для малых апертур и уменьшается при расширении апертуры. Таким образом, радиус апертуры должен подбираться

Таблица 4.5. Некоторые параметры списка photpars.

apertures	Радиус апертуры объекта или список радиусов.
zmag	Нуль-пункт шкалы звездных величин. По умолчанию используется 25^m .

несколько большим, чем ≈ 0.68 FWHM. Можно также показать, что яркие звезды имеют больший радиус оптимальной апертуры, чем слабые. Если на кадре проводится фотометрирование множества звезд разной яркости, то, очевидно, выбор следует сделать в сторону наименьшей апертуры, обеспечивающей наибольшую точность фотометрирования слабых объектов.

Задать радиус апертуры (или список апертур) следует в параметрах списка photpars (см. таблицу 4.5). Там же задается величина zmag — нуль-пункт шкалы звездных величин, используемый в дальнейшем для вычисления инструментальной звездной величины.

Для выполнения апертурной фотометрии используется программа phot, находящаяся в пакете noao.digiphot.apphot. Эта программа принимает в качестве входных аргументов набор кадров и список координат фотометрируемых звезд. В нашем примере удобно использовать phot в неинтерактивном режиме:

```
phot @list_bcfa coord=coords interac-
```

Перед выполнением фотометрии phot выведет параметры фотометрии, которые при необходимости можно переопределить. Для каждого источника программа выполняет центрирование, определение фона, интегрирование отсчетов внутри апертуры. Программа выполняет вычисление инструментальных звездных величин по формуле

$$m_{inst} = m_0 - 2.5 \log(F) + 2.5 \log(\Delta t_{exp}), \quad (4.6)$$

где m_0 — звездная величина, соответствующая потоку в 1 ADU (параметр zmag в списке photpars), Δt_{exp} — продолжительность экспозиции в секундах. Ошибка определения звездной величины находится как

$$\Delta m = 1.0857 \frac{\sigma_{\star,ADU}}{F}. \quad (4.7)$$

Результаты фотометрии каждого кадра записываются в текстовые файлы, которые по умолчанию имеют расширение .mag.x (x — целое число, порядковый номер произведенной с помощью команды phot фотометрии). Некоторые параметры, содержащиеся в этих файлах, перечислены в таблице 4.6.

Таблица 4.6. Параметры, возвращаемые программой phot.

IMAGE	Имя изображения.
ID	Номер источника.
XCENTER	Координата X источника на изображении.
YCENTER	Координата Y источника на изображении.
SUM	Суммарное количество отсчетов в пределах апертуры источника, включая фон.
AREA	Площадь апертуры в квадратных пикселях.
MSKY	Оценка уровня фона в ADU.
FLUX	Поток от источника в ADU.
MAG	Инструментальная звездная величина.
MERR	Ошибка звездной величины.

4.7. Анализ фотометрии

Результаты фотометрии хранятся в *.mag.x-файлах, но их структура довольно сложна и неудобна для считывания. Однако, пакет phot располагает средствами, предназначенными для извлечения необходимой информации из *.mag.x файлов.

Каждый источник на кадре имеет индивидуальный номер (параметр ID), который равен номеру соответствующей ему записи в списке координат coords. Для исследования поведения блеска источников в течение периода наблюдений удобно создать таблицу, в которой бы перечислялись имена фотометрируемых кадров, номера источников, их координаты, инструментальные звездные величины и ошибки звездных величин. Создать такую таблицу можно при помощи команды pdump, указав ей список *.mag.x-файлов, из которых будут извлекаться нужные параметры. Например, желаемая таблица может быть создана командой

```
cl> pdump *.mag.1 IMAGE, ID, XCENTER, YCENTER, MAG, MERR 'yes' > phot_res
```

Здесь мы не накладываем каких-либо условий на возвращаемую таблицу и перенаправляем вывод в файл phot_res. Если необходимо поставить какие-то ограничения на список выводимых параметров, то можно изменить логическое выражение в конце последней команды. Например, если мы хотим вывести данные лишь для источника с номером 5, то нужно использовать выражение 'ID==5'.

Для построения кривой блеска также необходима информация о времени наблюдений. Она может быть получена при помощи программы hselect выполнением команды

```
cl> hselect @list_bcfa $I,obs-time,tstart,exptime 'yes' > times
```

По ее завершению в файл times будут записаны имена файлов с изображениями, дата наблюдений, локальное время начала экспозиции, продолжительность экспозиции. Для

каждого наблюдения следует найти время середины экспозиции и перевести его в юлианскую дату. Кроме того, момент наблюдения какой-либо особенности в кривой блеска зависит от положения Земли относительно изучаемого объекта. Поэтому время середины экспозиции принято приводить к солнечному центру либо барицентру солнечной системы, а соответствующие этим положениям юлианские даты называются гелиоцентрическими и барицентрическими соответственно. Существует множество программ, при помощи которых можно выполнить такое преобразование, имеются они и в IRAF. Однако, на наш взгляд, наиболее удобно выполнить вычисления гелиоцентрических или барицентрических юлианских дат при помощи программ библиотеки astropy¹. Пример python-скрипта для построения кривой блеска V808 Aur дан в приложении 6.2.

Построенная на основе полученных данных кривая блеска V808 Aur показана на рис. 4.4. Кривая блеска построена в фазах орбитального периода, которые вычислялись согласно эфемеридам

$$BJD_{\min} = 2454833.207868(14) + 0.0813768094(6) \times E, \quad (4.8)$$

где BJD_{\min} — барицентрическая юлианская дата середины затмения белого карлика до-нором (она соответствует орбитальной фазе $\varphi = 0$). По ординатам этого изображенного графика отложены относительные звездные величины, полученные путем вычитания инструментальной звездной величины опорной звезды из инструментальной звездной величины V808 Aur. На нижней панели рисунка приведена кривая блеска контрольной звезды. Поскольку дифференциальный блеск контрольной звезды постоянен, то можно утверждать, что опорная звезда не проявляла переменности в период наблюдений, а полученные дифференциальные звездные величины V808 Aur отражают реальные изменения блеска объекта.

¹Библиотека астрономических программ astropy доступна по адресу <https://www.astropy.org>.

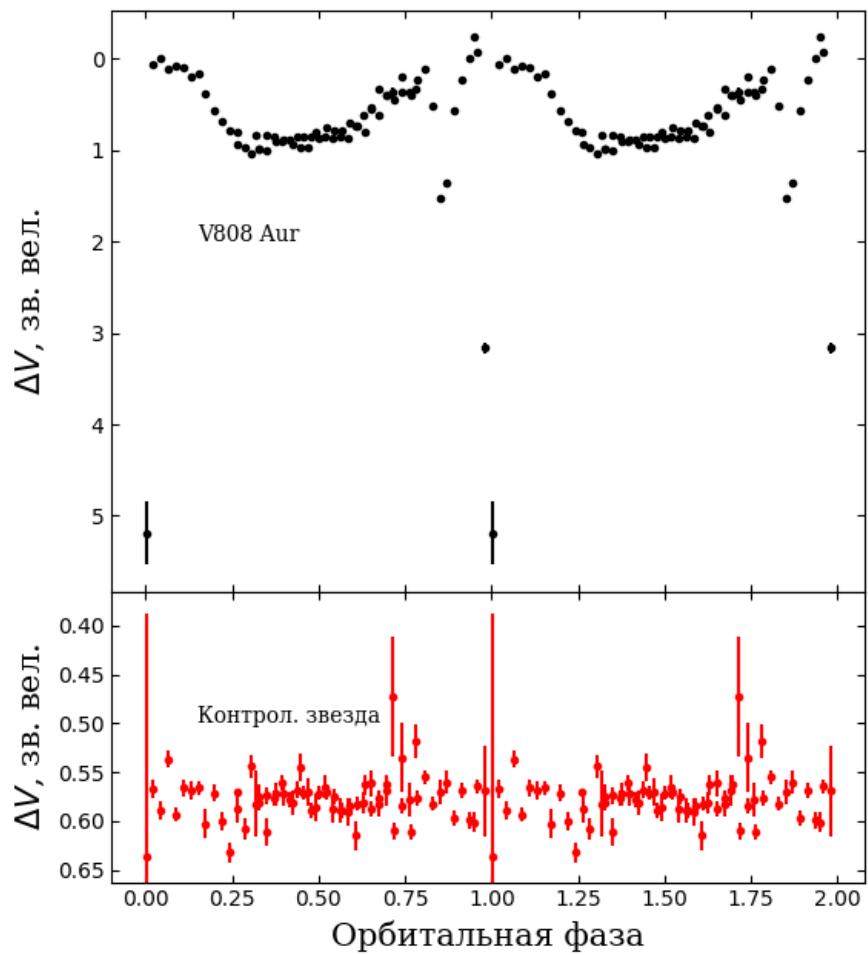


Рис. 4.4. Кривые блеска исследуемого объекта V808 Aur (верхняя панель) и контрольной звезды (нижняя панель)

Глава 5.

Фотометрия тесных полей

5.1. Постановка задачи

Изначально создание метода PSF-фотометрии мотивировалось исследованием тесных звездных полей, где происходит перекрывание звездных профилей, и в апертуры объектов попадает значительная часть света соседних звезд. Для решения этой проблемы Петером Стетсеном создан пакет программ DAOphot [7], который изначально использовался для фотометрии звезд шаровых скоплений. Эти программы были интегрированы в IRAF и располагаются в пакете `poao.digiphot.daophot`. Они являются одними из наиболее популярных программ для PSF-фотометрии. Идея PSF-фотометрии достаточно проста и заключается в нахождении PSF-профиля звезды, который затем подгоняется под каждую звезду на изображении. Высота подогнанного профиля пропорциональна потоку от звезды. Нужно отметить, что PSF-фотометрия полезна не только для исследования тесных полей, но и для исследования слабых объектов, так как обеспечивает более высокое (более чем на 10%) отношение сигнал-шум по сравнению с апертурной фотометрией. Увеличение точности достигается путем использования максимума информации о звездном профиле. Звездное изображение, получаемое в наземных наблюдениях, состоит из ядра, формируемого турбулентными движениями в атмосфере и хорошо аппроксимируемого функцией Гаусса, а также широких крыльев, появляющихся из-за рассеяния света в атмосфере. Интенсивность крыльев обратно пропорциональна квадрату расстояния от ядра ($\sim r^{-2}$).

Кратко опишем последовательность действий, выполняемых при PSF-фотометрии в пакете `daophot`. Будем предполагать, что выполнена предварительная калибровка изображений. Из изображений вычен электронный ноль, проведена маскировка горячих пикселей, выполнено деление на нормированное плоское поле, удалены следы космических частиц и фринги (если имеются). Кроме того, будем предполагать, что все изображения выровнены по звездному полю. Выполнение PSF-фотометрии сводится к решению нижеперечисленных задач.

Поиск звезд на изображении. Для решения этой задачи может быть использована программа `daofind`, работа с которой описана в разделе 4.3. При небольшом количестве

фотометрируемых звезд можно ограничиться ручной отметкой в программе `tvmark`.

Апертурная фотометрия. Это действие необходимо для уточнения координат звезд и нахождения потоков от так называемых PSF-звезд, которые будут использованы для построения PSF-профиля.

Выбор PSF-звезд. На основе этих звезд будет построен PSF-профиль. PSF-звезды должны быть хорошо разделенными, находиться достаточно далеко от края изображения. Кроме того, они должны быть довольно яркими для высокого S/N строящегося PSF-профиля. Отбор PSF-звезд выполняется в программе `psselect`.

Построение PSF-модели. Профили отобранных на предыдущем шаге PSF-звезд аппроксимируются двухмерной функцией, которой может быть гауссиана, функция Лоренца или функция Моффата. Создается двухмерная таблица отклонений от аппроксимирующей функции, на основе которой может быть восстановлен исходный профиль. Профили масштабируются в соответствии с потоком, найденным при апертурной фотометрии. Усреднение профилей нескольких звезд дает итоговый PSF-профиль. Все эти действия выполняются в программе `psf`.

Подгонка PSF-профилей. В качестве начального приближения используется центр звезды и уровень фона, найденные в процессе апертурной фотометрии. PSF-модель смещается и масштабируется нелинейно методом наименьших квадратов. Масштабирование дает оценку потока от звезды. Данные операции проводятся в программе `allstar`. Отдельно фотометрируются звезды с перекрывающимися профилями. Такие объекты включают пространственно-разделенные кластеры. Подгонка PSF-профилей в пределах кластера выполняется одновременно, т.е. минимизация квадратов невязок выполняется по параметрам профилей всех звезд в кластере.

В данном пособии мы построим кривую блеска катаклизмической переменной SRGA J2131+4914 (далее J2131; $\alpha_{2000} = 21^h 31^m 50.80^s$, $\delta_{2000} = +49^\circ 14' 01.68''$), обнаруженной обсерваторией Спектр-РГ. На телескопе Цейсс-1000 САО РАН объект наблюдался во время его пребывания в так называемом низком состоянии. В этом состоянии система имеет малый темп акреции и пониженную яркость. Во время наблюдений яркость объекта составляла $V = 20.5 - 21^m$, что вместе с ограничением по времени экспозиции в 5 мин для обеспечения удовлетворительного временного разрешения является настоящим вызовом для метрового телескопа. Дополнительно, наблюдения были осложнены легкой дымкой и довольно большим синингом ($\sim 2''$). Кроме того, объект находится в тесном поле (в Млечном Пути) и имеет яркого соседа. Профиль последнего перекрывает J2131. На этом примере мы продемонстрируем мощь метода PSF-фотометрии, позволяющего извлекать полезную информацию даже в таких сложных случаях. Фотометрия J2131 будет проводиться на основе набора кадров, предоставляемых вместе с настоящим пособием. Они были предварительно откалиброваны и выровнены по звездному полю. Центральная часть изображения с J2131, полученного на Цейсс-1000, показана на рис. 5.1.

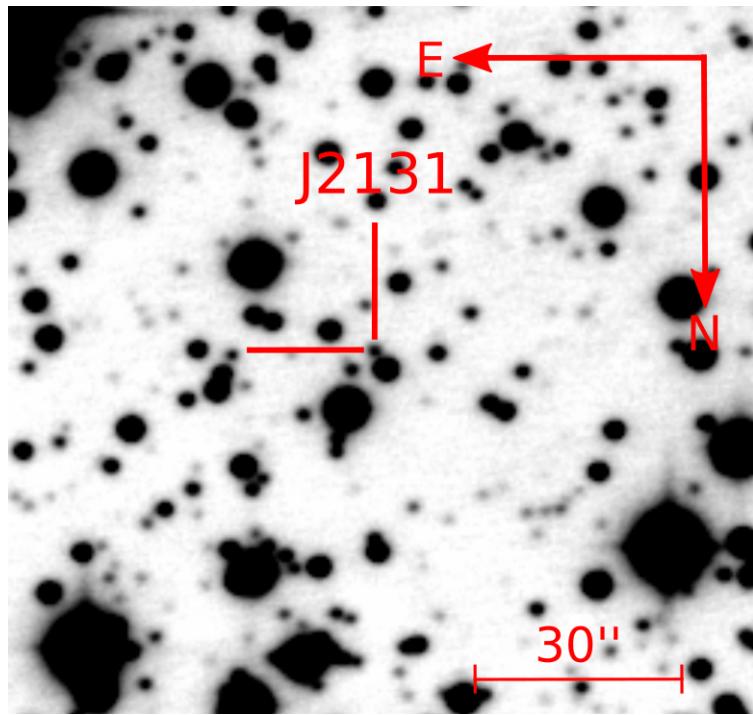


Рис. 5.1. Центральная часть изображения окрестностей SRGA J2131+4914, полученного на телескопе Цейсс-1000

5.2. Подготовка к PSF-фотометрии

В используемом нами примере с J2131 поле зрения прибора содержит большое количество объектов. Чтобы сократить время фотометрирования, рекомендуется обрезать на изображениях интересующую нас центральную область, содержащую J2131. Эта задача выполняется командой

```
cl> imcopy *bcnfcc.fts[256:768,256:768] *bcnfcc.fts
```

Для поиска звезд на изображении необходимо оценить размер звездного изображения, уровень фона, а также среднеквадратическое отклонение фона. Значения этих параметров можно найти при помощи команды imexam:

```
cl> imexamine obj004_bcnfc.fts 1
```

Напомним, что параметры фона выводятся нажатием на клавишу “m”, а размер звездного изображения можно оценить путем построения радиального профиля звезд клавишей “r”. Полученные параметры необходимо внести в список datapars. Важные для дальнейшей работы параметры datapars перечислены в таблице 4.1.

Следующий шаг — создание списка с координатами звезд. В этот список должно входить как можно больше объектов. Некоторые из них будут использованы для построения PSF-профиля, т.е. список должен включать несколько хорошо разделенных звезд. Конечно, в списке должны быть координаты исследуемого объекта, звезды-спутника, опорной

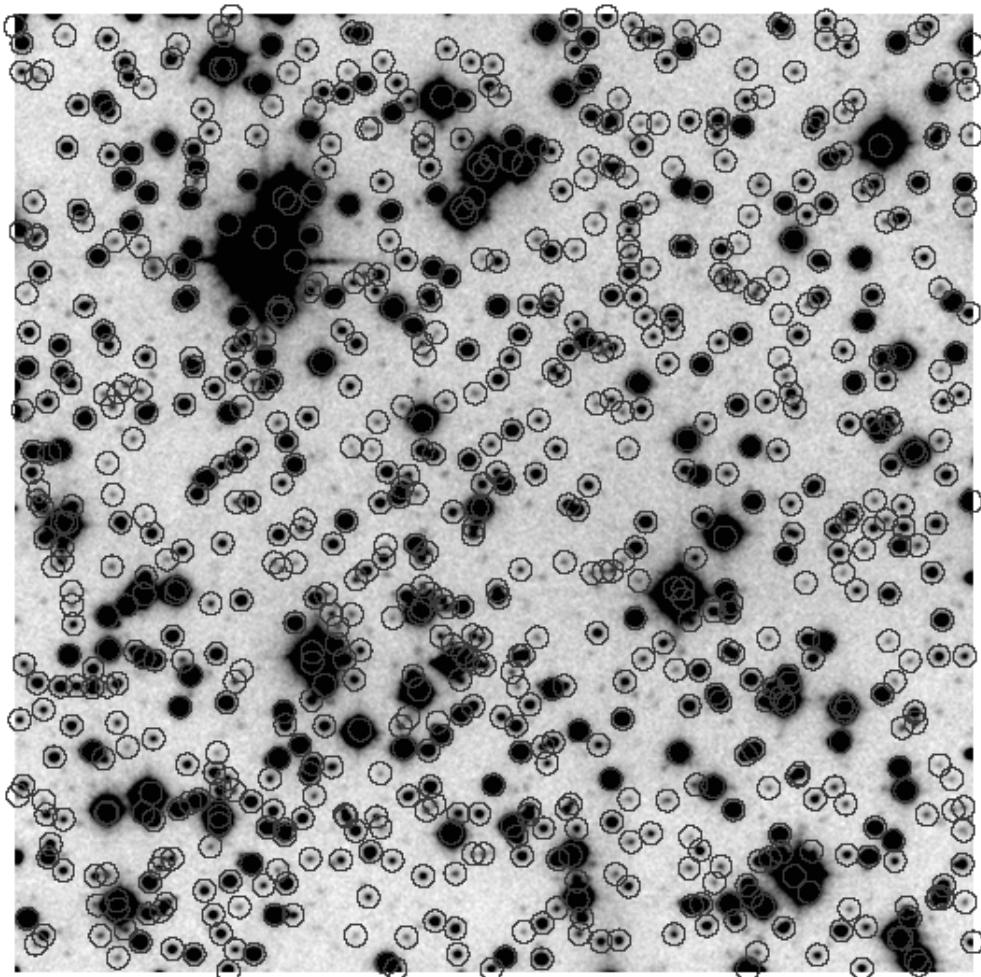


Рис. 5.2. Найденные источники на изображении

звезды. Список координат можно создать вручную при помощи команды `tvmark` или выполнить автоматический поиск звездообразных объектов программой `daofind`:

```
cl> daofind obj004_bcnfc.fts coo=coo
```

Данная программа потребует подтверждения параметров поиска, к которым относятся FWHM звездного изображения и стандартное отклонение фона. Порог детектирования источников выбирается равным некоторым (3-5) стандартным отклонениям фона. Проверить работу программы детектирования источников можно выводом изображения в окно `ds9` и последующей отметкой найденных источников:

```
cl> display obj004_bcnfc.fts 1
cl> tvmark 1 coo=coo mar=circ rad=6
```

Результат детектирования источников на изображении представлен на рис. 5.2. Очень яркие источники не детектируются из-за превышения их отсчетов параметра `datamax`. Некоторые очень слабые источники не находятся из-за их слабого сигнала, находящегося ниже порога детектирования.

Перед выполнением PSF-фотометрии необходимо провести апертурную фотометрию объектов созданного списка. Выполним фотометрию объектов в наборе кадров командой phot:

```
cl> phot @list_bcfco coo=coo interac-
```

В нашем примере был использован радиус апертуры 6 пикселей, внутренний радиус апертуры фона 10 пикселей и толщина апертуры фона 5 пикселей. После выполнения команды создаются текстовые файлы *.mag.1, которые необходимы для процедур PSF-фотометрии.

5.3. Построение PSF-профиля

На данном этапе проводится создание выборки одиночных звезд (PSF-звезд), а также усреднение их профилей с построением PSF-профиля. Задача отбора PSF-звезд решается при помощи программы pstselect. Перед ее выполнением необходимо задать ее параметру maxnpsf максимальное количество звезд, используемых для построения PSF-профиля (хватает 5-9) и включить интерактивный режим исполнения interac=yes.

Отбор звезд для построения PSF-профиля осуществляется из объектов, включенных в файл *.mag.1. Поэтому перед запуском pstselect отобразим в окне ds9 изображение с отметками задетектированных источников:

```
cl> display obj004_bcnfc.fts 1
cl> tvmark 1 coo=coo mar=circ rad=4
```

Укажем PSF-звезды на первом кадре, воспользовавшись командой

```
cl> pstselect obj004_bcnfc.fts
```

Отметка PSF-звезды проводится наведением курсора на ее изображение и последующим нажатием на клавишу “a”. После каждой отметки будет отображаться трехмерный профиль звезды. Если он является подходящим (см. рис. 5.3), то можно пропустить его в список PSF-звезд повторным нажатием на клавишу “a”. Если же он является плохим (например, имеющим спутники), то игнорируем его нажатием на клавишу “d”. Полезной функцией при анализе звездных изображений является построение карты изофот, которое вызывается нажатием на клавишу “c”. Координаты выбранных звезд записываются в файл с расширением .pst.1.

Далее построим PSF-профиль для каждого изображения серии по-отдельности. Для начала создадим список *.mag.1 файлов, куда были записаны результаты апертурной фотометрии:

```
cl> ls *.mag.1 > list_mag
```

Таблица 5.1. Важные параметры списка daopars.

function	Функция для аппроксимации звездного профиля. Рекомендуется поставить значение auto, которое соответствует автоматическому подбору функции.
psfrad	Радиус построения PSF-профиля (в нашем случае выбрано 10 пикселей).
fitrad	Радиус для аппроксимации звездного профиля (в нашем случае выбрано 6 пикселей).

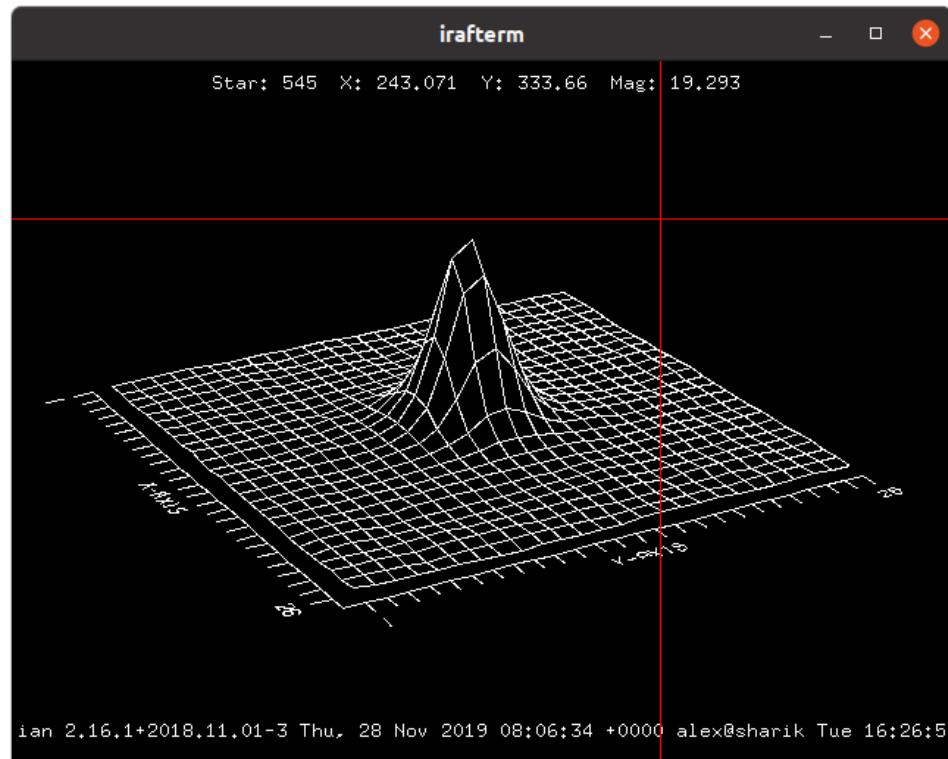


Рис. 5.3. Пример хорошего звездного профиля для построения PSF-профиля

Также для каждого изображения создадим файл со списком PSF-звезд. Постольку изображения были выровнены по звездному полю, координаты PSF-звезд в кадрах серии должны быть такими же, как в первом изображении. Поэтому списки координат можно создать простым копированием первого списка:

```
cl> cp obj004_bcnfc.fts.pst.1 obj005_bcnfc.fts.pst.1  
cl> cp obj004_bcnfc.fts.pst.1 obj006_bcnfc.fts.pst.1  
....  
cl> cp obj004_bcnfc.fts.pst.1 obj023_bcnfc.fts.pst.1
```

Далее создадим список *.pst.1-файлов:

```
cl> ls *.pst.1 > list_pst
```

Наконец, создадим PSF-профиль для каждого кадра командой

```
cl> psf @list_obj_bcnfc @list_mag @list_pst interac-
```

Полученные PSF-профили записываются в файлы *.psf.fits.1, однако блок данных этих фитс-файлов содержит в себе лишь уклонения PSF-профиля от аппроксимирующей функции. Параметры аппроксимирующей функции записываются в фитс-заголовок. Таким образом, чтобы восстановить PSF-профиль, необходимо построить аппроксимирующую функцию и прибавить к ней распределение уклонений. Этую задачу решает программа seepsf. Команда для создания изображения PSF-профиля имеет вид:

```
cl> seepsf obj004_bcnfc.fts.psf.1.fits obj004.psf.fit
```

Визуализировать и выполнить анализ получившегося PSF-профиля можно командой

```
cl> imexamine obj004.psf.fit 1
```

Пример восстановленного PSF-профиля показан на рис. 5.4.

5.4. Подгонка PSF-профиля

Подгонка PSF-профиля под изображения звезд выполняется при помощи программы allstar. Для начала создадим список файлов PSF-профилей:

```
cl> ls *.psf.1.fits > list_psf
```

Далее применим программу allstar для всех имеющихся кадров командой

```
cl> allstar @list_obj_bcnfc @list_mag @list_psf
```

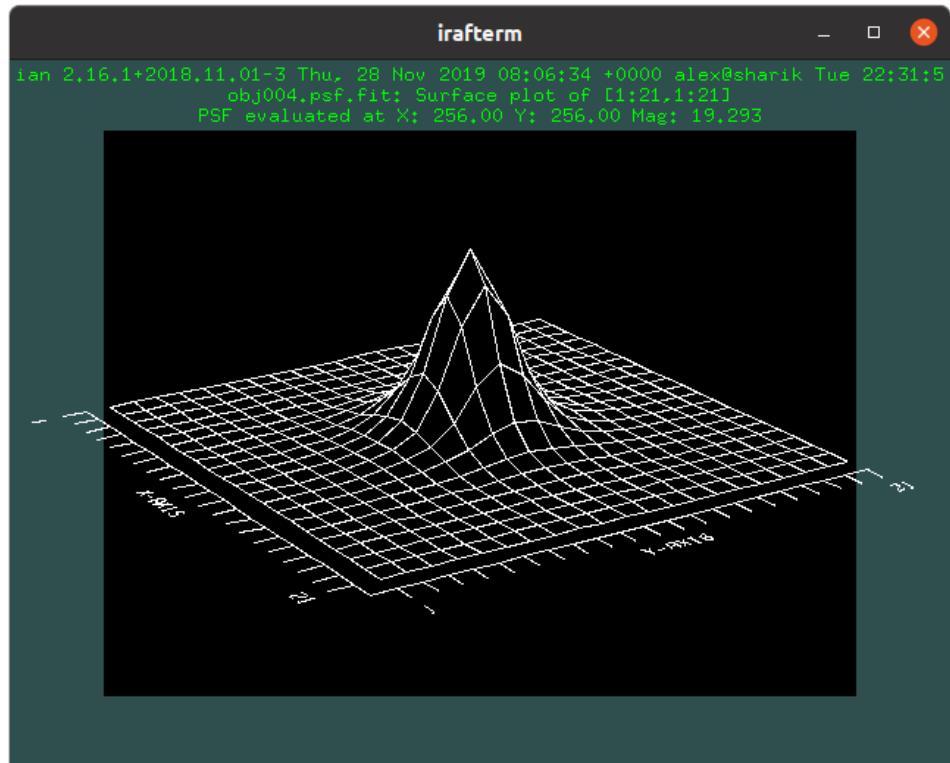


Рис. 5.4. Пример восстановленного PSF-профиля

Изображения с вычтеными подогнанными PSF-профилями сохраняются в файлы *.sub.1.fits. Пример изображения с вычтеными PSF-профилями представлен на рис. 5.5. Его анализ позволяет сделать выводы о качестве описания звездных профилей. Из рисунка можно видеть, что после вычитания остаются сильные следы от ярких звезд. По большей части это связано с тем, что шум около центра яркого профиля значительно превышает уровень шума около подложки ($\sigma \sim \sqrt{I}$). Тем не менее, PSF-модель успешно справляется с вычитанием слабых объектов.

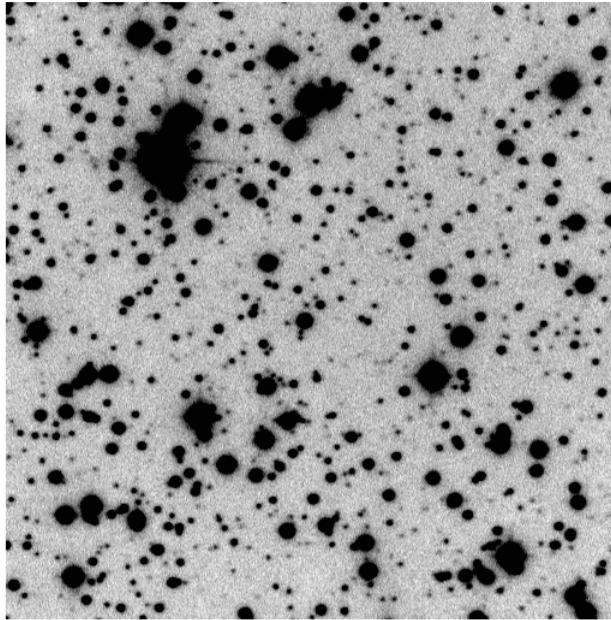
Данные фотометрии объектов поля содержатся в файлах с расширением .als.1. Извлечь нужные данные из этих файлов можно при помощи известной нам команды pdump. Извлечем имена изображений, номера фотометрированных источников, их координаты, инструментальную звездную величину и ее ошибку:

```
cl> pdump *.als.1 IMAGE, ID, XCENTER, YCENTER, MAG, MERR 'yes' > phot_res
```

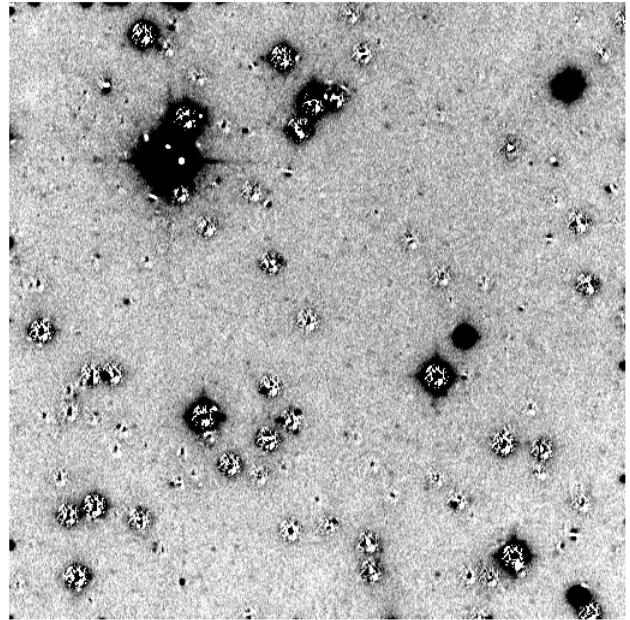
Кроме того, выведем данные о времени наблюдений в файл times:

```
cl> hselect @list_obj_bcnfc $I,DATE-OBS,TSTART,EXPTIME,Z 'yes' > times
```

Написав небольшой скрипт, можно считать данные из последних двух созданных файлов и построить кривую блеска J2131. Эта кривая блеска, свернутая с периодом J2131 $P = 0.05971$ сут, представлена на рис. 5.6. На том же рисунке представлена зависимость среднеквадратичного отклонения блеска фотометрируемых звезд от их среднего блеска



а)



б)

Рис. 5.5. Исходное изображение (а) и результат вычитания подогнанных PSF-профилей (б)

(относительно опорной звезды). Такого рода диаграммы позволяют оценить среднюю точность фотометрии. Видно, что для относительного среднего блеска J2131 $\Delta m \approx 3^m$ средняя ошибка потока составляет $\sigma \approx 0.1^m$. Данная величина сравнима с ошибками потока, возвращаемыми allstar, и отображена на рис. 5.6 вертикальными барами.

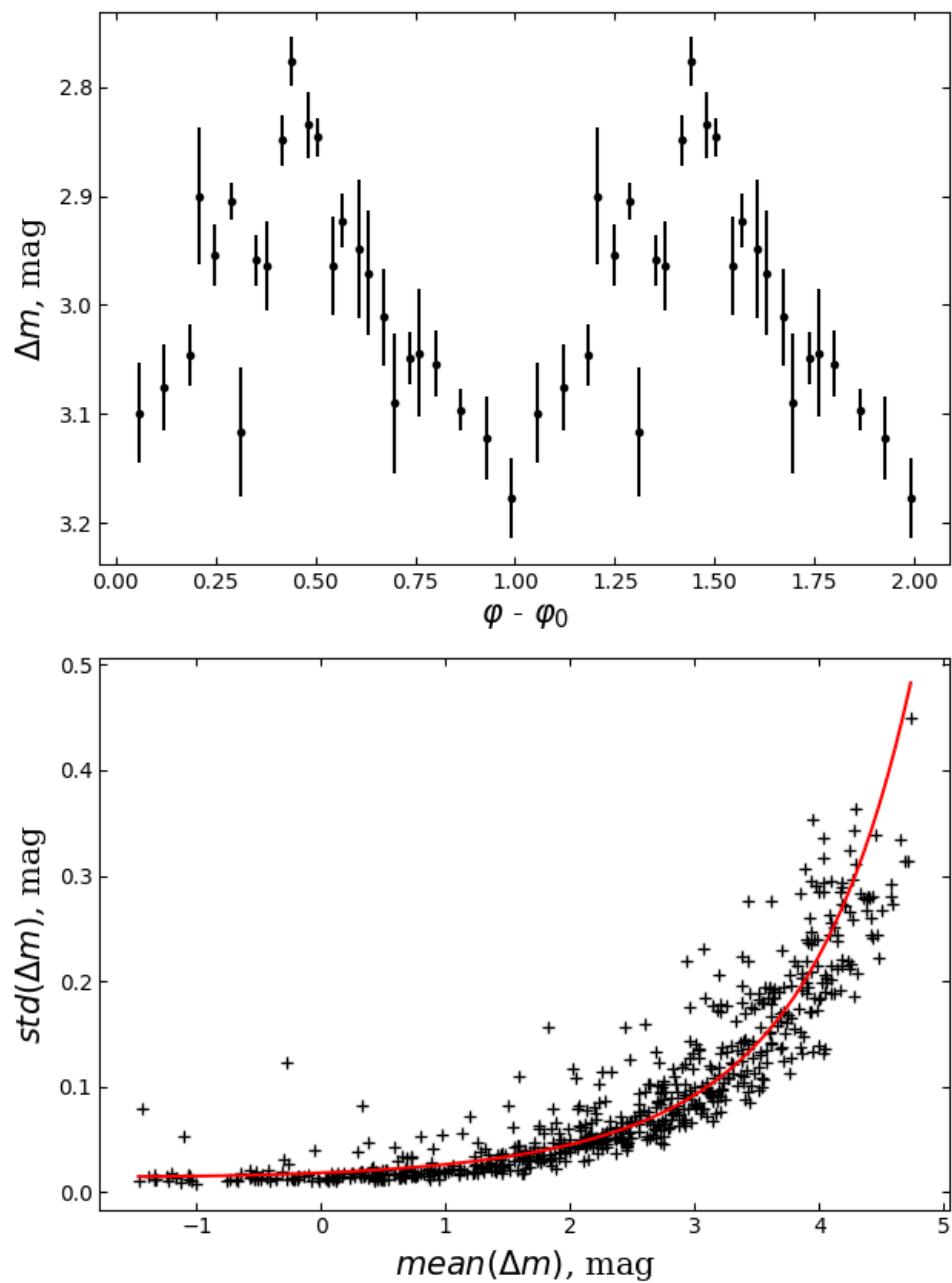


Рис. 5.6. Кривая блеска J2131 (верхняя панель), а также график стандартного отклонения от среднего блеска для звезд поля (нижняя панель)

Задачи

Задача 1. Имеется изображение электронного ноля. При помощи программы imstat оцените шум считывания матрицы. Учтите, что изображение электронного ноля может содержать выбросы, которые следует удалить методом $\kappa\sigma$ -обрезки.

Задача 2. Имеется ПЗС-изображение области звездного неба. Путем отождествления объектов на кадре оцените поле зрения прибора. Используя программу imexamine, оцените размер звездного изображения (сиинг).

Задача 3. Имеется несколько кадров плоского поля, полученных с разными экспозициями. Оцените гейн матрицы (нужно учесть пуассоновское распределение отсчетов).

Задача 4. Покажите, что в пределах FWHM звездного профиля содержится около 50% потока от звезды. Профиль звезды считать гауссовым.

Задача 5. Докажите, что FWHM одномерной гауссианы равен $2\sqrt{2 \ln 2}\sigma \approx 2.35482\sigma$. Изменится ли результат в двухмерном случае?

Задача 6. Докажите, что при фотометрии слабых объектов оптимальный радиус апертуры равен ≈ 0.68 FWHM. Считать, что PSF-профиль звезды хорошо описывается гауссианой. Каковым следует выбрать размер апертуры при фотометрии ярких объектов?

Глава 6.

Приложение

6.1. Удаление космических частиц

Большую популярность в удалении следов космических частиц на астрономических изображениях получил алгоритм LaCosmic [2]. Его преимуществом перед большинством других алгоритмов является возможность удаления длинных следов космических частиц. Мы воспользуемся реализацией этого алгоритма на языке Python, которая включена в библиотеку `lacosmic`.

Для начала, подключим необходимые библиотеки. Помимо библиотеки `lacosmic`, нам понадобится библиотека `pandas` для считывания имен изображений из файла-списка. Кроме того, загрузим класс `fits`, который понадобится для работы с `fits`-файлами.

```
import lacosmic
import pandas as pd
from astropy.io import fits
```

Укажем директорию, в которой находятся очищаемые изображения, и считаем имена кадров:

```
directory = './'
f = pd.read_table('list_obj_b', header=None)[0]
```

Пробежимся по всем кадрам и выполним их чистку функцией `lacosmic` библиотеки `lacosmic`. Очищенные изображения запишем в файлы с окончанием `_bc.fit`, а маски найденных следов космических лучей — в файлы с окончанием `_bm.fit`.

```
for s in f:
    hdul = fits.open(directory+s)
    data = hdul[0].data
    data_c = lacosmic.lacosmic(data, 5, 4, 3,
                                effective_gain=2, readnoise=3.3, maxiter=6)
```

```

hdu = fits.PrimaryHDU(data_c[0])
hdu.header = hdul[0].header
hdu.writeto(directory+s.replace('_b.fit', '_bc.fit'))
hdu = fits.PrimaryHDU(data_c[1]*1)
hdu.writeto(directory+s.replace('_b.fit', '_bm.fit'))

```

6.2. Анализ результатов фотометрии

При обработке фотометрического материала V808 Aur нами был создан файл с результатами фотометрии phot_res, а также файл с данными о времени наблюдений times (см. раздел 4.7). Здесь мы продемонстрируем чтение данных из этих файлов, приведем времена наблюдений к барицентру Солнечной системы и построим кривую блеска V808 Aur в шкале фаз орбитального периода. Для удобства работы с файлами times и phot_res в начале этих файлов мы поместили строки с именами столбцов содержащихся в них таблиц. Так, в первой строке в файле times перечисляются имена столбцов: image, date-obs, tstart, exptime. В файл phot_res столбцы таблицы именованы как: image, id, xcenter, ycenter, mag, merr.

Сначала подключим все необходимые для работы библиотеки и классы:

```

import numpy as np
import matplotlib.pyplot as plt
import pandas as pd
from astropy.time import Time
from astropy.time import TimeDelta
from astropy import coordinates as coord, units as u

```

Считаем из файла times даты наблюдений (date-obs), местное время начала экспозиции (tstart) и продолжительности экспозиций (exptime):

```

# Считывание данных из файла times;
data_time=pd.read_table('times')
date_obs = data_time['date-obs'].values
tstart=data_time['tstart'].values
exptimes = data_time['exptime'].values

```

Создадим объект t класса Time, содержащий времена наблюдений. Сначала переведем времена на середину экспозиции, а затем сделаем переход ко всемирному времени (разница между местным временем и всемирным составляла 4 часа).

```

# Создание объекта Time;
t = Time((date_obs+T+tstart).tolist(), format='isot', scale='utc')

```

```

# Приведение времени на середину экспозиции;
t = t + TimeDelta(exptimes.tolist()*u.s/2)
# Переход из локального времени к всемирному (UT);
t = t - TimeDelta(4*3600*u.s)

```

Создадим объект, хранящий координаты исследуемой звезды (V808 Aur), и объект, хранящий координаты обсерватории (САО РАН). Добавим информацию о положении наблюдателя в объект `t` и приведем времена к центру масс Солнечной системы, т.е. вычислим барицентрические юлианские даты.

```

# Координаты объекта и расположение обсерватории;
obj = coord.SkyCoord("07:11:26.", "+44:04:5.10", unit=(u.hourangle, u.deg),
                      frame='icrs')
sao = coord.EarthLocation(lon="41:26:26", lat="+43:38:49", height=2100)
# Добавление информации о координатах обсерватории;
t = Time(t.jd, format='jd', scale='utc', location=sao)
# Вычисление барицентрической поправки;
ltt_bary = t.light_travel_time(obj, 'barycentric')
# Добавление барицентрической поправки;
t = t + ltt_bary

```

Считаем данные фотометрии из файла `mags`. Создадим массивы с номерами объектов (`ids`), инструментальными звездными величинами (`mags`) и ошибками звездной величины (`merrs`). Укажем номера исследуемого объекта (`id_obj`), опорной звезды (`id_ref`) и контрольной звезды (`id_chk`).

```

# Считывание данных фотометрии;
data_phot=pd.read_table('phot_res', sep=" ")
ids = data_phot['id'].to_numpy()
mags = data_phot['mag'].to_numpy()
merrs = data_phot['merr'].to_numpy()
id_obj=1 # ID объекта;
id_ref=2 # ID опорной звезды;
id_chk=3 # ID контрольной звезды;
# Создание массивов с инструментальными звездными величинами
# объекта, опорной звезды и контрольной звезды;
mag_obj = mags[ids==id_obj]
mag_ref = mags[ids==id_ref]
mag_chk = mags[ids==id_chk]
# Создание массивов с ошибками инструментальных звездных величин
# объекта, опорной звезды и контрольной звезды;

```

```

merr_obj = merrs[ids==id_obj]
merr_ref = merrs[ids==id_ref]
merr_chk = merrs[ids==id_chk]

```

Вычислим дифференциальные звездные величины исследуемого объекта и контрольной звезды. Найдем ошибки дифференциальной фотометрии.

```

# Определение дифференциальной зв. величины и ее ошибки;
dmag_obj = mag_obj - mag_ref
dmerr_obj = np.sqrt(merr_obj**2 + merr_obj**2)
dmag_chk = mag_chk - mag_ref
dmerr_chk = np.sqrt(merr_chk**2 + merr_obj**2)

```

Вычислим фазы орбитального периода V808 Aur согласно эфемеридам (4.8) (см. также работу [5]) и поместим их в массив phases.

```

# Вычисление орбитальных фаз;
period = 0.0813768094
t0 = 2454833.207868
phases = (t.jd - t0)/period - np.floor((t.jd - t0)/period)

```

Продублируем кривую блеска на интервал фаз 1.0–2.0. Данная операция нужна для лучшей демонстрации переменности звезды.

```

# Конкатенация массивов (для дублирования кривой блеска на фазы 1.0–2.0)
phases=np.concatenate([phases, phases+1])
dmag_obj = np.concatenate([dmag_obj, dmag_obj])
dmerr_obj = np.concatenate([dmerr_obj, dmerr_obj])
dmag_chk = np.concatenate([dmag_chk, dmag_chk])
dmerr_chk = np.concatenate([dmerr_chk, dmerr_chk])

```

Построим графики кривой блеска V808 Aur и опорной звезды. На первой панели отобразим кривую блеска V808 Aur с указанием баров ошибок. То же самое выполним для контрольной звезды на второй панели.

```

# Построение графика с кривой блеска;
csfont = 'fontname':'Serif'
fig, ax = plt.subplots(2, 1, sharex=True, squeeze=True,
                      gridspec_kw = 'height_ratios':[2,1])
plt.subplot(211)
plt.errorbar(phases, dmag_obj, yerr=dmerr_obj, fmt='.', color='k')
plt.ylabel('$\Delta V$', **csfont, size=15)
plt.tick_params(axis="both", direction="in", right='on', top='on')

```

```
plt.text(0.15, 2, 'V808 Aur', **csfont)
plt.gca().invert_yaxis()

plt.subplot(212)
plt.errorbar(phases, dmag_chk, yerr=dmerr_chk, fmt='.', color='r')
plt.text(0.15, 0.5, 'Контрол. звезда', **csfont)
plt.ylabel("$\Delta V$", mag, **csfont, size=15)
plt.xlabel("Орбитальная фаза", **csfont, size=15)
plt.gca().invert_yaxis()
plt.tick_params(axis="both", direction="in", right='on', top='on')
plt.subplots_adjust(hspace=0)
fig.align_labels()
plt.show()
```

Литература

- [1] В.П. Репетников 2002. Поверхностная фотометрия галактик. Учебное пособие. – СПб: СПбГУ
- [2] van Dokkum P. G. 2001. Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 113, 1420. doi:10.1086/323894
- [3] Howell S. B. 2006. Handbook of CCD Astronomy. Second edition. – New York: Cambridge University Press.
- [4] King I. R. 1971. The Profile of a Star Image. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 83, 199. doi:10.1086/129100
- [5] Schwope A. D., Mackebrandt F., Thinius B. D., Littlefield C., Garnavich P., Oksanen A., Granzer T. 2015. Astronomische Nachrichten, 336, 115. doi:10.1002/asna.201412151
- [6] Pence W. D., Chiappetti L., Page C. G., Shaw R. A., Stobie E. 2010. Definition of the Flexible Image Transport System (FITS), version 3.0. Astronomy and Astrophysics, 524, 42.
- [7] Stetson P. B. 1987. DAOPHOT — A Computer Programm for Crowded-field Stellar Photometry. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 99, 191.