

МОСКОВСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ
имени М.В.ЛОМОНОСОВА
ФИЗИЧЕСКИЙ ФАКУЛЬТЕТ

На правах рукописи

Желтоухов Сергей Геннадьевич

**Создание камеры среднего инфракрасного диапазона для 2.5
метрового телескопа КГО ГАИШ МГУ и исследование
пылевых оболочек вокруг звезд на поздних стадиях
эволюции**

Специальность 1.3.1 Физика космоса, астрономия

Диссертация на соискание ученой степени
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:
Кандидат физико-математических наук
Татарников Андрей Михайлович

Москва — 2024

Оглавление

Стр.

Введение	3
Глава 1. Фотометр среднего инфракрасного диапазона LMP	19
1.1 Исследование возможности наблюдений в среднем инфракрасном диапазоне с приемниками коммерческого класса	19
1.2 Конструкция прибора	30
1.3 Характеризация камеры	36
1.4 Программное обеспечение для работы прибора	43
1.5 Первый свет	45
Глава 2. Камера-спектрограф ASTRONIRCAM	49
2.1 Обработка наблюдений в ближнем ИК диапазоне	51
2.2 Характеризация спектрального режима камеры	72
Глава 3. Наблюдения	89
3.1 Система автогидирования	91
Глава 4. Исследование пылевых оболочек звезд	96
4.1 Алгоритм построения моделей пылевой оболочки	96
4.2 Исследование звезды T Dra.	97
4.3 Исследование звезды IRAS 02143+5852	101
4.4 Исследование звезды V Cyg	105
Глава 5. Создание каталога звезд на поздних стадиях эволюции . .	109
5.1 Структура каталога	110
Заключение	116
Список литературы	120
Список рисунков	128
Список таблиц	134

Введение

В современной астрономии изучение объектов в инфракрасном диапазоне играет одну из ключевых ролей в понимании процессов, происходящих во Вселенной. Большое внимание уделяется среднему инфракрасному диапазону, который позволяет при наземных наблюдениях исследовать разнообразные астрономические объекты, включая пылевые оболочки вокруг звезд на поздних стадиях их эволюции. В данном контексте создание камеры среднего инфракрасного диапазона для 2.5-метрового телескопа Кавказской горной обсерватории ГАИШ МГУ является актуальной задачей и представляет собой значимый шаг в развитии инфракрасной астрономии в России.

Инфракрасный диапазон занимает на шкале электромагнитных колебаний почти 10 октав, а видимый диапазон, в котором проводится подавляющее большинство астрономических наблюдений в нашей стране — всего одну. В ИК диапазоне можно наблюдать все типы астрономических объектов — от экзопланет и активных ядер галактик до тел Солнечной системы и искусственных спутников Земли. При этом наблюдения в ИК диапазоне имеют целый ряд преимуществ: максимум излучения холодных объектов (звезд поздних спектральных классов, пылевых оболочек, межзвездных газо-пылевых облаков и т.п.) приходится на ИК область спектра, малое межзвездное поглощение позволяет наблюдать объекты, скрытые за плотными пылевыми облаками, меньшая чувствительность к атмосферной турбулентности позволяет проще получать высокое угловое разрешение, а резкое падение рассеяния света в атмосфере Земли с ростом длины волны, позволяет проводить наблюдения в среднем ИК диапазоне днем.

Одной из целей данного исследования является разработка инструмента, способного обеспечить высокую чувствительность и точность измерений в коротковолновой части среднего инфракрасного диапазона, и применение его при исследовании околозвездных пылевых оболочек звезд, находящихся на поздних стадиях их эволюции. Для достижения поставленной цели был проведен анализ возможности наблюдений в данном диапазоне с имеющимися в ГАИШ телескопами, получены и исследованы характеристики камеры, разработано программное обеспечение для наблюдений и обработки данных и

проведены наблюдения для проверки функциональности инструмента и определения его характеристик.

Важными задачами исследования являются оптимизация конструкции камеры, минимизация инструментального фона, анализ шумов считывания и кадров подложки, а также разработка методов обработки данных наблюдений. Полученные результаты могут иметь важное значение не только для астрономов, занимающихся изучением пылевых оболочек вокруг звезд разных типов, но и для специалистов, занимающихся разработкой инструментов для астрономических исследований в инфракрасном диапазоне длин волн.

Возможность проведения наблюдений слабых объектов в ИК диапазоне во многом зависит от места расположения обсерватории и его астроклимата. Регулярные наблюдения в этой области спектра ведутся у нас в стране в двух обсерваториях — Крымской астрономической станции ГАИШ МГУ с одноэлементным фотометром на базе InSb-фотодиода [1] и Кавказской горной обсерватории ГАИШ МГУ (КГО, [2]) с камерой-спектрографом ASTRONIRCAM [3] на базе матричного детектора Hawaii-2RG, которая более подробно описана далее. Астроклимат КГО хорошо исследован. Эта обсерватория, благодаря большой высоте над уровнем моря (2110 м), низкому содержанию водяного пара в атмосфере (медианное значение PWV меньше 8 мм [4]) и высокому качеству изображений [5] хорошо подходит для наблюдений в ИК диапазоне. Согласно работе Tatarnikov et al. 2023 [6], в КГО в ближнем ИК диапазоне 1 квадратная угловая секунда фона ночного неба в среднем имеет блеск $J = 15.5^m$, $H = 13.7^m$, $K = 13.1^m$, что соответствует лучшим обсерваториям мира, расположенным на схожих высотах над уровнем моря. Крымская станция ГАИШ МГУ (КАС) характеризуется похожим на КГО количеством ясного времени, порядка 1400 часов в год. Она относится к равнинным обсерваториям, которые не предназначены для установки специализированных инфракрасных телескопов. Из-за малой высоты над уровнем моря (~ 600 метров) качество изображения и прозрачность в инфракрасном диапазоне в ней хуже, чем в КГО. А главное, в КАС гораздо выше как яркость фона неба (из-за большей толщи атмосферы), так и величина инструментального фона (из-за более высокой температуры окружающей среды).

В последние годы достигнут значительный прогресс в технологии производства приемников ИК диапазона — увеличиваются размеры чувствительной области, квантовая эффективность вплотную приблизилась к единице,

снижается стоимость отдельных образцов детекторов. Оценки, выполненные в представляемой работе, показывают, что при использовании не оптимизированного к ИК наблюдениям наземного телескопа, на длинах волн до 5 мкм можно использовать современные коммерческие матричные приемники — шумовые ограничения при наблюдениях слабых объектов будут определяться в основном фоновым излучением, а не шумом самого детектора.

Следующей задачей этой работы было моделирование пылевых оболочек звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции, с использованием получаемых на описанных приборах данных. В основном речь будет идти о звездах асимптотической и пост-асимптотической ветви гигантов (AGB и post-AGB звезды). На эту стадию эволюции попадают звезды, имевшие на главной последовательности массы от 1 до 8 $M_{\odot}$ [7]. На AGB и в начале эволюции на post-AGB стадиях эти звезды имеют низкие эффективные температуры ($\sim 3000\text{K}$) и большие светимости (несколько тысяч и более светимостей Солнца). Такое сочетание параметров приводит к большим размерам звезд — сотни радиусов Солнца. Из-за этого во внешних разреженных холодных слоях атмосферы этих звезд существуют условия, способствующие образованию пыли. В свою очередь, пылинки ускоряются давлением излучения и, увлекая за собой газ, выносятся из атмосферы. Исследования таких звезд важны, так как они являются основными поставщиками вещества в межзвездную среду [8]. Зная параметры пылевых оболочек, можно вычислять темп потери массы звездой, а значит и темп поступления вещества в межзвездную среду. Для упрощения выбора объектов для исследований и дальнейших наблюдений нами составлен каталог распределения энергии в спектрах звезд на поздних стадиях эволюции, наблюдавшихся космической обсерваторией ISO.

Для моделирования распределения энергии в спектрах холодных звезд, имеющих околзвездные пылевые оболочки, важно иметь качественные спектры в ближнем и среднем ИК диапазонах. Это позволяет получать более точные оценки параметров центральной звезды и относительного содержания пылинок разного состава в оболочке. Поэтому еще одной важной задачей работы являлась разработка и реализация алгоритма процедуры первичной редукции получаемых в ближнем ИК диапазоне данных, а также исследование и характеристика спектрального режима другого инфракрасного инструмента нашей обсерватории — камеры ASTRONIRCAM.

ASTRONIRCAM (The ASTROnomical Near InfraRed CAMera) — инструмент, установленный на 2.5 метровом телескопе Кавказской горной обсерватории ГАИШ МГУ. Камера работает в диапазоне длин волн от 1 до 2.5 мкм в двух режимах — фотометрическом (получение прямых снимков неба в фильтрах Y , J , H , K фотометрической системы МКО [9] и нескольких узкополосных фильтрах) и спектральном (получение спектров низкого разрешения с длинной или короткой щелью). Конструкция камеры, оптическая схема, параметры детектора и схемы регистрации описаны в статье Nadjir et al. 2017 [3].

В камере используется детектор HAWAII-2RG (на основе HgCdTe полупроводника). Его полная светочувствительная площадь (2048×2048 пикселей размером 18 мкм каждый) из-за особенностей конструкции не используется ни в спектральном, ни в фотометрическом режиме. Квантовая эффективность приемника в рабочем диапазоне длин волн весьма однородна и по поверхности, и в пространстве длин волн и равна $\sim 94\%$. Емкость ячейки $\sim 120000 e^-$, шум считывания $12 e^-$. Изображение на матрице строится оптической схемой, состоящей из: входного окна, фокальной турели, в которой установлен набор из 10 спектральных щелей и квадратная входная диафрагма, вырезающая в проекции на небо область размером $4.6'$, коллиматора, двух колес светофильтров и камерного объектива. Для компактизации схемы используются три диагональных зеркала, сокращающих длину прибора и занимаемый им объем. Все оптические элементы располагаются на оптической скамье, в охлаждаемом жидком азоте криостате. Для уменьшения количества рассеянного света между ними установлены диафрагмы. Регистрация и оцифровка сигнала выполняется контроллером ARC Gen III 2000 [10]. Для получения калибровочных данных в спектральном режиме используется блок калибровки с установленной лампой накаливания (для получения плоских полей), и аргонной лампой с линейчатым спектром, для калибровок по длине волны.

Детектор камеры работает в режиме попиксельного неразрушающего считывания (Non-Destructive Readouts, NDR). Это позволяет несколько раз считать сигнал в ходе накопления света, но ограничивает минимальную экспозицию — примерно ≈ 1.8 сек при работе в стандартном фотометрическом режиме. Результатом накопления является куб данных, каждый слой которого содержит результат однократного считывания данных с матрицы. Его обработка позволяет избавиться от шума и неравномерности подложки (bias), уменьшить шум считывания. Кроме того, становится возможным восстано-

вить данные после переполнения ячейки в ходе накопления или воздействия космических лучей.

Цели и задачи диссертационной работы

Целью диссертационной работы является разработка и изготовление новой камеры ИК диапазона, создание алгоритмов наиболее эффективной обработки данных с существующих ИК приборов обсерватории КГО ГАИШ МГУ и исследования, с использованием собственных данных, пылевых оболочек звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции. Задачи можно кратко сформулировать следующим образом:

- Разработка и создание камеры среднего инфракрасного диапазона
- Разработка и создание эффективной системы обработки данных ИК камеры-спектрографа ASTRONIRCAM
- Составление каталога SED (Spectral Energy Distribution) звезд на поздних стадиях эволюции
- Определение параметров пылевых оболочек отобранных звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции

Объект и предмет исследования

Объектом исследования являются пылевые оболочки звезд на поздних стадиях эволюции, а также инфракрасные детекторы КГО ГАИШ МГУ. Предметом исследования являются оптические и инфракрасные спектры и кривые блеска таких звезд, результаты собственных наблюдений на приборах КГО ГАИШ МГУ, результаты тестирования детекторов КГО ГАИШ МГУ.

Методология исследования

Для решения поставленных в работе задач были использованы общенаучные методы (анализ, дедукция, индукция). Результаты получены и анализировались с помощью авторского программного обеспечения. Для создания камеры использовались общетехнические методы, 3D проектирование и 3D моделирование, оптические расчеты, а также общие методы разработки программного обеспечения.

Научная новизна

Указанные результаты получены и опубликованы автором впервые.

- Разработана камера среднего инфракрасного диапазона LMP. Показано, что в нашем случае для коммерческих детекторов основной вклад в шум вносит собственное излучение телескопа, а не собственный шум детектора.
- Разработаны алгоритмы редукции инфракрасных данных с прибора ASTRONIRCAM, создан программный комплекс для их автоматической разработки. В том числе создана и протестирована феноменологическая модель персистенции его детектора.
- Получены оценки параметров пылевых оболочек звезд T Dra, IRAS02143+5852 и V Cyg. Разработан алгоритм поиска параметров оболочек и соответствующее программное обеспечение, которые могут применяться и для других объектов.
- Создан и опубликован каталог SED звезд на поздних стадиях эволюции, рассчитаны сглаженные SED и светимости выбранных объектов. Показано, что только для 60% выбранных объектов спектры космического аппарата ISO из популярного атласа Sloan et al. 2003 [11] можно использовать без перекалибровки.

Теоретическая и практическая значимость

Создание новой камеры среднего инфракрасного диапазона позволит проводить ранее не возможные наблюдения в этом диапазоне, которые могут быть использованы не только для исследования звезд на поздних стадиях эволюции, но и множества других объектов, излучающих в этом диапазоне.

Новые алгоритмы обработки наблюдений в ближнем ИК диапазоне позволяют повысить точность и воспроизводимость получаемых с прибором ASTRONIRCAM данных, а соответственно исследовать более слабые объекты. А также значительно увеличивает скорость обработки данных и уменьшает вероятность ошибок при обработке.

Определение параметров пылевых оболочек звезд может помочь в исследовании поздних стадий эволюции звезд. Эти звезды являются основными поставщиками вещества в межзвездную среду, так что получение параметров оболочек, включая темп потери вещества, помогает исследовать процессы поступления вещества в межзвездную среду.

Созданный каталог звезд на поздних стадиях эволюции позволит выбрать интересные объекты для дальнейших исследований. А также в процессе его создания было показано что только для 60% выбранных объектов спектры космического аппарата ISO из популярного атласа Sloan et al. 2003 [11] можно использовать без перекалибровки. Это поможет избежать в будущем большого количества ошибок, особенно при автоматической, массовой обработке данных.

Положения, выносимые на защиту

1. Созданный прибор позволяет проводить наблюдения в среднем инфракрасном диапазоне. Предельные звездные величины при высоком качестве изображения и подкупольной температуре вблизи 0°C составляют 9^m в диапазоне L и 8^m в диапазоне M.
2. Шумовые ограничения при наблюдениях слабых объектов на 2.5-м телескопе КГО ГАИШ МГУ в среднем инфракрасном диапазоне с применением

коммерческих детекторов определяются фоновым излучением, а не шумовыми характеристиками детектора.

3. Пылевые оболочки звезд Т Dra, IRAS 02143+5852 и V Cyg имеют следующие значения внутреннего радиуса оболочки R_{in} , полной оптической толщины в фильтре V τ_V , скорости потери массы звездой dM/dt . Т Dra: $R_{in} = 5 - 6$ а.е., $\tau_V = 3.5$, $dM/dt = 1.5 \cdot 10^{-6} M_{\odot}/\text{год}$, IRAS02143+5852: $R_{in} = 2.5$ а.е., $\tau_V = 1.8$, $dM/dt = 1.1 \cdot 10^{-5} M_{\odot}/\text{год}$, V Cyg: $R_{in} = 11$ а.е., $\tau_V = 3.6$, $dM/dt = 1.6 \cdot 10^{-6} M_{\odot}/\text{год}$. Температура центральной звезды Т Dra $T_{eff} = 2400$ К, V Cyg — $T_{eff} = 2600$ К.
4. Созданный в работе каталог спектральных распределений энергии для 236 звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции, содержит сведения о распределении энергии в спектре, величину болометрического потока, оценку светимости и может быть использован для моделирования пылевых оболочек звезд, позволяя выбрать актуальные объекты для дальнейших наблюдений.

Список публикаций по теме диссертации

Основные результаты по теме диссертации изложены в 7 рецензируемых научных изданиях, индексируемых в базах данных Scopus и Web of Science, рекомендованных для защиты в диссертационном совете МГУ по специальности:

1. **С. Г. Желтоухов**, А. М. Татарников, и Н. И. Шатский. Спектральный режим камеры Astronircam. Письма в Астрономический журнал: Астрономия и космическая астрофизика, том 46, № 3, стр. 201–211, 2020. Импакт фактор РИНЦ 1.014. Личный вклад 75%. Объем 1.32 печатных листа.
S. G. Zheltoukhov, A. M. Tatarnikov, and N. I. Shatsky. Characterization of the Astronircam spectral mode. Astronomy Letters, vol. 46, No. 3, pp. 193–203, 2020. Web of science JCI=0.23. Личный вклад 75%. Объем 1.32 печатных листа.
2. **С. Г. Желтоухов** и А. М. Татарников. Об эффективности наблюдений в среднем инфракрасном диапазоне длин волн на 2.5-метровом

телескопе КГО МГУ с коммерческими ИК-камерами. Вестник Московского университета. Серия 3: Физика, астрономия, № 6, стр. 57–65, 2022. Импакт фактор РИНЦ 0.514. Личный вклад 75%. Объем 1.08 печатных листа.

S. G. Zheltoukhov and A. M. Tatarnikov. On the effectiveness of observations in the mid-infrared wavelength range on the 2.5-meter telescope of the Caucasus Mountain Observatory of Moscow State University with commercial IR cameras. Moscow University Physics Bulletin, vol. 77, No. 6, pp. 886–895, 2022. Web of science JCI=0.10. Личный вклад 75%. Объем 1.2 печатных листа.

3. А. М. Татарников, **С. Г. Желтоухов**, Н. И. Шатский, М. А. Бурлак, Н. А. Масленникова, и А. А. Вахонин. Фотометрический режим камеры Astronircam. Астрофизический бюллетень, том 78, № 3, стр. 402–413, 2023. Импакт фактор РИНЦ 1.195. Личный вклад 30%. Объем 1.44 печатных листа.

A. M. Tatarnikov, **S. G. Zheltoukhov**, N. I. Shatsky, M. A. Burlak, N. A. Maslennikova, and A. A. Vakhonin. Photometric operation mode of the Astronircam camera. Astrophysical Bulletin, vol. 78, No. 3, pp. 384–394, 2023. Web of science JCI=0.25. Личный вклад 30%. Объем 1.32 печатных листа.

4. **С. Г. Желтоухов**, А. М. Татарников, А. А. Белякова, и Е. А. Кокшарова. Новая инфракрасная камера Кавказской Горной Обсерватории ГАИШ МГУ: конструкция, основные параметры и первый свет. Вестник Московского университета. Серия 3: Физика, астрономия, № 1, стр. 2410801, 2024. Импакт фактор РИНЦ 0.514. Личный вклад 75%. Объем 1.2 печатных листа.

S. G. Zheltoukhov, A. M. Tatarnikov, A. A. Belyakova, and E. A. Koksharova. New infrared camera of the Caucasian Mountain Observatory of the SAI MSU: Design, main parameters, and first light. Moscow University Physics Bulletin, vol. 79, No. 1, pp. 97–106, 2024. Web of science JCI=0.10. Личный вклад 75%. Объем 1.2 печатных листа.

5. А. М. Татарников, **С. Г. Желтоухов**, В. И. Шенаврин, И. В. Сергеевкова, и А. А. Вахонин. Исследование углеродной звезды Т Дракона. Письма в Астрономический журнал: Астрономия и космическая аст-

рофизика, выходные данные отсутствуют. Импакт фактор РИНЦ 1.014. Личный вклад 40%. Объем 1.01 печатных листа.

A. M. Tatarnikov, **S. G. Zheltoukhov**, V. I. Shenavrin, I. V. Sergeenkova, and A. A. Vakhonin. Study of the carbon star T Draconis. *Astronomy Letters*, vol. 50, No. 1, pp. 51–63, 2024. Web of science JCI=0.23. Личный вклад 40%. Объем 1.01 печатных листа.

6. N. P. Ikonnikova, M. A. Burlak, A. V. Dodin, S. Yu Shugarov, A. A. Belinski, A. A. Fedoteva, A. M. Tatarnikov, R. J. Rudy, R. B. Perry, **S. G. Zheltoukhov**, and K. E. Atapin. Post-agb candidate IRAS 02143+5852: Cepheid-like variability, three-layer circumstellar dust envelope and spectral features. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 530, pp. 1328–1346, 2024. Web of science JCI=1.06. Личный вклад 15%. Объем 2.28 печатных листа.

7. А. М. Татарников, **С. Г. Желтоухов**, и Е. Д. Малик. Распределение энергии в спектрах звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции. *Вестник Московского университета. Серия 3: Физика, астрономия*, том 79, № 3, стр. 2430801, 2024. Импакт фактор РИНЦ 0.514. Личный вклад 40%. Объем 0.96 печатных листа.

A. M. Tatarnikov, **S. G. Zheltoukhov**, and E. D. Malik. Spectral energy distribution of late stage stars. *Moscow University Physics Bulletin*, vol. 79, No. 3, 385–392, 2024. Web of science JCI=0.10. Личный вклад 40%. Объем 0.96 печатных листа.

Личный вклад автора

В статьях 1 (личный вклад 75%), 2 (личный вклад 75%), 4 (личный вклад 75%) автор является первым автором и выполнил большую часть работы. В статье 3 (личный вклад 30%) автор выполнил разработку большей части используемого для обработки получаемых с прибора данных программного обеспечения, а также проводил необходимые для выполнения работы наблюдения. В статьях 5 (личный вклад 40%), 6 (личный вклад 15%) автор выполнил моделирование пылевой оболочки, получил окончательные параметры оболочки и выполнил оценку погрешностей этих параметров, и также

проводил необходимые для выполнения работы наблюдения. В статье 7 (личный вклад 40%) автор также разработал все программное обеспечение для автоматического и полуавтоматического сбора и обработки данных, публикации результатов, участвовал в ручной коррекции сглаженных SED объектов.

Степень достоверности результатов

Моделирование пылевых оболочек выполнялось с помощью общепринятого программного пакета RADMC-3D. Многие используемые наблюдательные результаты получены на наземных и космических инструментах, широко используемых научным сообществом. Сами результаты согласуются с результатами других авторов, полученными для аналогичных объектов. Результаты, касающиеся оборудования получены с помощью непосредственных экспериментов с этим оборудованием.

Апробация работы

1. XIII съезд Международной общественной организации «Астрономическое общество», устный доклад «Характеризация спектрального режима камеры ASTRONIRCAM», ИНАСАН, 24.10.2018.
2. Всероссийская конференция с международным участием «Физика звезд: теория и наблюдения», устный доклад. Моделирование пылевой оболочки углеродной звезды V Sgr», ГАИШ МГУ, 28.06.2023.
3. Всероссийская конференция «Современные инструменты и методы в астрономии», устный доклад «Система гибкого планирования наблюдений на 2.5-м телескопе ГАИШ», САО РАН, 06.09.2023.
4. Всероссийская конференция «Современные инструменты и методы в астрономии», соавтор устного доклада «Камеры ближнего и среднего инфракрасного диапазона 2.5-м телескопа ГАИШ», САО РАН, 06.09.2023

5. Всероссийская астрономическая конференция 2024, постерный доклад «Новая камера среднего инфракрасного диапазона КГО ГАИШ МГУ», САО РАН, 27.08.2024

Содержание работы

Диссертация состоит из введения, 5 глав и заключения. Полный объем диссертации составляет 134 страницы, включая 59 рисунков и 13 таблиц. Список литературы содержит 75 наименований.

Во **Введении** обосновывается актуальность темы диссертационной работы. Описаны цели и задачи исследования, дается характеристика научной новизны работы, а также научной и практической значимости полученных результатов. Формулируются основные положения, выносимые на защиту. Указан личный вклад автора, приведен список опубликованных статей, а также конференций, на которых были представлены эти результаты. Изложена структура и новизна работы, а также краткое содержание диссертации.

В **Главе 1** описывается созданный в процессе работы инфракрасный фотометр ЛМ диапазона (3-5 мкм). Проведен анализ возможности наблюдений в ЛМ диапазоне с использованием коммерческих детекторов, выполнены оценки шумов от разных источников. Выполнены расчеты мощности излучения от теплового излучения телескопа, фильтров, фона неба. Полученные значения сравнены с собственными шумами детектора. Рассчитан вклад всех этих величин в общие шумовые параметры системы, в зависимости от внешних условий, и, в первую, очередь, окружающей температуры. Показано, что в случае наблюдений на 2.5 метровом телескопе КГО ГАИШ МГУ наибольший вклад в шумы дает именно тепловое излучение конструкций телескопа и камеры (фотометрических фильтров). Рассчитаны предельные звездные величины прибора, в зависимости от внешних условий. Так, например, при наблюдении зимой ($T = -20^{\circ}\text{C}$), предельные величины оказываются на $2\text{-}3^m$ слабее, чем при наблюдениях летом ($T = +20^{\circ}\text{C}$). Показано, что измеренные предельные звездные величины согласуются с теоретически расчетными. Измеренные предельные звездные величины, достигаемые с фотометром на 2.5м телеско-

пе КГО ГАИШ МГУ, составляют примерно 9^m в полосе L, и 8^m в полосе M, при подкупольной температуре вблизи 0°C .

Далее в этой главе описывается конструкция камеры. Основой фотометра является светочувствительный модуль Gavin-615A с матрицей из HgCdTe формата 640x512 пикселей в качестве детектора изображения, охлаждаемой до $\approx 82\text{ K}$ машиной Стирлинга. На данном этапе мы ограничились конструкцией прибора без криостата, с одним дополнительным элементом – сменным фотометрическим фильтром. Относительное отверстие 2.5-м телескопа КГО $A = 1/8$, что дает небольшие углы схождения лучей и позволяет интерференционным фильтрам работать в сходящемся пучке без заметного изменения полосы пропускания. Далее представлены результаты тестирования готового прибора. Определены параметры детектора, такие как темновой ток ($DC = 17.8 \pm 2.2\text{ ADU/мс}$), шум считывания ($RN = 2.3 \pm 0.6\text{ ADU}$), коэффициент преобразования ($GAIN = 520 \pm 9\text{ e}^-/\text{ADU}$), величина подложки ($BIAS = 960.5 \pm 2.2\text{ ADU}$) и нелинейность (меньше 5%). Также в главе описано программное обеспечение, написанное для этого прибора и снимки «первого света».

В **Главе 2** описываются реализованные алгоритмы обработки данных, получаемых на приборе ASTRONIRCAM. Камера оснащена детектором Hawaii-2RG и работает в диапазоне длин волн от 1 до 2.5 мкм. Камера может работать в двух режимах – фотометрическом (получение прямых снимков неба в фильтрах JHK фотометрической системы MKO и нескольких узкополосных фильтрах) и спектральном (получение спектров низкого разрешения). Спектральный режим в свою очередь делится на наблюдения с длинной щелью и наблюдения с короткой щелью в режиме кроссдисперсии. В главе описана последовательность и алгоритмы редукции получаемых изображений, которые реализованы в «пайплане» программ на языке питон.

Общим этапом для всех данных является коррекция за нелинейность. Вместе с ней производится восстановление данных из пересвеченных пикселей и коррекции космических лучей, так как эти алгоритмы требуют анализа не только результирующего кадра, но и всех полученных неразрушающих считываний детектора за время экспозиции. Так же для всех обрабатываемых кадров выполняется коррекция персистенции (послесвечения). Далее идет разделение на фотометрическую и спектральную часть редукции. В целом, спектральная редукция состоит в коррекции геометрических искажений

в спектре, учете спектральных плоских полей и создании дисперсионной кривой. Для фотометрии при наличии вычитается фон неба и производится деление на плоское поле.

В этой главе описаны результаты характеристики спектрального режима ASTRONIRCAM. Определена эффективность прибора в спектральной режиме и его механическая стабильность. Показана, что эффективность мала (от 1% в режиме кроссдисперсии в полосе Y до 14% в режиме длинной щели в полосе K) из-за низкой эффективности призмы и большого количества рассеянного в них света.

В **Главе 3** описываются выполненные нами наблюдения, необходимые для дальнейшей работы по исследованию околозвездных оболочек. Приведены результаты первых наших астрономических наблюдений в среднем инфракрасном диапазоне. Рассматриваются методики, использованные при проведении наблюдений, включая выбор фильтров и настройки экспозиции. Получен и описан оптимальный алгоритм наблюдений (с дизерингом для вычитания фона) на фотометре среднего инфракрасного диапазона на неспециализированном оптическом телескопе, которым и является 2.5м телескоп КГО ГАИШ МГУ. Полный цикл измерений одного объекта во всех фильтрах составляет примерно 5-7 минут. Серьезные накладные расходы создает резкое радиационное охлаждение фильтров, сразу после их переключения. С имеющейся частотой дизеринга нам необходимо дожидаться некоторой стабилизации температуры, чтобы снизить скорость изменения фона. Описываются спектральные наблюдения в ближнем инфракрасном диапазоне, приведены таблицы для некоторых выполненных измерений.

Также в этой главе обсуждается выполненная реализация системы гидирования на 2.5-м телескопе. Ее необходимо использовать, так как время накопления родного объекта при спектральных может достигать до нескольких часов. Система представляет собой оптическую CMOS-камеру небольшого формата, установленную в фокальной плоскости телескопа на подвижном держателе, внутри которого установлена система отдельной фокусировки автогида. В главе рассмотрены структура необходимого для гидирования программного обеспечения, методики определения центра звезд (сильно неправильной формы из-за наблюдения внеосевых изображений) на кадре автогида и выбора оптимальной для гидирования экспозиции.

В **Главе 4** описывается процесс моделирование SED и пылевых оболочек звезд. Для построения распределения энергии в спектре звезд мы используем следующие данные: спектры космической обсерватории ISO [12] и инфракрасного спутника IRAS [13], фотометрические оценки блеска из IRAS, обзора 2MASS [14], спутников AKARI [15], WISE [16], MSX [17], космической обсерватории GAIA [18] [19], каталога Tycho-2 [20], базы данных наблюдений переменных звезд AAVSO, и других. Кроме того, мы использовали собственные наблюдения, полученные в КГО ГАИШ МГУ и КАС ГАИШ МГУ. Полученное распределение энергии корректируется за межзвездное поглощение в соответствии с картой поглощения Green et al. 2019 [21] и законом межзвездного покраснения из Cardelli et al. 1989 [22]. Расстояния до звезды используется из каталога расстояний на основе Gaia EDR3 [19].

Для моделирования излучения пылевой оболочки нами используется пакет RADMC-3D [23]. Вычисления проводятся с учетом многократного рассеяния света на пыли. Учет рассеяния повышает поток в оптической части спектра, и почти не затрагивает поток на длине волны больше 2 микрон. Обычно зафиксированы такие параметры модели, как сферически симметричная форма оболочки, закон изменения плотности вещества в оболочке $n(r) \sim 1/r^2$ и светимость звезды, получаемая нами из данных о SED. Такой закон изменения плотности соответствует равномерному во времени сбросу вещества звездой. Светимость же фиксируется, так как это наиболее точно получаемый (с помощью интегрирования SED) параметр.

Также в главе описаны результаты сбора данных о SED и его моделирования для конкретных звезд: T Dra, IRAS02143+5852 и V Cyg. Для этих звезд моделирование производилось в максимуме блеска. При моделировании исследуется инфракрасный спектр объекта, что позволяет определить количественное содержание разного типа пылевых частиц в оболочке. Приведены полученные параметры пылевых оболочек, такие как размер, плотность, оптическая толща и другие. Рассчитаны полные массы оболочек и их светимости.

В **Главе 5** описывается созданный нами каталог SED звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции. Каталог размещен на сайте группы ИК-астрономии ГАИШ МГУ: https://infra.sai.msu.ru/sai_iss_sed. Он содержит 263 объекта: 63 мириды и AGB звезды, 56 углеродных звезд, 48 post-AGB звезд и 96 объектов других типов (S звезды, протопланетарные туманности, долгопериодические переменные, красные сверхгиганты и др.). Отметим, что

при подсчете звезд разных типов и при указании типа в каталоге использовалась классификация SIMBAD. Каждому объекту в каталоге соответствует запись, содержащая 15 полей. Это стандартные поля с именем звезды, координатами и блеском и поля с компилированным и интерполированным SED (в виде текстовых таблиц, рисунков и машиночитаемых данных). Основой каталога является список объектов, для которых существуют спектры ISO [24] SWS [25] в диапазоне от 2.36 до 45 мкм. Из этого списка мы и выбрали интересные нас типы объектов.

Но только спектров ISO недостаточно для построения информативного распределения энергии в спектре (SED) звезды. Поэтому нами были использованы и другие источники данных. Информацию о фотометрии и спектры ISO SWS и CASSIS [26] мы собирали с помощью несколько измененного нами кода sedbys [27], созданного для компиляции SED молодых звезд. Он использует как общие каталоги 2MASS [14], AKARI [15], GALEX [28], Gaia [18], Tycho-2 [20], IRAS [13], JCMT [29], APASS [30], MSX6C [17], SDSS [31], SPITZER [32], WISE [16], XMMOM [33], так и каталоги наблюдений молодых объектов. Мы исключили обращение к последним, дополнив код обращением к каталогу спектров ISO LWS (данные с длинноволнового спектрографа обсерватории, работавшего в диапазоне 43 – 197 мкм) и приведением данных к единым единицам измерения. На основе собранных данных мы рассчитали светимости отобранных объектов и создали интерполированные SED. В процессе анализа собранных данных нами было показано, что только для 60% объектов спектры ISO в популярном атласе Sloan et al. 2003 [11] можно использовать без перекалибровки. Также были выбраны объекты для дальнейших наблюдений в нашей обсерватории в ближнем и среднем инфракрасных диапазонах.

Глава 1. Фотометр среднего инфракрасного диапазона LMP¹

Последние годы в связи с развитием техники регистрации ИК-излучения наблюдается тенденция снижения стоимости ИК-детекторов и ИК-камер. При этом улучшаются характеристики и увеличивается спектральный диапазон, доступный серийным коммерческим продуктам. Сейчас для нас стало возможным приобрести детектор среднего инфракрасного диапазона с подходящими для наших целей характеристиками. Целью этой части работы является оценка уровня фона и определение проникающей способности действующего неадаптированного под ИК-наблюдения 2.5-м телескопа ГАИШ при работе с коммерческим ИК-детектором на длинах волн от 3 до 5 мкм и разработка и создания прототипа ИК-камеры.

1.1 Исследование возможности наблюдений в среднем инфракрасном диапазоне с приемниками коммерческого класса

В настоящее время на рынке присутствуют детекторы и камеры средневолнового ИК диапазона нескольких производителей стоимостью 50-70 тыс. евро (что на порядок и более ниже стоимости специализированных научных детекторов, имеющих к тому же экспортные ограничения). В качестве сенсора в них используется матрица InSb или HgCdTe фотодиодов, а охлаждение до температур < 100 К осуществляется машиной Стирлинга. Однако, не все существующие даже коммерческие камеры доступны для заказа в России. Поэтому для дальнейшего рассмотрения мы возьмем средние параметры доступных в нашей стране детекторов. Как будет показано ниже, важным свойством детектора является чувствительность в требуемом для астрономических наблюдений диапазоне длин волн. Мы будем считать, что используемый детектор работает во всем нужном нам диапазоне длин волн (т.е. от 3 до 5 мкм) с резким падением чувствительности на длинноволновой границе.

¹При написании данной главы использовались материалы публикаций по теме диссертации 2 и 4, выполненных автором в соавторстве.

Таблица 1 — Основные параметры 2.5-м телескопа КГО ГАИШ

Параметр	Значение
Оптическая схема	Ричи-Кретьен
Диаметр главного зеркала D	2.5 м
Относительное отверстие A	1/8
Линейное центральное экранирование d	0.408
Коэффициент отражения зеркал	0.95
Диаметр апертуры, в которую приходит 80% энергии	0.3''
Масштаб изображения	10''/мм
Максимальная скорость наведения	3°/с
Максимальное ускорение при наведении	1°/с ²

Параметрами, задающими возможность наблюдения ярких объектов или работы при высоком уровне фона, являются минимальное время накопления и глубина потенциальной ямы пиксела. Характерные значения этих параметров $t_{min} < 50$ мс и $P_e \sim 8 \cdot 10^6$ е⁻. Параметры, определяющие угловое поле зрения и угловое разрешение камеры при астрономических наблюдениях на определенном телескопе — это размер чувствительной области детектора и размер одного пиксела матрицы a . Зададим для первой величины часто встречающийся формат 640x512 пикселей, а для второй — $a = 15$ мкм. Так же для подобных приемников вызываемые темновым током и шумом считывания шумы обычно оказываются значительно ниже пуассоновского шума фона, как, например, показано в Zhao et al. 2021 [34]. Исследование возможности наблюдений с такими камерами на нашем телескопе описано нами в статье [35].

Нами заданы основные параметры всего тракта, через который проходит излучение наблюдаемых астрономических объектов (атмосфера Земли, телескоп и приемник излучения), на основе которых мы исследуем ограничения, накладываемые ими на точность фотометрических наблюдений и оценим предельные возможности сочетания неадаптированного к ИК наблюдениям телескопа с коммерческой камерой среднего ИК диапазона.

Оценка яркости фона неба

Одним из основных факторов, мешающих наземным наблюдениям в ИК-диапазоне, является влияние атмосферы Земли. Сглаженная характерная кривая пропускания атмосферы в ИК-диапазоне показана на рис. 1.1. Вплоть до длины волны 20 мкм видно чередование полос поглощения и пропускания (называемых окнами прозрачности атмосферы). Основными поглощающими агентами выступают водяной пар, углекислый газ и озон. Их содержание в атмосфере не постоянно, из-за этого изменяется и форма полос поглощения вблизи своих границ.

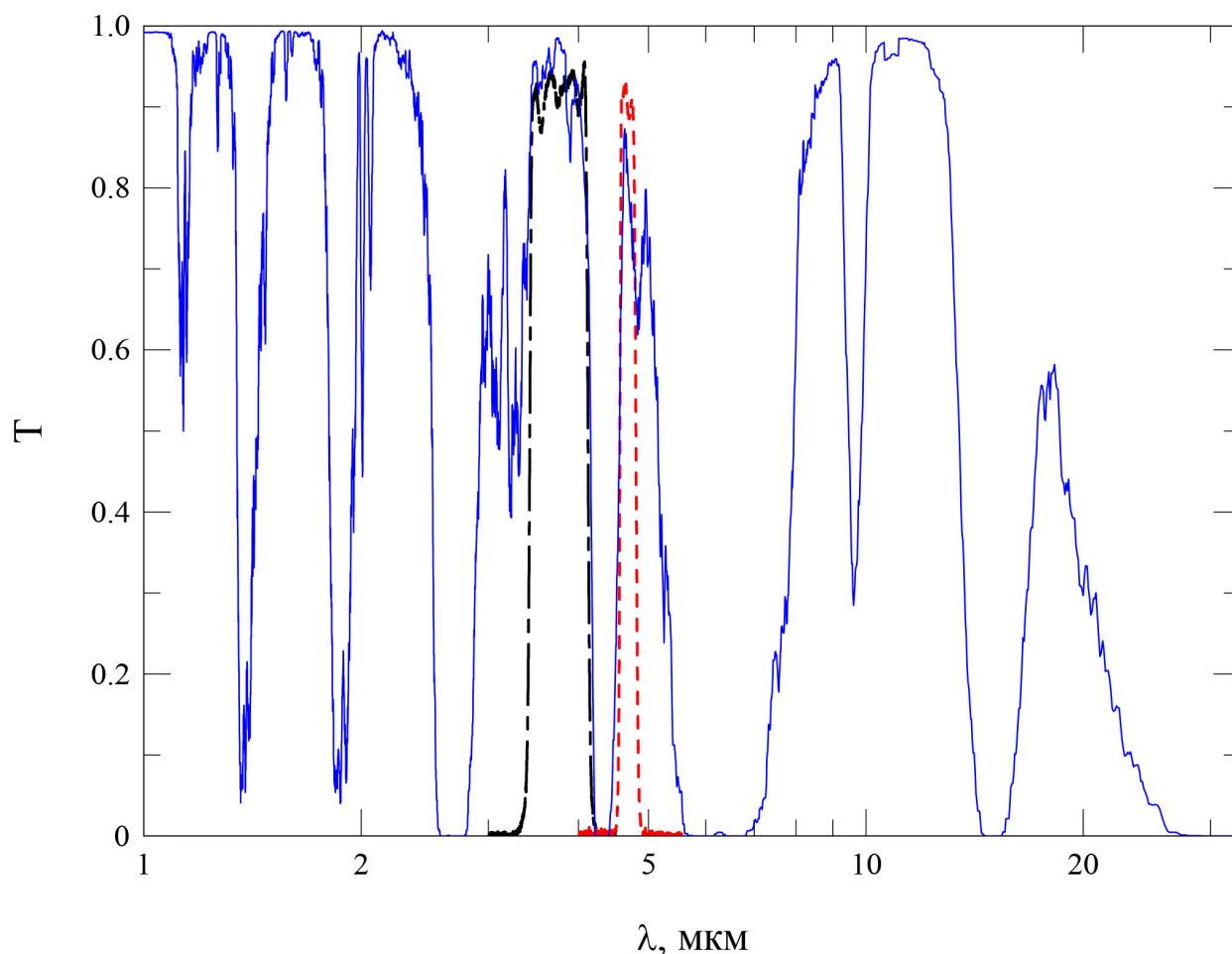


Рисунок 1.1 — Зависимость пропускания земной атмосферы от длины волны (для высоты 2000 м над поверхностью Земли и содержания воды в атмосфере 1 мм) и кривые пропускания фильтров L' (штрих-пунктирная линия) и M' (штриховая линия)

Для ИК наблюдений в условиях горной обсерватории в начале 2000-годов была разработана широкополосная фотометрическая система MKO-NIR

Таблица 2 — Основные параметры фильтров L' и M'

Параметр	L'	M'
Центральная длина волны, мкм	3.75	4.70
Ширина полосы пропускания (на уровне 50% от максимального), мкм	0.7	0.21
Пропускание в максимуме	0.9	0.9
Пропускание вне рабочей области	< 0.005	< 0.005

(см. [9] и [36]) с полосами J , H , K , L' , M' . Кривые реакции системы подобраны таким образом, чтобы в них по возможности не попадали сильные полосы поглощения водяного пара и углекислого газа, а также переменные границы этих полос поглощения. В ближнем ИК-диапазоне (полосы J , H , K системы МКО-NIR) на 2.5-м телескопе КГО работает ИК-камера ASTRONIRCAM. Поэтому для реализации фотометрических полос среднего ИК-диапазона с новой камерой также была выбрана система МКО-NIR. Параметры фильтров L' и M' приведены в табл. 2, а их кривые реакции представлены на рис. 1.1. Видно, что для полосы M' не удалось добиться полной независимости кривой реакции системы от пропускания атмосферы.

В ИК-диапазоне атмосфера Земли является мощным источником фонового излучения. Величина потока этого излучения сильно зависит от длины волны — если в полосе K (2.2 мкм) поверхностная яркость неба составляет 12.5^m с квадратной секунды (измерено по наблюдениям в КГО), то в полосе L' она равна 4^m , а в полосе M' — 1^m ¹. Соответствующие величины в энергетических единицах: $F_K = 5 \cdot 10^{-5}$ Вт/м²/ср, $F_{L'} = 4 \cdot 10^{-2}$ Вт/м²/ср, $F_{M'} = 8 \cdot 10^{-2}$ Вт/м²/ср. Приведенные величины яркости в полосах L' и M' зависят от содержания воды в атмосфере — при увеличении количества осажденной воды с 2 мм до 10 мм яркость фона неба в этих полосах меняется примерно на 20%¹. На рис. 1.2 представлен график зависимости количества фотонов, излучаемых 1 квадратной угловой секундой неба, от длины волны. Свернув приведенные данные с кривыми пропускания L' и M' фильтров, можно получить поток фотонов в них, определяемый фоном: для полосы L' на 2.5-метровом телескопе КГО (см. табл. 1) поток $1.3 \cdot 10^6$ фот/с, для M' поток $3.4 \cdot 10^6$ фот/с.

¹<https://www.gemini.edu/observing/telescopes-and-sites/sites#Near-IR-long> Для расчета данных на этой странице использовался меморандум [37].

Точным наблюдениям мешает не только высокая яркость фона неба, но и ее быстрые флуктуации, характерные для среднего ИК диапазона. Для учета флуктуаций необходимо одновременно (квазиодновременно) наблюдать как фон, так и объект, что возможно благодаря высокой частоте следования кадров используемых ИК детекторов.

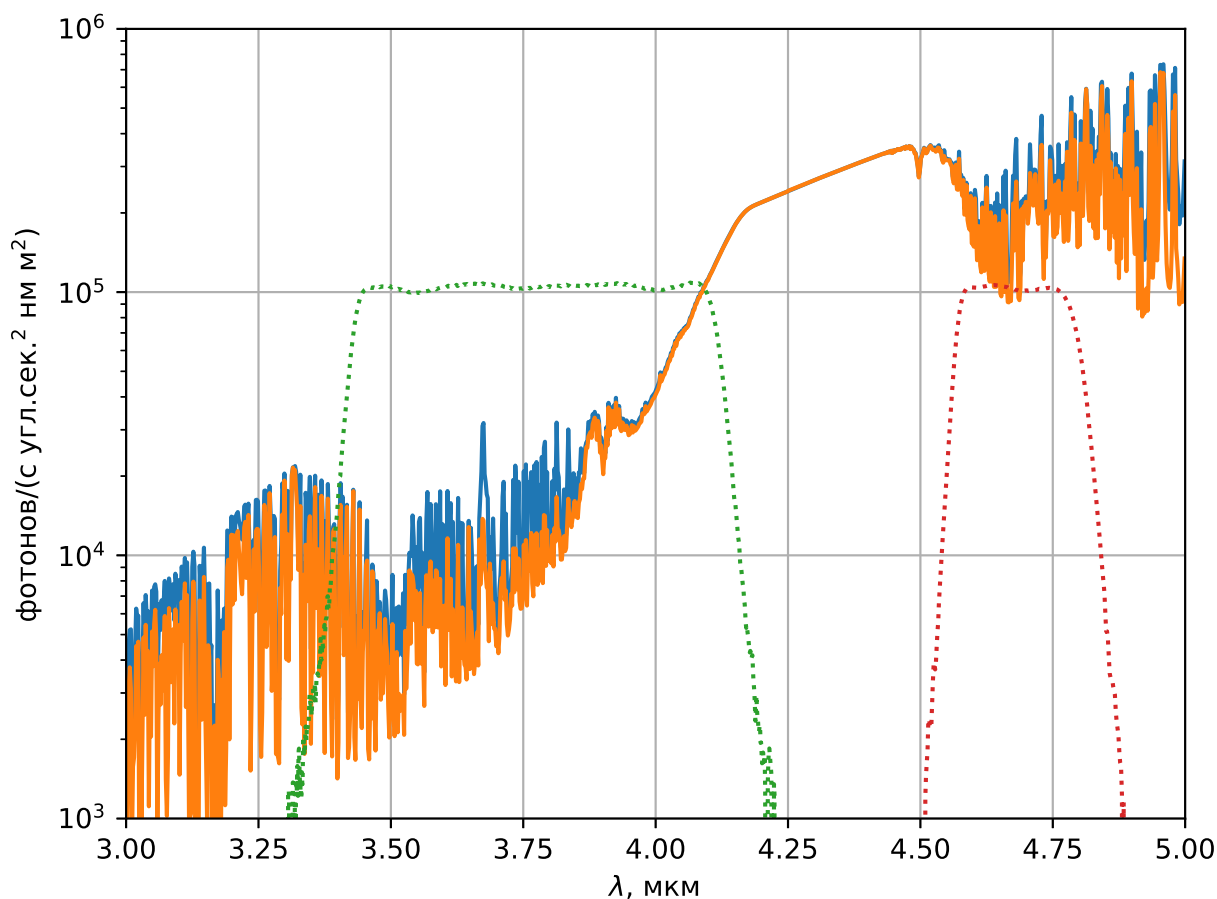


Рисунок 1.2 — Спектр фона неба по данным сайта Gemini (<https://www.gemini.edu/observing/telescopes-and-sites/sites#Near-IR-long>) для воздушной массы 1.5. Синяя кривая — фон неба для 10 мм осажденной воды. Оранжевая кривая — для 2.3 мм осажденной воды. Пунктирными линиями показаны кривые пропускания фильтров L' и M' .

Оценка величины инструментального фона

В среднем и дальнем инфракрасных диапазонах на получаемые изображения сильно влияет тепловое излучение телескопа и отдельных частей

приемной аппаратуры. Начиная примерно с длины волны 2 мкм, мощность теплового излучения неадаптированного к ИК наблюдениям телескопа становится сравнима с мощностью фонового излучения неба. Ниже приводятся расчеты потока фотонов, падающих на детектор от телескопа и конструктивных элементов камеры для разных температур. Излучением от холодных стенок криостата вокруг детектора в данном случае можно пренебречь.

Излучение телескопа

Для определения вклада излучения телескопа в величину инструментального фона были проведены измерения теплового излучения от элементов телескопа при помощи тепловизора. Рабочий диапазон длин волн тепловизора составляет 7-14 мкм, что позволяет увидеть именно собственное тепловое излучение, которое в этом диапазоне наиболее интенсивно. Тепловизор был помещен в то же место, где в дальнейшем будет установлена ИК-камера. В результате мы получили тепловую карту для внутренних частей телескопа, которые в итоге будут попадать в поле зрения камеры. Соответствующее изображение можно видеть на рис. 1.3.

В первом приближении коэффициент излучающей способности не зеркальных элементов телескопа можно считать близким к 1 как на рабочих длинах волн тепловизора, так и в полосах L' и M' . В этом случае данные о температуре, полученные с помощью тепловизора, и об угловых размерах видимых от детектора элементов телескопа однозначно пересчитываются в сигнал, воспринимаемый детектором. Оценим количество фотонов N_{ph} , приходящих от элемента с температурой T и угловой площадью Ω на пиксел детектора с линейным размером a в некотором диапазоне длин волн:

$$N_{ph} = \Omega a^2 \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{\lambda}{hc} \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1} d\lambda \quad (1.1)$$

Полный телесный угол, который должен видеть пиксел детектора при наблюдениях, определяется относительным отверстием телескопа A , и для пучка 2.5-метрового телескопа КГО составляет 41 квадратный градус. Из них 35 квадратных градусов — видимая в телескоп площадь относительно холодного неба (а точнее — его отражения от зеркал телескопа) и минимум 6 квадратных градусов займут теплые и излучающие в ИК диапазоне элементы телескопа. Т.к. телескоп КГО не оптимизирован к ИК наблюдениям, в поле

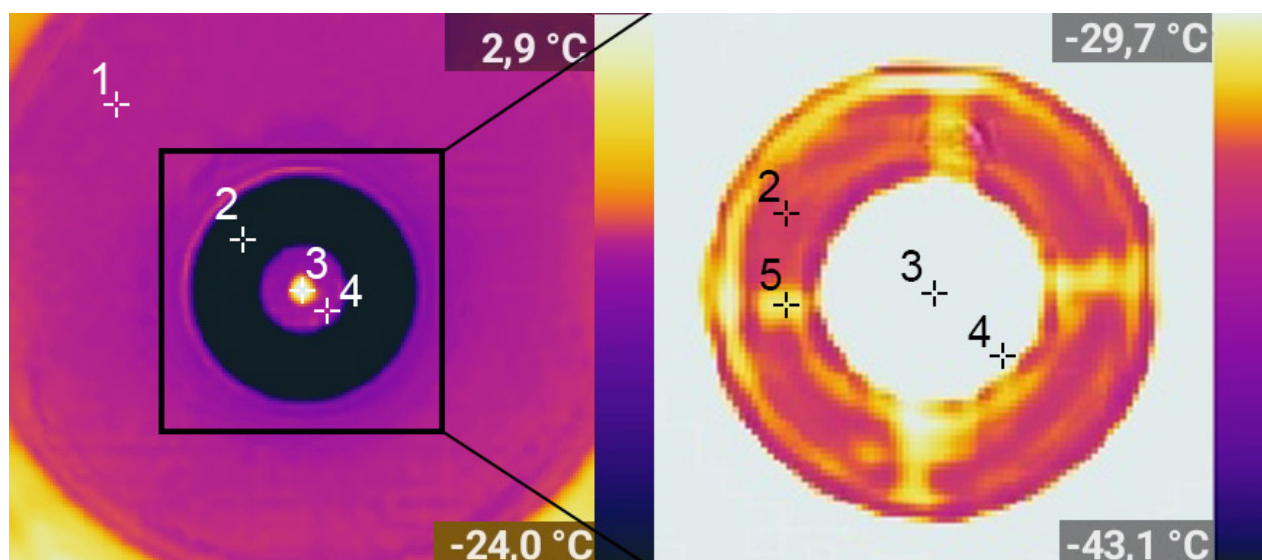


Рисунок 1.3 — Тепловая карта внутренних частей телескопа, полученная 24 декабря 2021 г. при температуре воздуха вне башни телескопа -15°C . Справа показан увеличенный фрагмент внутренней части изображения; цветовая шкала на изображениях разная. Точка 1 (-7.2°C) — бленда третичного зеркала МЗ, точка 2 (-32.9°C) — небо, видимое после отражения от трех зеркал телескопа, точка 3 ($+7.2^{\circ}\text{C}$) — отражение теплого наблюдателя с тепловизором во вторичном зеркале телескопа, точка 4 (-8.1°C) — отражение внутренней части бленды зеркала МЗ во вторичном зеркале, точка 5 (-30.5°C) — температура, измеряемая вблизи изображения металлических растяжек, на которых крепится вторичное зеркало.

зрения детектора попадает излучение оправы главного зеркала и бленды вторичного зеркала, а так же растяжки, на которых крепится узел вторичного зеркала (см. рис. 1.3).

Из данных, представленных на рис. 1.3, мы можем получить оценку излучательной способности зеркал 2.5 метрового телескопа. Для этого необходимо определить «температуру» неба, наблюдаемого без телескопа, и неба, видимого через телескоп. После отключения внутренних калибровок тепловизора, учитывающих влияние расстояния до объекта и отраженного от него излучения, можно считать, что поток, принимаемый тепловизором, непосредственно пропорционален интегралу от формулы Планка в пределах чувствительности тепловизора (от 7 до 14 мкм) с температурой тела, равной выдаваемой тепловизором. Обозначим этот интеграл $B_f(T)$. Теперь мы можем составить уравнение на суммарную излучательную способность зеркал, ε . Измерения показали, что «температура» неба составляла $T_s = -39^{\circ}\text{C}$, а

«температура» неба через телескоп — $T_t = -32.9^\circ$. При этом датчики, расположенные непосредственно на поверхности зеркала, показывали, что его температура $T_m = -5^\circ\text{C}$. Таким образом мы получаем уравнение 1.2, из которого получается значение $\varepsilon = 0.14$, что вполне правдоподобно для 3 последовательно расположенных зеркал.

Итоговые результаты вычислений потока от телескопа можно увидеть в табл. 3.

$$B_f(T_t) = (1 - \varepsilon)B_f(T_s) + \varepsilon B_f(T_m) \quad (1.2)$$

Таблица 3 — Фон, создаваемый телескопом

Температура телескопа °C	Сигнал в полосе L' фот/с/пкс.	Сигнал в полосе M' фот/с/пкс.
-20	470 000	1 000 000
-10	820 000	1 600 000
0	1 400 000	2 500 000
10	2 200 000	3 700 000
20	3 500 000	5 300 000

Для проверки полученных оценок мы провели измерения вклада телескопа в фоновое излучение независимым методом. Для этого были использованы наблюдения, проводимые с помощью уже установленной на телескопе камеры ASTRONIRCAM ближнего ИК-диапазона (1-2.5 мкм) [3]. На длине волны > 2 мкм вклад теплового излучения телескопа становится заметен на фоне других источников. Поэтому нами была получена зависимость фонового сигнала, регистрируемого в полосе K (2.2 мкм) от температуры телескопа (рис. 1.4). Мы предполагаем, что яркость фона неба слабо зависит от температуры приземного слоя воздуха (благодаря высокой прозрачности атмосферы вне полос поглощения). Это дает возможность отделить вклад в общий фоновый поток от неба и от телескопа. С помощью аппроксимации полученных точек модельной зависимостью, мы получаем, что от неба на каждый элемент детектора ASTRONIRCAM приходит примерно 210 фотоэлектронов в секунду, а от телескопа при 0°C — 250 фотоэлектронов в секунду. Фильтры и конструктивные элементы камеры ASTRONIRCAM охлаждены до криогенных температур, поэтому здесь мы пренебрегаем их излучением. Далее, зная коэффициент преобразования числа фотоэлектронов в отсчеты ($\text{gain}=2.2$) и

квантовый выход детектора камеры ASTRONIRCAM [3], можно определить количество фотонов N_K , падающих в полосе K за единицу времени на единицу площади детектора. Считая излучение чернотельным, можно вычислить приходящий от телескопа поток и в интересующих нас фильтрах L' и M' . Для этого необходимо умножить полученную величину N_K на отношение интегралов от функции Планка для соответствующих спектральных диапазонов и пересчитать поток на размер пиксела a исследуемого детектора (см. формулу 1.3).

$$N_{LM} = N_K \cdot a^2 \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{\lambda}{hc} \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1} d\lambda}{\int_{\lambda_{K1}}^{\lambda_{K2}} \frac{\lambda}{hc} \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1} d\lambda} \quad (1.3)$$

После расчета этих значений мы получаем данные, хорошо совпадающие с результатами, представленными в таблице 3, которые были вычислены другим способом. Однако надо учитывать, что даже небольшие изменения в начальных данных могут поменять расчетный уровень фона почти в 2 раза, т.е. полученные результаты можно считать характерной оценкой. Тем не менее, совпадение полученных результатов с большой долей вероятности означает хорошую правдоподобность используемых моделей и верную оценку излучающей угловой площади телескопа в первом способе расчета.

Излучение фотометрических фильтров

Помимо излучения различных частей телескопа, важным источником фонового сигнала являются конструктивные элементы самой ИК-камеры. Прежде всего — входной светофильтр, элемент, занимающий наибольшую часть поля зрения. Для расчета величины собственного излучения фильтров использовалась формула, аналогичная формуле 1.1:

$$E_{ph} = \Omega_T a^2 \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \varepsilon(\lambda) \frac{\lambda}{hc} \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1} d\lambda \quad (1.4)$$

В этой формуле Ω_T — это полный телесный угол пучка, приходящего из телескопа, а ε — излучательная способность фильтра. Если бы фильтр был полностью прозрачным (или полностью зеркальным), то его излучательная способность ε была бы равна 0. Реальный фильтр будет иметь кривую пропускания $T(\lambda)$, определяемую желаемой фотометрической системой (см. рис. 1.1). Кроме того, используемые светофильтры при взгляде со стороны

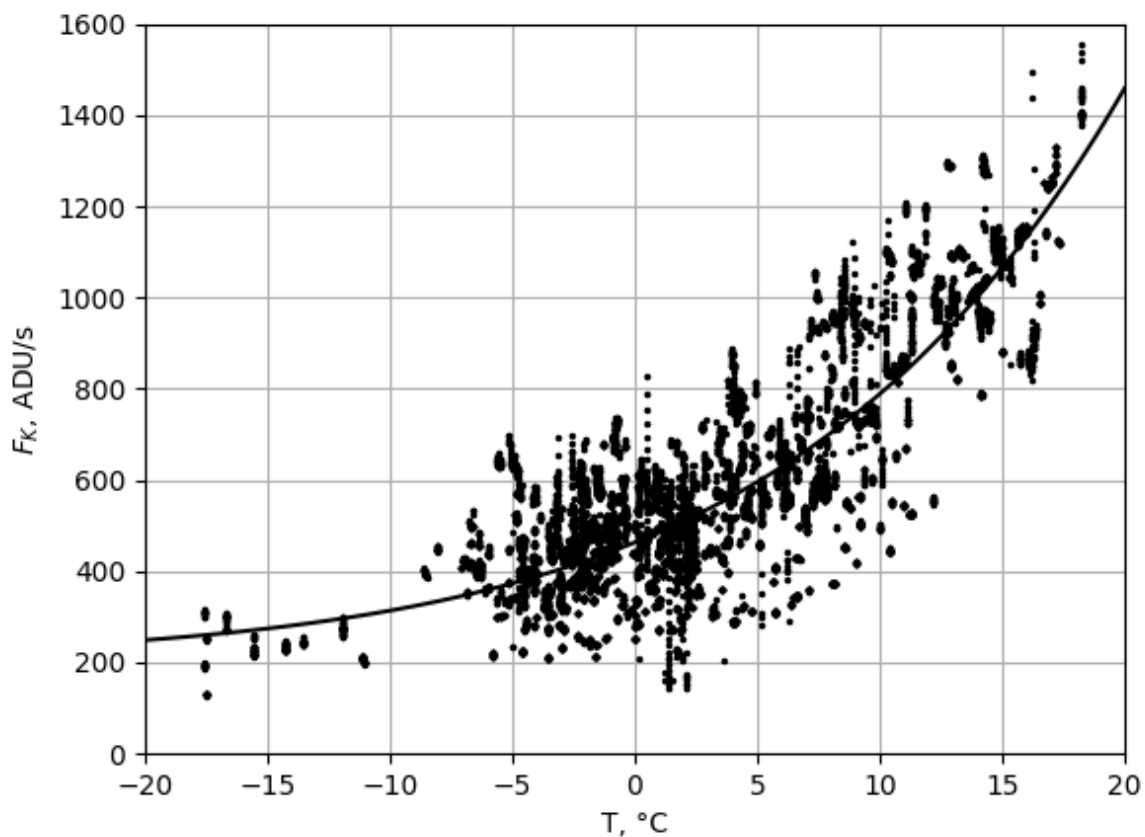


Рисунок 1.4 — Зависимость полного фона в полосе K от температуры зеркала телескопа. Линией показана модельная зависимость, используемая в дальнейших расчетах

детектора будут иметь кривую отражения $R(\lambda)$. Типовые кривые пропускания и отражения интерференционных фильтров, показаны на рис. 1.5. Таким образом, величину излучательной способности можно оценить по формуле $\varepsilon(\lambda) = 1 - T(\lambda) - R(\lambda)$. Обычно она составляет от нескольких процентов до 10-15 % в интересующем нас диапазоне.

Далее необходимо учесть температуру отраженного от фильтра излучения. Из-за описанных далее в разделе особенностей конструкции прибора в этом расчете мы приняли ее равной внутренней температуре криостата детектора 90°K. Этот отраженный поток оказывается значительно меньше собственного излучения фильтров. Получаемые значения паразитных потоков от фильтров сильно зависят от выбранного значения излучательной способности материала фильтра. Результаты расчетов для значения $\varepsilon = 0.04$ можно увидеть в табл. 4. Величины для обоих фильтров одинаковые, так как считается что ε не зависит от спектрального диапазона.

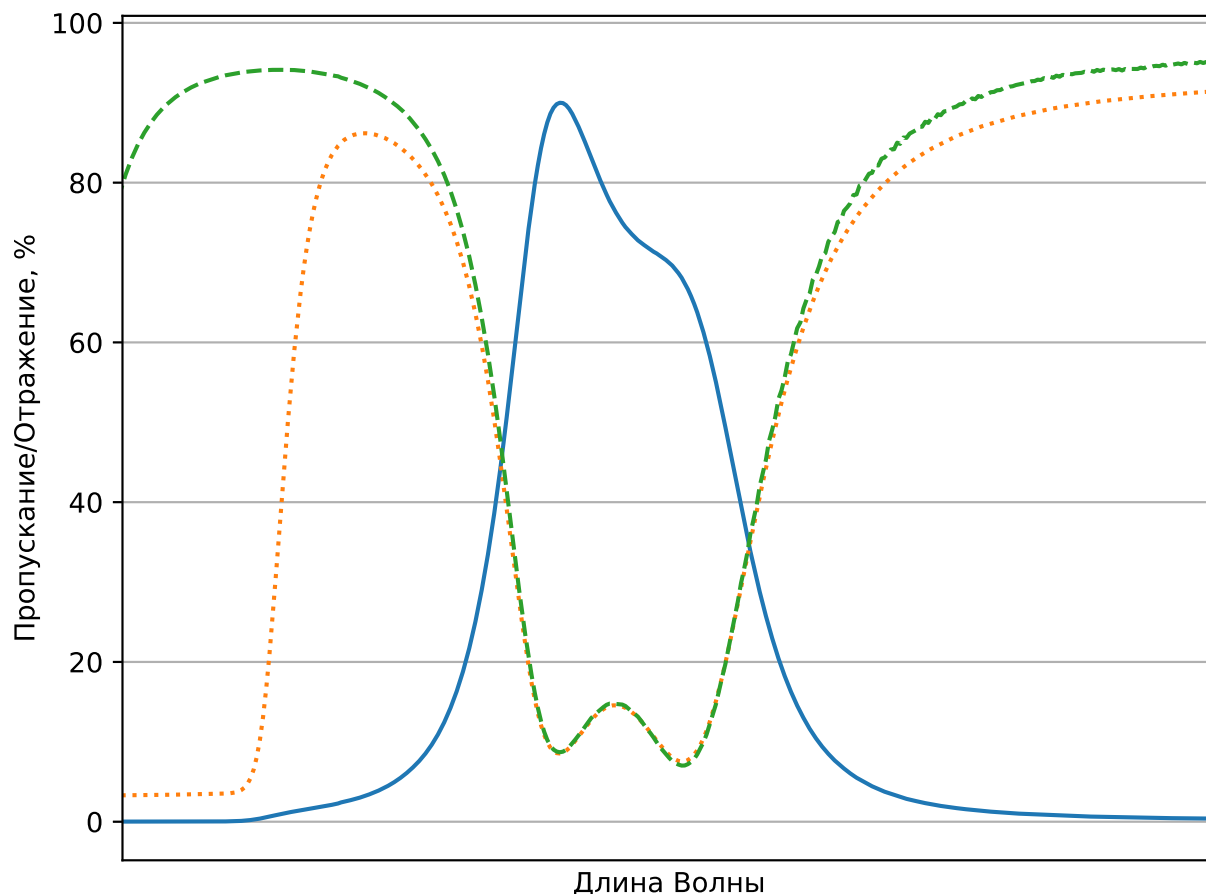


Рисунок 1.5 — Форма кривых пропускания (сплошная синяя кривая) и отражения от обеих сторон (штриховая линия — взгляд на фильтр со стороны детектора, пунктирная линия — со стороны телескопа) для типичного интерферометрического фильтра

Таблица 4 — Фон, создаваемый фотометрическими фильтрами при $\varepsilon = 4\%$ во всем диапазоне

Температура фильтра, °C	Величина фона, фот/с/пкс.
-20	730 000
-10	1 200 000
0	1 800 000
10	2 600 000
20	3 800 000

Расчетные пределы при наблюдении точечных источников

Будем считать величину $SNR = 3$ границей обнаружимости на кадре точечного объекта. В табл. 5 мы приводим результаты расчетов для разных

случаев. Первые три строки таблицы получены при фиксированных значениях $\varepsilon = 0.04$ и размера изображения звезды $FWHM = 1''$. Видно, что переход от холодного телескопа и холодных фильтров к нагретым приводит к потере примерно 1^m . К таким же потерям приводят наблюдения, проводимые при низком качестве изображения. Использование фильтров с высокой излучательной способностью так же ухудшает предельную величину камеры.

На рис. 1.6 для условий наблюдений, заданных во второй строке табл. 5, приведена зависимость времени накопления t , требующегося для достижения определенной звездной величины m точечного объекта для двух характерных значений SNR : $SNR = 3$ — предел обнаружимости и $SNR = 100$ — случай точной фотометрии.

Таблица 5 — Расчетные предельные звездные величины точечных источников

Условия	фильтр L'	фильтр M'
$T_{tel} = -20^\circ\text{C}$, $T_{fltr} = -40^\circ\text{C}$, $\varepsilon_{fltr} = 0.04$, $\theta = 1''$	11.2^m	8.8^m
$T_{tel} = 0^\circ\text{C}$, $T_{fltr} = 0^\circ\text{C}$, $\varepsilon_{fltr} = 0.04$, $\theta = 1''$	10.6^m	8.4^m
$T_{tel} = +20^\circ\text{C}$, $T_{fltr} = +20^\circ\text{C}$, $\varepsilon_{fltr} = 0.04$, $\theta = 1''$	10.2^m	8.1^m
$T_{tel} = +20^\circ\text{C}$, $T_{fltr} = +20^\circ\text{C}$, $\varepsilon_{fltr} = 0.2$, $\theta = 1''$	9.7^m	7.6^m
$T_{tel} = +20^\circ\text{C}$, $T_{fltr} = +20^\circ\text{C}$, $\varepsilon_{fltr} = 0.04$, $\theta = 2.5''$	9.2^m	7.1^m

1.2 Конструкция прибора

В конце 2022 г. МГУ приобрел коммерческий матричный ИК приемник, предназначенный для работы в тепловизорах, с рабочим диапазоном длин волн 3 - 5 мкм, на базе которого нами был изготовлен прототип астрономической ИК камеры, получивший в КГО аббревиатуру LMP — L and M bands Photometer и установленный в 2023 г. на 2.5-м телескопе этой обсерватории. В данной части работы представлена характеристика камеры LMP, как прибора для проведения астрономических наблюдений в области длин волн 3-5 мкм и результаты первых наблюдений с ней.

Одна из главных задач, которую необходимо решить при создании инфракрасного прибора — минимизация инструментального фона. Для этого нужно минимизировать количество теплых оптических элементов в схеме

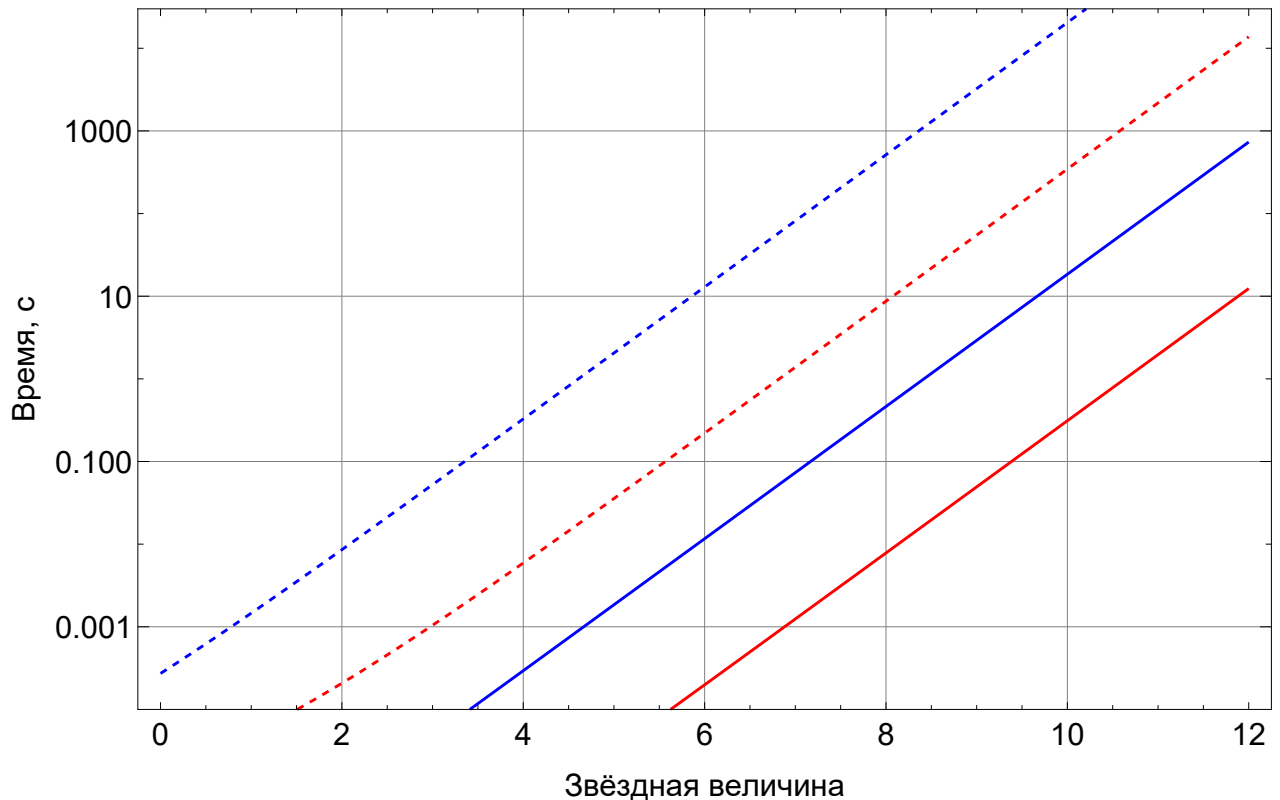


Рисунок 1.6 — Зависимость времени экспозиции от блеска звезды при температуре телескопа и фильтров 0°C , $FWHM = 1''$ и $\varepsilon_{fltr} = 0.04$. Красная сплошная линия — фильтр L' для $SNR = 3$. Красная пунктирная линия — фильтр L' для $SNR = 100$. Синяя сплошная линия — фильтр M' для $SNR = 3$. Синяя пунктирная линия — фильтр M' для $SNR = 100$

прибора. В нашем случае детектор поставляется с собственным криостатом и системой охлаждения на основе машины Стирлинга. Малая мощность холодильника приводит к тому, что непосредственный контакт с охлаждаемой машиной площадкой имеет только детектор. Поле зрения детектора ограничивает холодная диафрагма, расположенная в одном вакуумированном объеме с детектором. Входным окном служит тонкая кремниевая пластинка, установленная на торце полированного стального конуса, который может применяться для крепления камеры. В этом случае камеру возможно установить на дополнительный криостат с вакуумированным объемом, в котором расположить охлаждаемые светофильтры, перебрасывающую оптику и ограничивающие холодные диафрагмы. Однако, использование дополнительного криостата резко повышает итоговую стоимость проекта. Поэтому мы предлагаем к рассмотрению упрощенную конструкцию камеры.

В конструкции без криостата можно ограничиться одним элементом, расположенным в световом пучке, питающим прибор — фотометрическим

светофильтром. Относительное отверстие 2.5-м телескопа КГО $A = 1/8$, что дает небольшие углы схождения лучей и позволяет интерференционным фильтрам работать в сходящемся пучке без заметного изменения полосы пропускания. Однако, этот угол гораздо больше углового поля зрения детектора, которое часто рассчитывают, исходя из величины $A = 1/4$. Вне своей полосы пропускания интерференционные фильтры являются зеркалами с высоким коэффициентом отражения. Характерные кривые пропускания и отражения можно увидеть на рис. 1.5. Таким образом, для снижения инструментального фона необходимо минимизировать температуру отраженного излучения. При установке светофильтров в непосредственной близости к входному окну детектора можно добиться того, что светофильтры будут отражать холодные внутренности детектора. Для ограничения величины сигнала, прошедшего через светофильтр из-за различия относительных отверстий телескопа и детектора, необходимо установить зеркальную диафрагму с соответствующим внутренним размером и с внешним размером превышающим размер фильтра. Зеркальная диафрагма должна иметь вогнутую поверхность, для исключения отражения в ней теплых частей камеры. Общая схема получившегося узла показана на рисунке 1.7. В будущем мы планируем добавить редуктор фокуса и вынести все оптические элементы камеры в отдельный охлаждаемый модуль.

Основой фотометра является светочувствительный модуль Gavin-615A с матрицей из HgCdTe формата 640x512 пикселей в качестве детектора изображения, охлаждаемой до ≈ 82 К машиной Стирлинга. Из базовой модели модуля производитель по нашему заказу удалил внутренний полосовой светофильтр, пропускавший на детектор излучение лишь в спектральном диапазоне 3.7 – 4.8 мкм. Это позволило расширить спектральный диапазон чувствительности камеры и использовать внешние светофильтры, реализующие стандартные фотометрические полосы, совпадающие с окнами прозрачности земной атмосферы.

Первоначально (до ноября 2023 г.) в фотометр были установлены фильтры L ($\lambda_c = 3.7$ мкм, $\Delta\lambda_{0.5} = 0.49$ мкм) и M ($\lambda_c = 4.8$ мкм, $\Delta\lambda_{0.5} = 0.54$ мкм) фильтры, аналогичные используемым в одноканальном ИК-фотометре ГАИШ на 1.25-м телескопе ЗТЭ Крымской астрономической станции Shenavrin et al. 2011 [1]. Расширение диапазона чувствительности позволило установить также фильтр K с центральной длиной волны 2.2 мкм, однако квантовая эффективность камеры на этой длине волны в несколь-

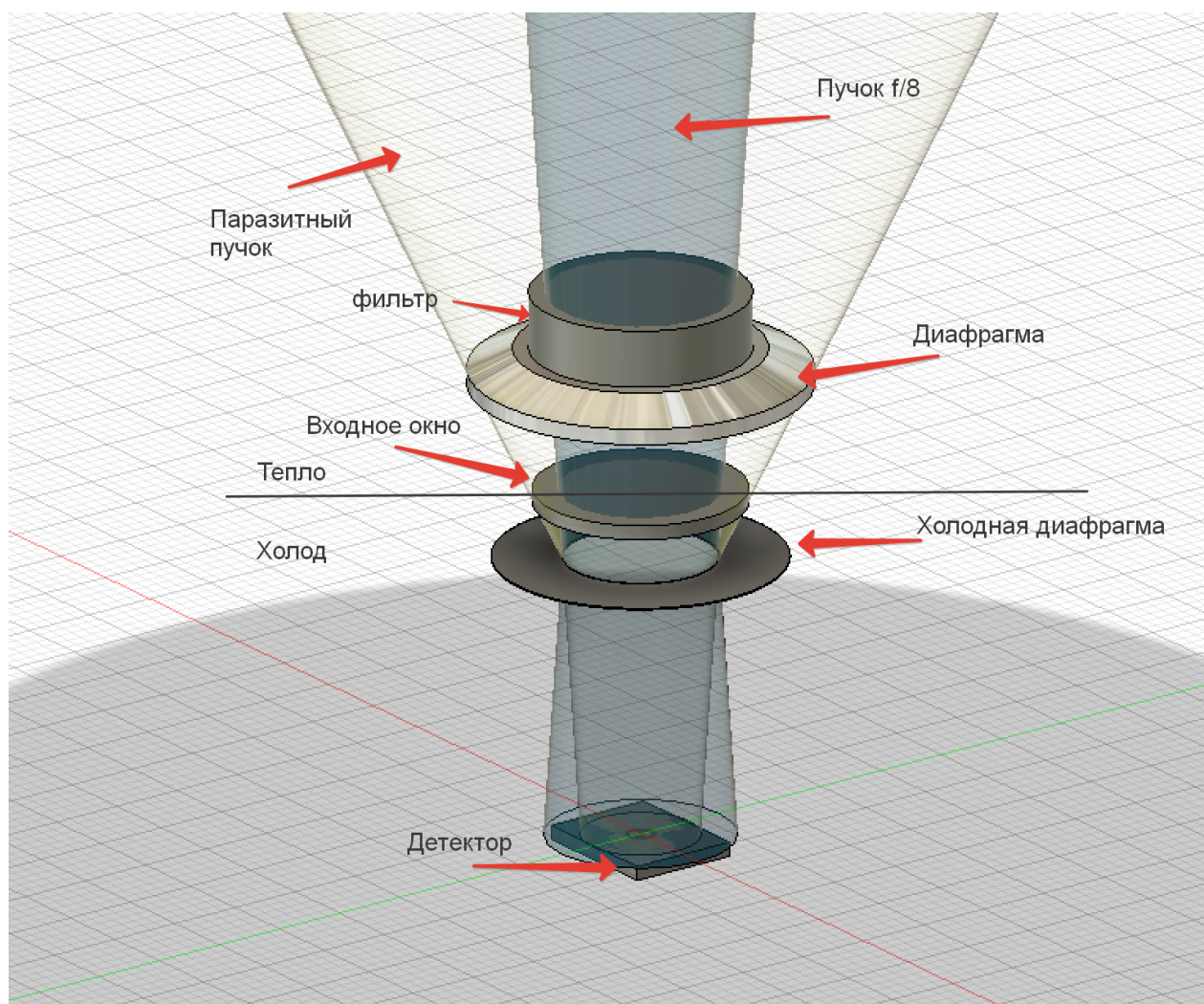


Рисунок 1.7 — Схема расположения диафрагм и светофильтров вблизи детектора

ко раз ниже, чем в основном диапазоне, и наблюдениям с ним доступны лишь наиболее яркие объекты. Вокруг светофильтров установлены зеркальные поверхности, уменьшающие инструментальный фон от фильтров. Все светофильтры, а также открытое отверстие и калибровочная заглушка, установлены в колесе, приводимом в движение шаговым мотором. Для фиксации колеса в рабочем положении используется механизм подпружиненного стопора (детенд-механизм). Время смены фильтра примерно 5 с.

В ноябре 2023 г. мы заменили светофильтры L и M на новые, изготовленные российским предприятием ООО "ALKOR Technologies"², реализующие фотометрические полосы L' и M' системы МКО-NIR [36]. Их кривые реакции представлены на рис. 1.8. Они подобраны таким образом, чтобы оптимально вписываться в соответствующие окна прозрачности земной ат-

²<https://alkor.net/>

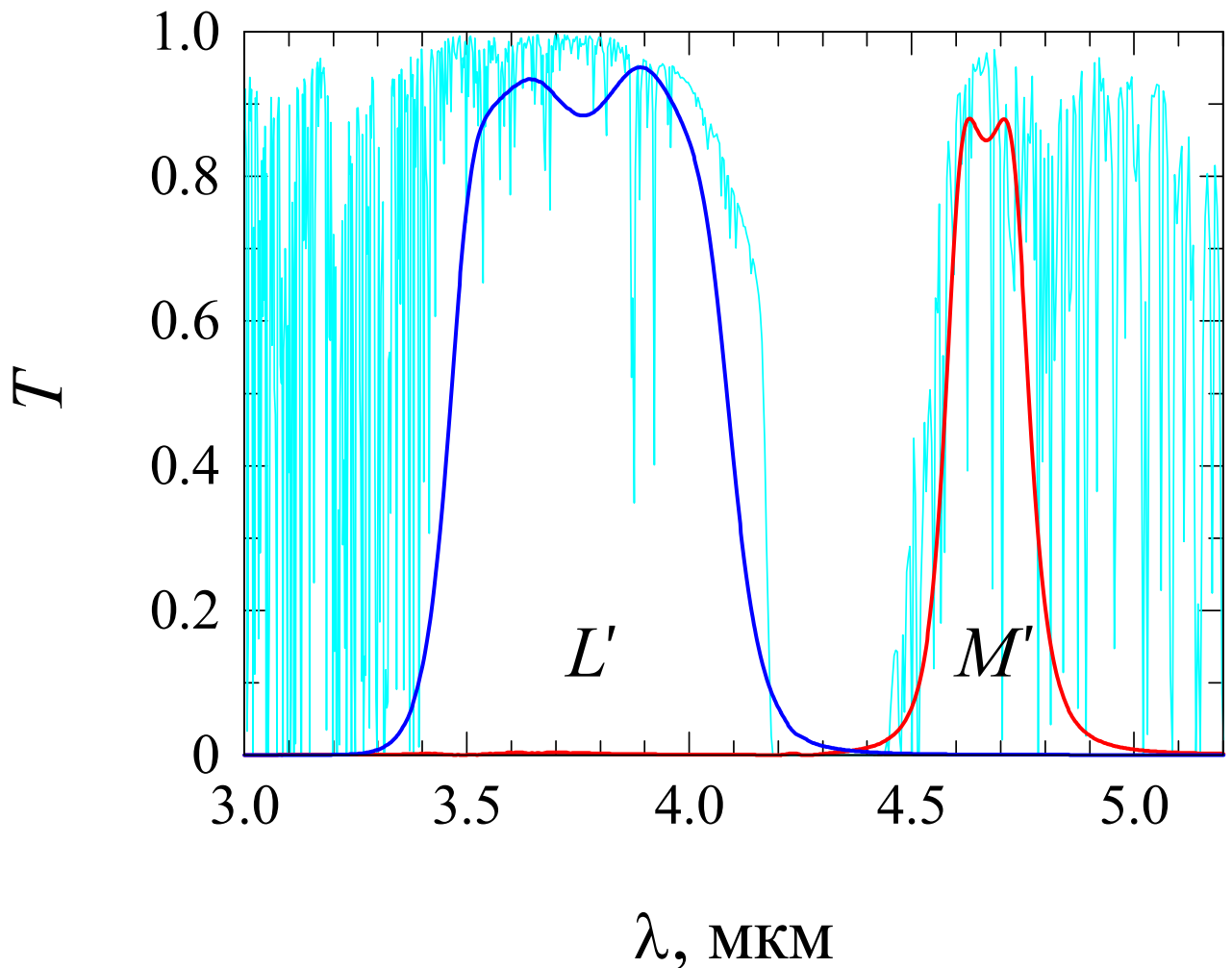


Рисунок 1.8 — Кривые пропускания светофильтров L' и M' и земной атмосферы для высоты 2 км над уровнем моря и содержания водяного пара 5 мм.

мосферы. Среднее пропускание фильтров, вычисленное по формуле $T_{avr} = \int T(\lambda)d\lambda/\text{FWHM}$, центральная длина волны и другие параметры фильтров приведены в табл. 6.

Для возможности ручной калибровки прибора в корпусе предусмотрено отверстие, в которое можно вводить охлажденную (для измерения темнового тока) или нагретую металлическую пластинку (для получения карты распределения чувствительности пикселей).

Все основные детали корпуса и колеса фильтров напечатаны на 3D-принтере из PETG-пластика. Как показал опыт, его жесткости достаточно для обеспечения требуемой точности позиционирования всех узлов фотометра. На рис. 1.9 и рис. 1.10 приведена 3D модель установки и ее фотографии. Как видно, светочувствительный модуль Gavin-615A установлен на монолитной детали (закрашена красным на 3D модели) с толщиной фланца 20 мм и крепежного стола 8 мм. Деталь имеет 30% заполнение при печати слоями тол-

Таблица 6 — Параметры светофильтров

Параметр	L'	M'
Центральная длина волны, мкм	3.77	4.68
FWHM, мкм	0.63	0.2
Коротковолновая граница полосы на уровне 10%, мкм	3.39	4.52
Длинноволновая граница полосы на уровне 10%, мкм	4.18	4.83
Среднее пропускание, %	92	86
Пропускание вне рабочей полосы, %	<0.2	<0.5
Диаметр подложки, мм	25	25
Световой диаметр, мм	20	20
Толщина, мм	3	3

щиной 0.2 мм. Полная масса фотометра 1350 г, из которых 900 г приходится на светочувствительный модуль.

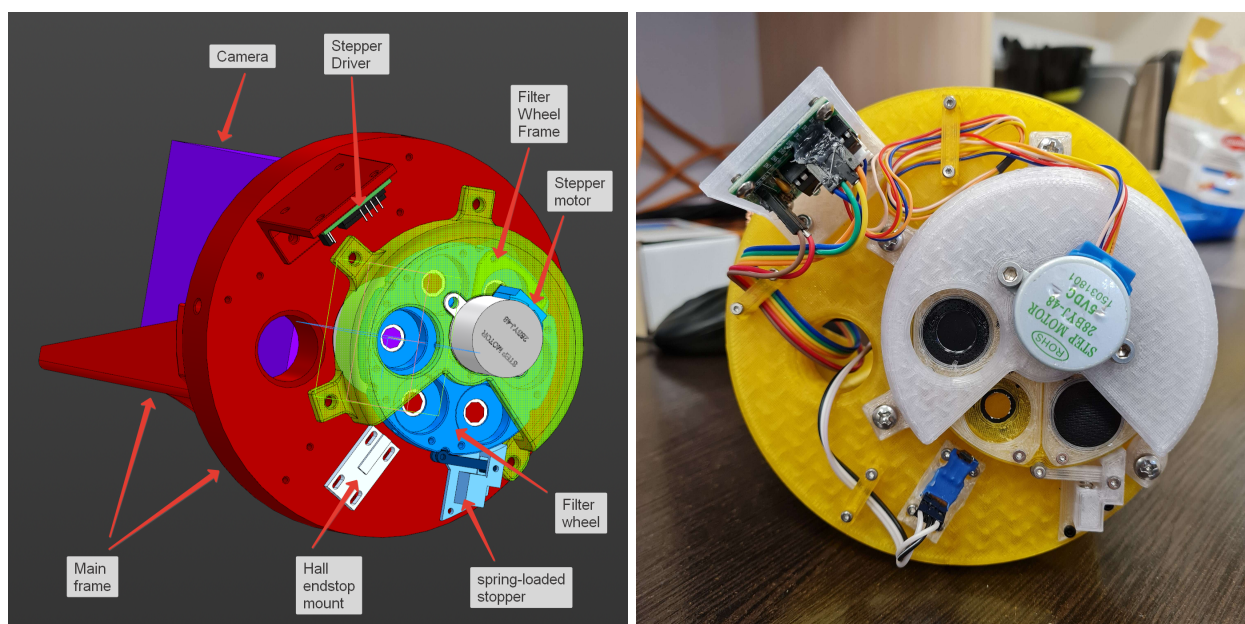


Рисунок 1.9 — 3D модель камеры с колесом фильтров (слева) и фотография готового устройства со стороны колеса фильтров (справа).

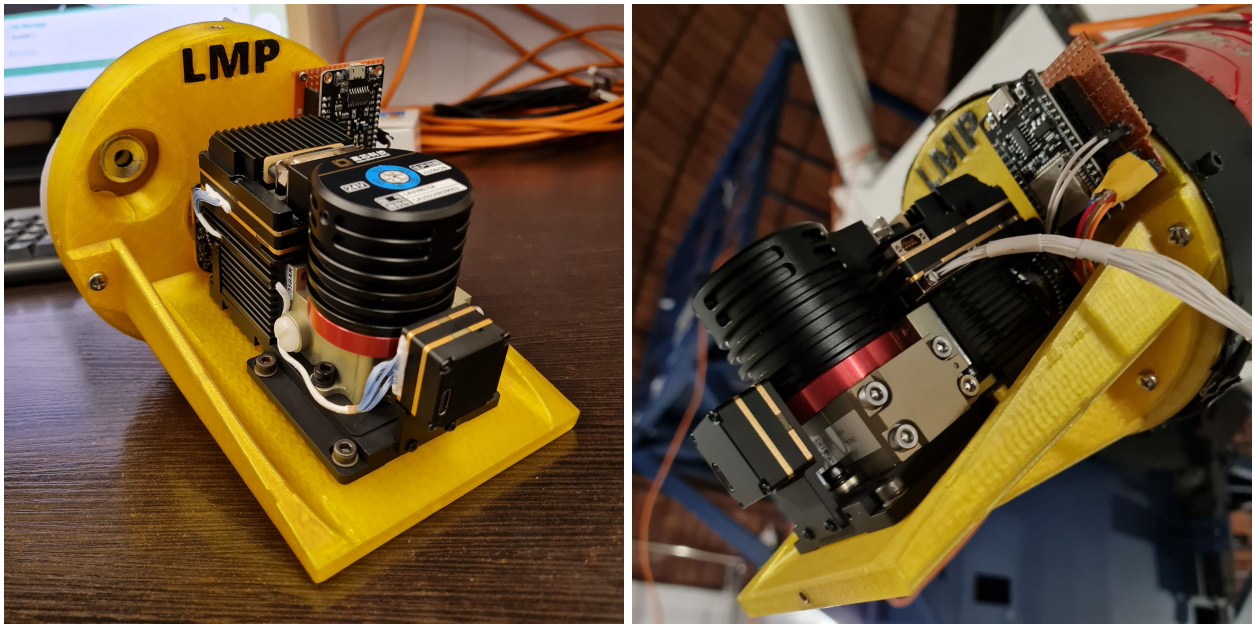


Рисунок 1.10 — Фотография готового устройства (слева) и камера установленная на телескопе (справа).

1.3 Характеризация камеры

Основой LMP фотометра является светочувствительный модуль Gavin-615A производства Global Sensor Technology (Китай) на базе детектора HgCdTe 640x512/15 μ m MWIR и криомодуля RS085. Производитель сообщает лишь некоторые параметры детектора (см. табл. 7). Для обработки наблюдений требуется помимо этих базовых параметров знать такие, как коэффициент преобразования (GAIN), шум считывания (read noise), темновой ток (dark) и величина подложки (BIAS). Характеризация камеры описана нами в статье [38] .

Большинство измерений, использованных для получения параметров камеры, были сделаны с помощью модели абсолютно черного тела (АЧТ), изготовленной в ГАИШ МГУ. Этот прибор представляет собой нагреватель в виде спирали, расположенный по периметру металлического цилиндра. Цилиндр помещен внутрь изолирующего контейнера. Для теплозащиты внутри контейнера используется асбестовое полотно. Излучение нагретой полости цилиндра проходит через небольшое отверстие в его основании. Перед отверстием на теплоизолирующих ножках установлен вращающийся диск с 34 отверстиями различных диаметров, использование которых позволяет варьировать площадь излучающей поверхности (теплоизоляция исключает нагрев

Таблица 7 — Параметры модуля Gavin-615A, установленного в LMP фотометре (по данным производителя)

Параметр	Величина
Тип детектора	HgCdTe
Формат	640x512
Размер пикселя	15x15 мкм
Спектральная область чувствительности ³	3.0 - 4.9 мкм
Нелинейность	до 8%
Емкость пикселя	$7.8 \cdot 10^6 e^-$
Эквивалентная шуму разность температур	≤ 20 мК (при 23°C)
Разрядность оцифровки	14 бит
Рабочая температура детектора	85 К
Время подготовки в работе	≤ 8 минут

диска и уменьшает собственное излучение оправ диафрагм). Температура АЧТ измеряется с помощью лабораторного термометра со шкалой от 200 до 300°C, который помещается в полость АЧТ через отверстие в противоположном основании цилиндра. Время установления рабочей температуры АЧТ из-за большой массы внутреннего цилиндра и высокой тепловой инерции составляет порядка 5 часов, что позволяет получать высокую стабильность температуры на коротких временных отрезках, требующихся для проведения измерений. Так же для измерений темнового тока, bias, и шума считывания использовались охлаждаемые жидким озотом черненые металлические детали, полностью перекрывающие входное окно приемника.

Нелинейность

Под нелинейностью детектора подразумевается нелинейная зависимость отклика детектора, представленного в относительных цифровых единицах измерения ADU и записанных в итоговый файл с изображением, от

величины падающего потока излучения. При постоянном потоке излучения это эквивалентно зависимости от времени накопления.

Нами была снята серия кадров площадки АЧТ с различными временами накопления: от минимальных ≈ 0.35 мс до ≈ 16 мс, когда произошло заполнение емкости ячеек. На рис. 1.11 представлен график зависимости от экспозиции t среднего уровня сигнала F_{meas} в центральной области кадра размером 100x100 пикселей. Считая, как это было сделано в Hilbert et al. 2008 [39], что в первых измерениях нелинейность мала и сравнима с вкладом шумов, мы по четырем начальным точкам провели прямую $s(t)$, иллюстрирующую ожидаемые значения сигнала в предположении линейности отклика детектора. На рисунке хорошо видно монотонное отклонение зарегистрированного сигнала от этой прямой.

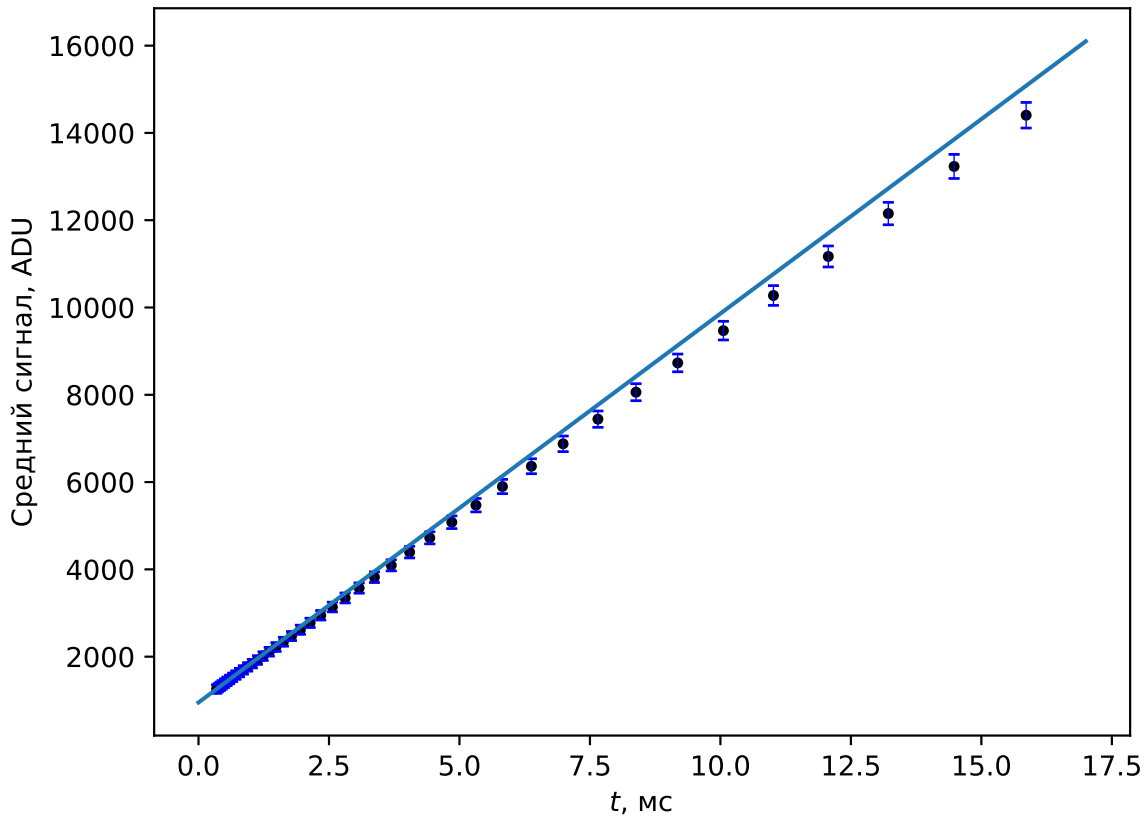


Рисунок 1.11 — Зависимость сигнала от времени накопления t (точки) и прямая $s(t)$, проведенная по четырем начальным точкам

Далее, в соответствии с алгоритмом [39] были вычислены величины $s(t)/F_{meas} - 1$. Их зависимость от измеренного сигнала имеет сложную форму (см. рис. 1.12), которую можно аппроксимировать полиномом 6-7 степени

$f(F_{meas})$ или функцией $f(F_{meas}) = 0.051 - 50/(F_{meas} - 400)$. Знание этой функции позволяет проводить коррекцию за нелинейность: $F_{corr} = F_{meas}[1 + f(F_{meas})]$. Степень полинома получилась больше, чем в [39], где предлагается использовать 3-ю степень, но меньше, чем 7-9 степень в пайплайне [40]. Отличается и сам вид зависимости — в [39] это параболическая зависимость, а у нас гиперболическая.

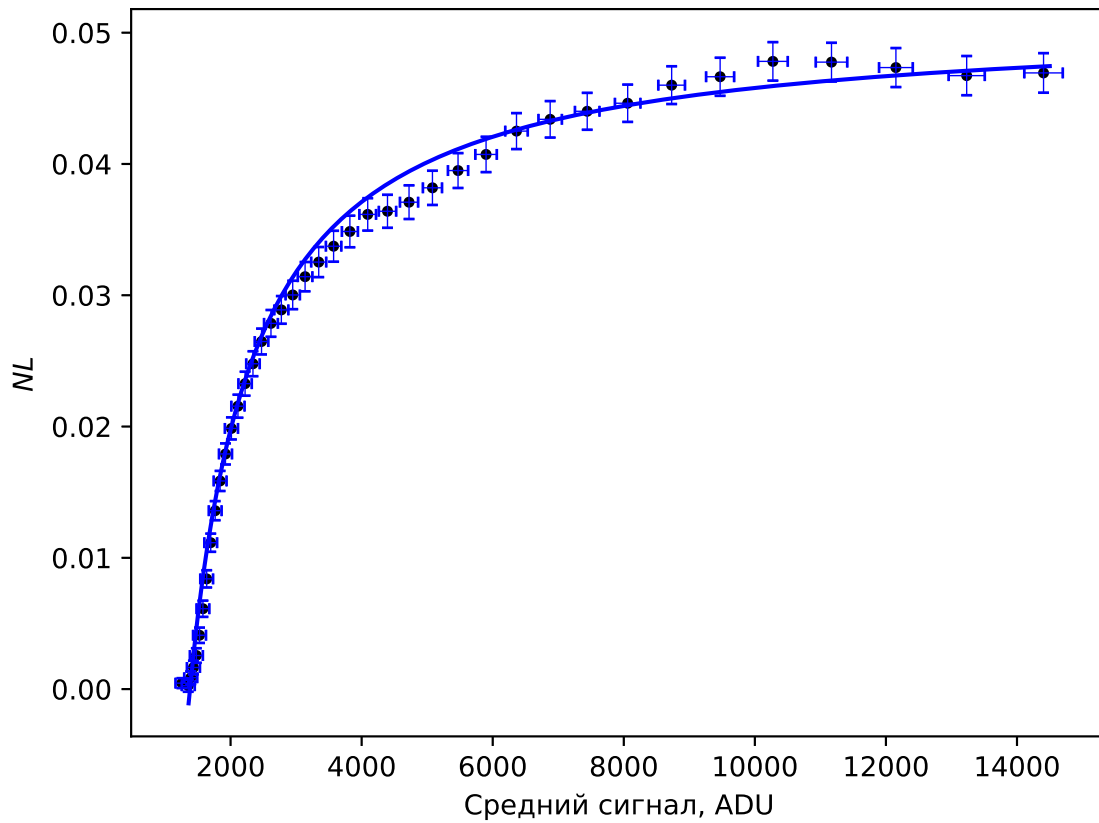


Рисунок 1.12 — Зависимость величины нелинейности $NL = s(t)/F_{meas} - 1$ от среднего сигнала (точки) и аппроксимация ее гиперболой (сплошная линия)

Коэффициент преобразования

Соотношение между цифровыми данными, выраженными в единицах ADU, и количеством зарегистрированных детектором фотоэлектронов характеризуется коэффициентом преобразования (коэффициентом GAIN), который измеряется в $[e^-/ADU]$.

Для измерения величины GAIN нами были получены две серии из 11 снимков модели АЧТ с попарно равными временами накопления. Данные были исправлены за нелинейность и по ним был вычислен средний уровень сигнала в ADU, а также дисперсии разности парных кадров. По этим сериям построена зависимость дисперсии сигнала от среднего уровня (рис. 1.13). Величина GAIN определяется как удвоенная обратная величина угла наклона прямой, аппроксимирующей эту зависимость. Для LMP-камеры $\text{GAIN} = 520 \pm 9 \text{ } e^- / \text{ADU}$.

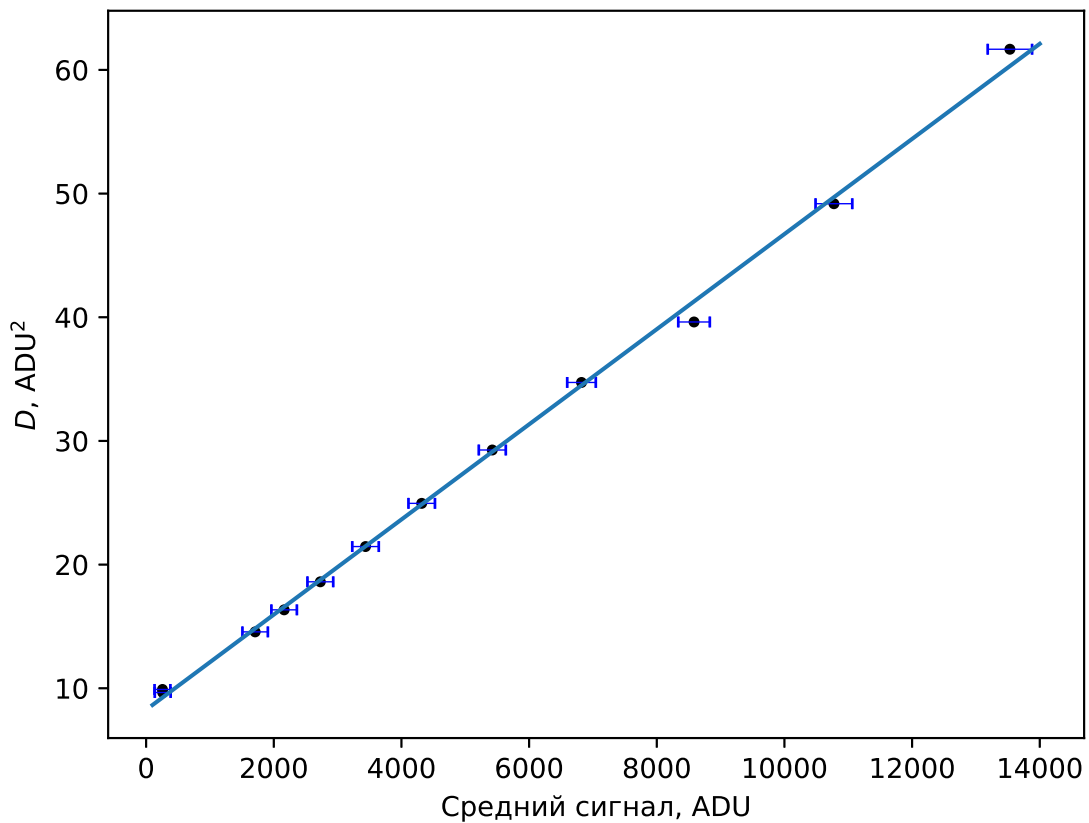


Рисунок 1.13 — Зависимость дисперсии разностных кадров от среднего сигнала

Шум считывания и кадр подложки

Еще один важный параметр любого приемника излучения, определяющий его возможности по наблюдениям предельно слабых объектов — шум считывания (RN). Его можно измерить по серии кадров подложки (BIAS), которые обычно записываются с нулевой экспозицией при закрытом затворе. Однако, у светочувствительного модуля LMP-фотометра нет затвора (в отличие от ПЗС камер), на нем нельзя установить нулевую экспозицию и даже в темноте он копит сигнал от теплового излучения окружающих тел. Поэтому для записи кадров BIAS мы использовали минимально доступную экспозицию и устанавливали перед входным окном модуля охлажденную в жидком азоте металлическую пластину.

В данной работе для оценки шума считывания и формирования кадра подложки было получено 4 серии по 1000 последовательных кадров с временем накопления 346 микросекунд. По этим сериям попиксельным усреднением сигнала были вычислены средний кадр (кадр BIAS) и кадр распределения среднеквадратического отклонения регистрируемого сигнала (т.е. кадр распределения величины шума считывания). Усредненное по всему кадру значение $RN = 2.3 \pm 0.6$ ADU или, в пересчете на электроны, 1200 ± 310 e^- .

Для определения BIAS используются те же серии с минимальным временем накопления, что и для измерения шума считывания. Теперь по этим сериям было вычислено попиксельно среднее значение, которое и представляет собой необходимую нам величину BIAS, т.к. выше уже сказано, что на этих кадрах остается только он. Полученное значение $BIAS = 960.5 \pm 2.2$ ADU.

Как будет показано ниже, у детектора камеры высокий темновой ток. Однако, его шум на минимальной экспозиции не превышает ~ 60 e^- (0.1 ADU), и мы пренебрегали его вкладом при вычислении RN и BIAS.

Темновой ток

Еще один параметр детектора может быть фактором, ограничивающим чувствительность — темновой ток. При большой величине он может

являться одним из главных источников шума. Измерение темнового тока у ИК-детекторов требует использования холодной заглушки, устанавливаемой перед входным окном приемника, и помещения приемника в охлаждаемый корпус для исключения отражения излучения теплых деталей прибора от заглушки к детектору.

В нашем случае мы использовали охлажденную в жидком азоте зачерненную металлическую пластину, расположенную в 5 мм от входного окна светочувствительного модуля. На снимках, полученных в этих условиях, сигнал состоит из BIAS с шумом считывания, накопленного за время экспозиции темнового сигнала, собственного теплового излучения входного германиевого окна детектора и отраженного от холодной заглушки излучения, которое всегда остается, несмотря на принятые меры защиты. Входное окно модуля просветлено, поэтому мы будем пренебрегать его вкладом (вернее, будем считать этот вклад частью темнового тока детектора, зависящей от внешней температуры). Отраженное от холодной заглушки излучение благодаря наличию холодной диафрагмы внутри светочувствительного модуля попадает только на внешние края кадра. Т.е., исследуя центральную часть кадра, можно получить оценку темнового тока.

Нами было проведено 8 серий измерений темнового тока при температуре входного окна $\approx 6^\circ\text{C}$. В каждой из них темновой ток вычислялся для области кадра размером 250×250 пикселей по серии кадров, полученных с экспозициями от минимальной до 65 мс. Для каждого пиксела в этой области была проведена линейная аппроксимация зависимости накопленного сигнала от времени. Гистограмма распределения темнового тока для одной из серий показана на рис. 1.14. Видно, что ее форма близка к нормальному распределению. Это говорит в пользу корректного вырезания незасвечиваемой отраженным излучением области кадра. Среднее значение темнового тока, измеренное в этой серии, получается равным 19.6 ADU/мс . Средняя по всем сериям величина темнового тока LMP-фотометра оказалась равна $17.8 \pm 2.2 \text{ ADU/мс}$ или $\approx (9.3 \pm 1.1) \cdot 10^6 \text{ e}^-/\text{с}$.

Помимо «нормальных» пикселей, скорость накопления темнового сигнала в которых соответствует нормальному распределению, расположенных как в исследованной нами области, так и на краях кадра, существует ≈ 200 шт. пикселей ($< 0.1\%$ от числа рабочих), темновой ток которых значительно ($> 4\sigma$)

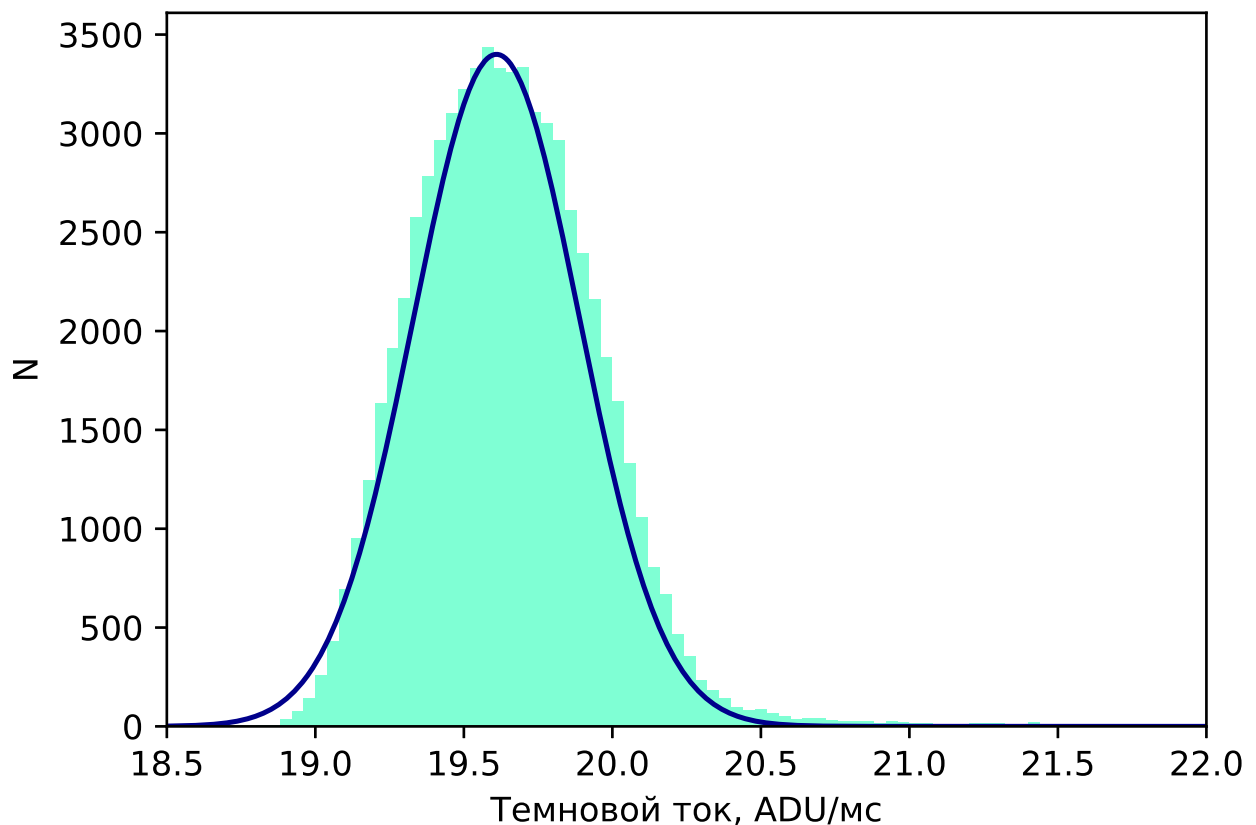


Рисунок 1.14 — Гистограмма распределения величины темнового сигнала по пикселям в центральной области детектора и кривая нормального распределения со средним темновым током 19.61 и $\sigma = 0.28$

превышает среднее значение. Это т.н. «горячие» пиксели, характеризующиеся повышенным темпом генерации «темновых» электронов.

1.4 Программное обеспечение для работы прибора

Регистрация получаемых изображений осуществляется с помощью компактного компьютера в безвентиляторном исполнении, работающего на базе 2-х ядерного процессора Intel i3-1115G4 под управлением операционной системы Ubuntu 22.04. Компьютер установлен на телескопе рядом с камерой, т.к. использование порта USB 3.0 для передачи данных с камеры не позволяет разместить компьютер достаточно далеко. Изначально от производителя удалось получить базовое программное обеспечение (SDK) только под архитектуру AArch64, однако после года переписки нам удалось решить эту проблему. Переход с одноплатного компьютера banana-pi M5 на новый, более производи-

тельный, значительно увеличил отзывчивость и стабильность прибора и его системы управления. На основе полученного SDK, не имевшего части важных функций, нами было разработано собственное программное обеспечение на языках C++ и Python. Оно может использоваться для получения кадров и управления параметрами камеры через встроенный последовательный порт. Существует возможность управлять экспозицией в диапазоне от 346 микросекунд до 100 миллисекунд, частотой чтения кадров, режимом считывания (сырой кадр, кадр калиброванный с помощью внутренних алгоритмов модуля, цветной кадр с наложенной тепловизионной палитрой) и режимом триггера затвора (автоматический старт экспозиции или с использованием внешнего сигнала), а так же получать информацию о состоянии и температуре детектора камеры. На основе улучшенного нами SDK были написаны программы как для автоматической съемки серий наблюдений, так и графический интерфейс управления для оператора 2.5-м телескопа КГО. Так же компьютер управляет колесом фильтров и питанием прибора. Система управления наблюдениями с LMP фотометром интегрирована в систему планирования и управления наблюдениями 2.5-м телескопа Oplan. Для управления питанием камеры создан специальный управляемый с компьютера релейный модуль. Так как по сведениям от производителя ресурс системы охлаждения детектора составляет всего 5000 часов, и нам стоит его экономить, камера включается непосредственно перед наблюдениями, и выключается по окончании наблюдений с прибором.

Для работы с прибором во время наблюдений используется написанное специально под эту задачу программное обеспечение с графическим интерфейсом. Наблюдения проводятся в полуавтоматическом режиме, и основная задача программного обеспечения — это обнаружение объекта и съемка экспозиций по заранее загруженному сценарию. На текущий момент в программе реализованы следующие функции.

- Просмотр кадров, получаемых с детектора
- Автоматическая съемка и вычитание фона, т.к. без этого сложно увидеть даже самые яркие звезды
- Выявление пересвеченных пикселей, для корректировки экспозиции в случае самых ярких звезд
- Автоматическая и ручная центровка наблюдаемого объекта
- Съемка объекта в режиме дизеринга по заложенному сценарию

- Автоматическое перенаведение на следующий объект, и автоматическое начала следующего сценария после перенаведения

Текущий вариант пользовательского интерфейса наблюдателя можно увидеть на рис. 1.15.

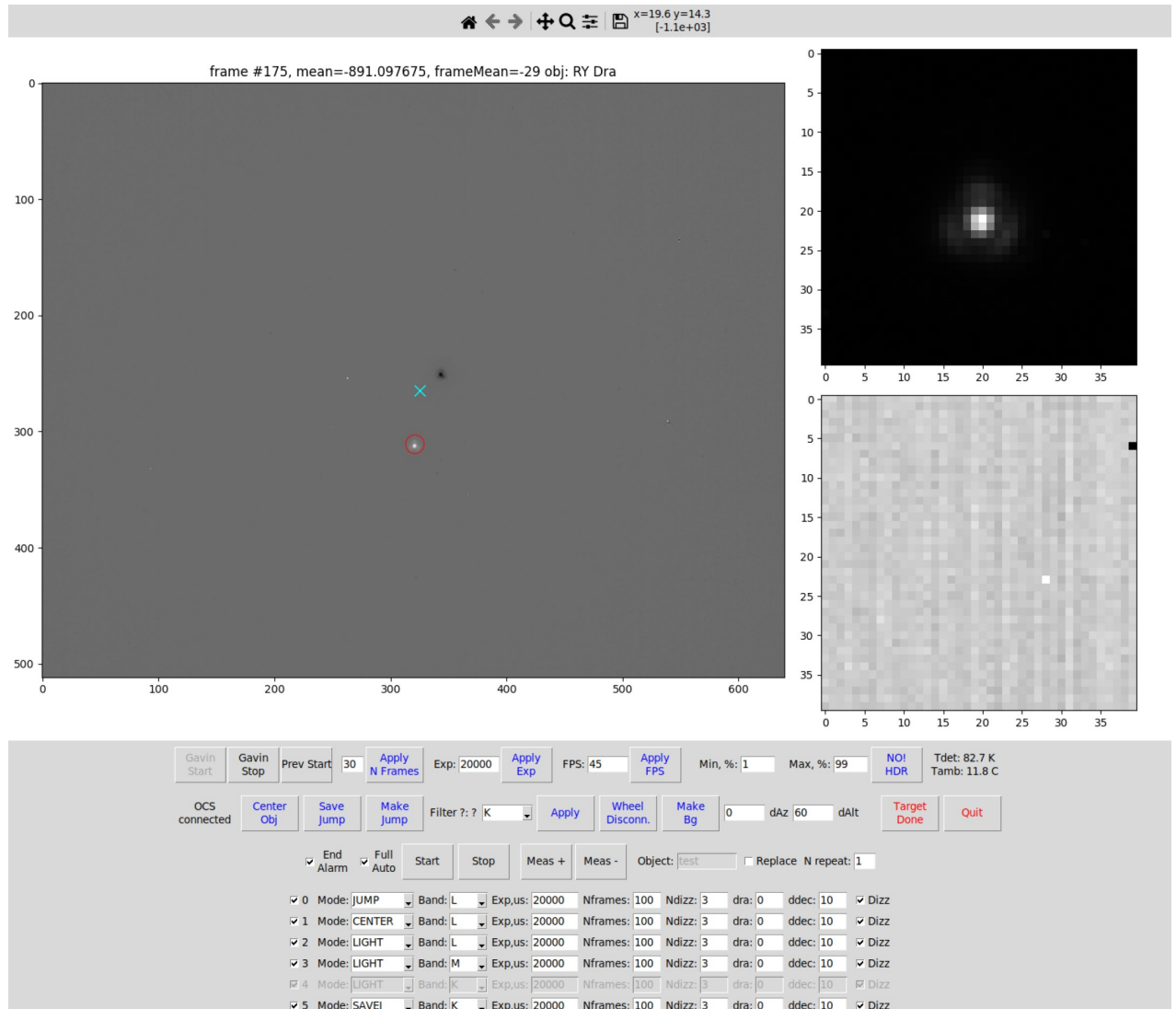


Рисунок 1.15 — Текущий вариант интерфейса управления фотометром LMP. На экране выводится результат съемки звезды RY Dra в фильтре M. Так же можно увидеть дифракционные кольца вокруг звезды.

1.5 Первый свет

Первый свет с прототипом фотометра был получен в 31.01.2023 на 2.5 метровом телескопе КГО ГАИШ МГУ. В качестве объекта для первых на-

блюдений была выбрана известная углеродная звезда CW Leo, как один из наиболее ярких объектов на инфракрасном небе. При этих наблюдениях было уточнено положение фокальной плоскости телескопа (вынос за фланец фокуса Нэсмита N3 при положении вторичного зеркала, соответствующего резким изображениям в другом фокусе Нэсмита N1, где установлена камера ближнего ИК-диапазона ASTRONIRCAM, составил 102 см), сделаны оценки уровня фона, шума, характерного времени экспозиции, FWHM звездных изображений и получены изображения Юпитера и Марса (рис. 1.16). В апреле 2023 г. были получены изображения Венеры в фильтрах *K*, *L* и *M*, показанные на рис. 1.17. Интересно отметить, несмотря на то что во время наблюдений фаза планеты была равна 0.75, в полосе *M* виден весь диск Венеры.

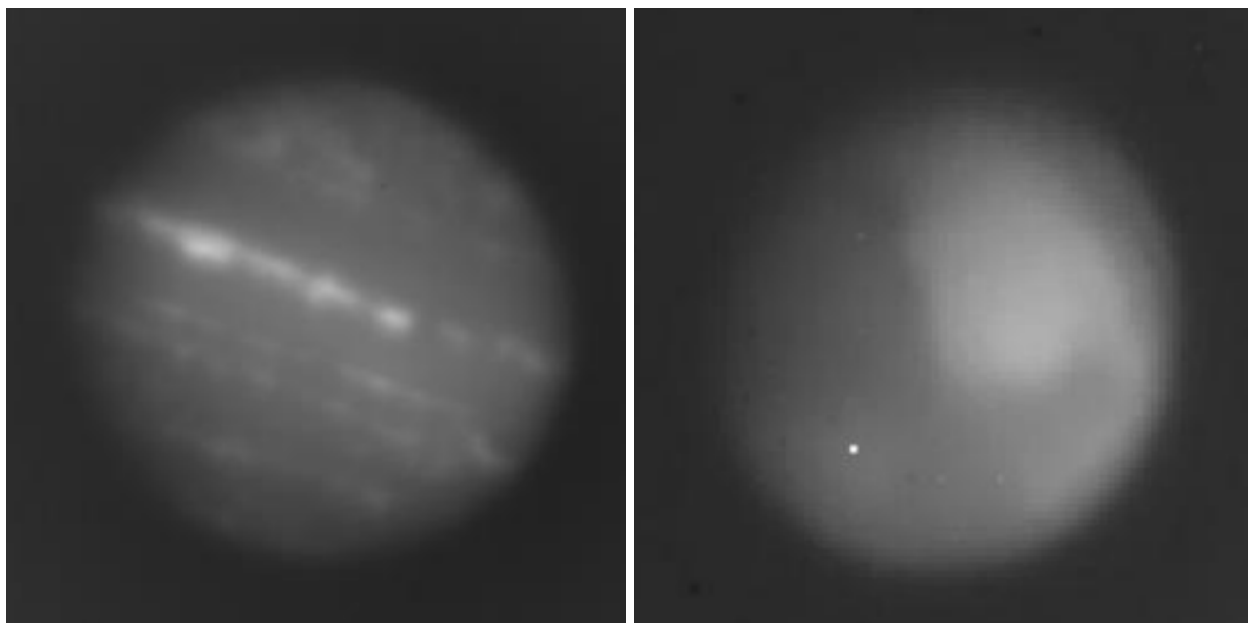


Рисунок 1.16 — Фотографии Юпитера и Марса, полученные 02.02.2023 при тестировании фотометра. Угловые размеры планет в момент наблюдений $36''$ и $10.7''$, соответственно.

Прототип фотометра имеет поле зрения без виньетирования $30''$, с виньетированием на уровне 50% — $50''$. Масштаб изображения $\approx 0.15''/\text{пиксел}$. Характерные размеры звездных изображений (FWHM) на суммарных снимках $\sim 0.6 - 0.7''$ (4-5 пикселов), что достаточно близко к дифракционному пределу для длины волны 4.8 мкм ($0.48''$). На рис. 1.18 показан пример изображения звезды, полученного при спокойной атмосфере с экспозицией 10 мс (одиночный кадр). На нем хорошо видно первое дифракционное кольцо и фрагменты следующих.

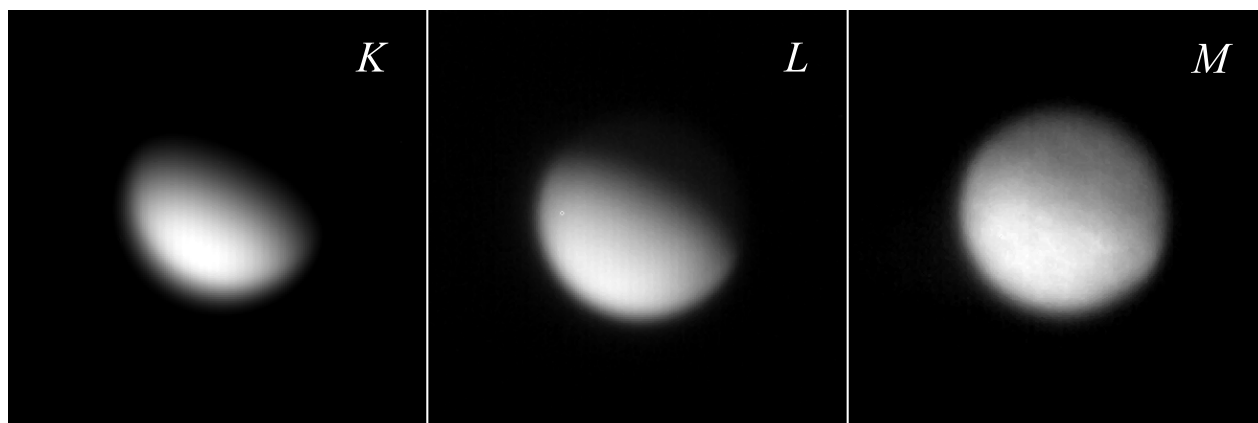


Рисунок 1.17 — Снимки Венеры, полученные 13.04.2023. Фаза Венеры 0.75, угловой диаметр $14''$.

В конце февраля 2023 г. после установки колеса фильтров с LMP фотометром начаты фотометрические наблюдения звезд, находящихся на разных стадиях эволюции. Например, углеродных звезд V Cyg, χ Cyg, S Cep, T Dra, молодой звезды ZZ Tau IRS [41], а так же звезд-стандартов разных спектральных классов из списка Shenavrin et al. 2011 [1], и других звезд. По наблюдениям стандартов можно сделать оценку блеска звезд на пределе доступных наблюдений с фотометром. При соотношении сигнал/шум $SNR=3$ и хорошем качестве изображений за время накопления 20 секунд можно в полосах L и M наблюдать звезды до 9.3^m и 8.1^m , соответственно. В ноябре 2023, после установки новых фотометрических фильтров, соответствующих системе МКО [9], на фотометре начаты регулярные наблюдения.

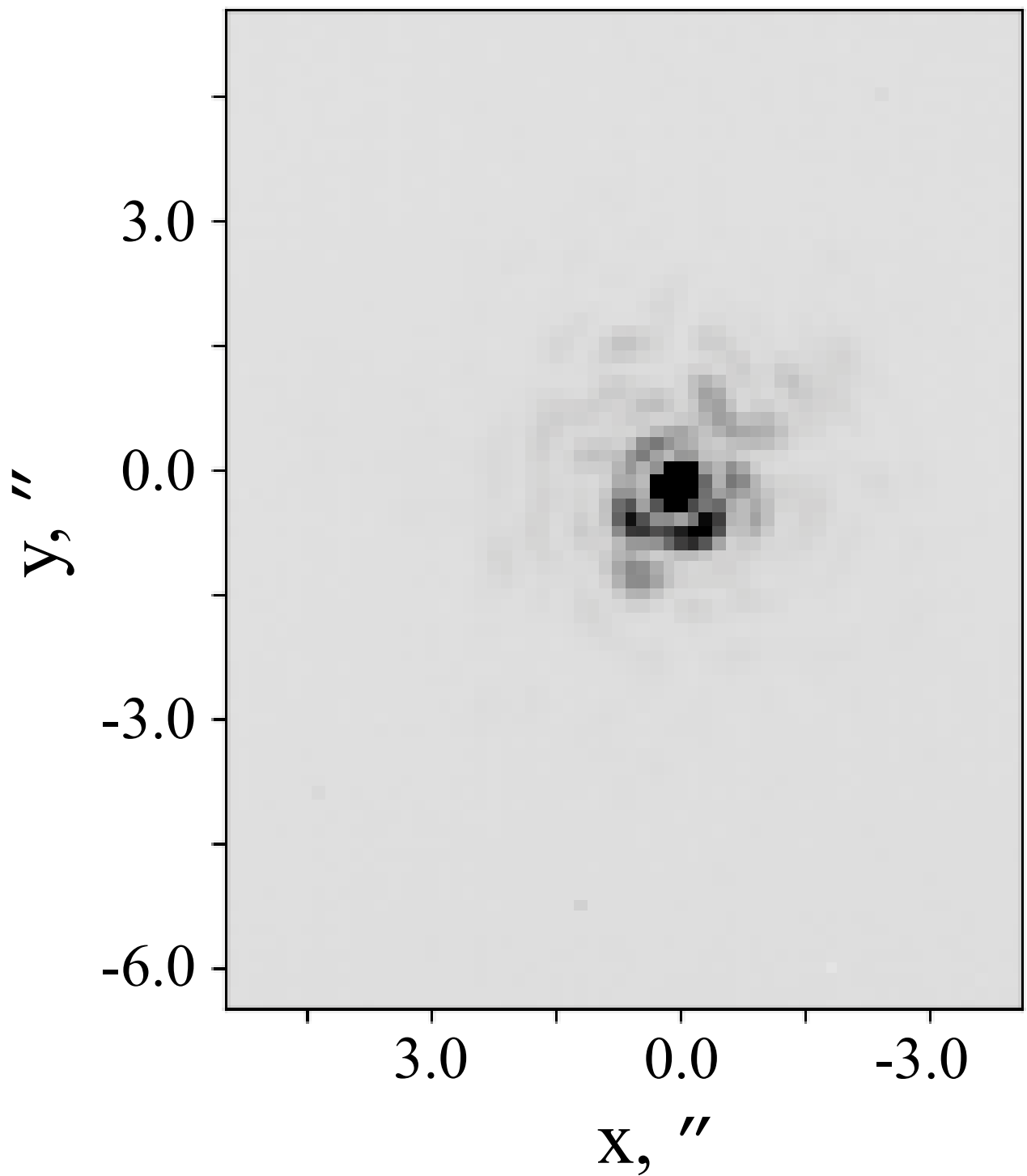


Рисунок 1.18 — Распределение яркости в изображении углеродной звезды RW LMi, полученном 02.03.2023 в полосе M .

Глава 2. Камера-спектрограф ASTRONIRCAM¹

ASTRONIRCAM (The ASTROnomical NearInfraRed CAMera) – камера-спектрограф, установленная на 2.5 метровом телескопе (F/8) Кавказской горной обсерватории ГАИШ МГУ [2].

Камера оснащена детектором Hawaii-2RG и работает в диапазоне длин волн от 1 до 2.5 мкм. Камера может работать в двух режимах – фотометрическом (получение прямых снимков неба в фильтрах ЖК фотометрической системы МКО и нескольких узкополосных фильтрах) и спектральном (получение спектров низкого разрешения). Спектральный режим в свою очередь делится на наблюдения с длинной щелью и наблюдения с короткой щелью в режиме кроссдисперсии. Для согласования ширины щели в спектральном режиме с задаваемым атмосферой размером изображения звезды в приборе установлены щели различной ширины: 0.9'', 1.3'', 1.8'', 2.7'' и 7.2''.

Все наблюдения на камере выполняются в режиме многократных неразрушающих считываний (ramp). Это означает, что детектор считывается несколько раз за экспозицию, после чего сохраняются данные, полученные при каждом считывании, из которых уже в процессе обработки определяется накопленный детектором сигнал. Время одного чтения детектора прямо пропорционально высоте считываемой части кадра и составляет примерно 1.823 секунды для высоты кадра в 1024 пикселя, используемой в фотометрическом режиме, и в 2 раза больше, 3.646 секунды, для полной высоты кадра в 2048 пикселей, используемой в спектральном режиме. Меньшая высота кадра в фотометрическом режиме объясняется тем, что собственная оптика камеры рассчитана на детектор меньшего размера (HAWAII-1) и покрывает только его центральную часть. В спектральном же режиме часть информации присутствует и на остальной части детектора. Именно минимальным временем считывания кадра определяется минимальная экспозиция приемника, так как отдельного механического затвора в приборе нет и при всех наблюдениях используется непрерывное попиксельное считывание сигнала. Так же при наблюдении ярких объектов нужно учитывать, что между обнулением пикселя и первым считыванием так же проходит время, равное

¹При написании данной главы использовались материалы публикаций по теме диссертации 1 и 3, выполненных автором в соавторстве.

времени считывания нужной части детектора. Поэтому при минимальной экспозиции в 1.8 секунды в фотометрическом режиме на самом деле каждый пиксель будет засвечен в 2 раза большее время – 3.6 секунды (так как для получения сигнала необходимо провести как минимум два считывания). Это может вызвать неустранимый программным образом пересвет пикселей на кадре при наблюдении с короткими экспозициями. Уровень подложки может варьироваться со временем и его нужно измерять дополнительно, поэтому мы считаем его просто неизвестным. Он может быть определен в процессе обработки, но при наблюдениях в режиме *gaup* знать его величину не требуется (таким образом, мы избавляемся и от шума подложки).

Контроллер камеры позволяет наблюдать в нескольких режимах считывания, таких как режим одного считывания (SRR), двойная коррелированная выборка (CDS) и режим многократных считываний (*gaup*). В режиме SRR камера выполняет всего одно чтение в конце экспозиции, поэтому в этом режиме получаемое значение содержит в себе значительный шум уровня подложки, называемый *kTC* шумом. В режиме CDS камера выполняет считывания в начале и в конце экспозиции, после чего вычитает их друг из друга, что позволяет избавиться от шума подложки. Мы же используем именно режим многократных считываний (*gaup*), который позволяет не только не учитывать значение подложки, но и получить больше возможностей для дальнейшей обработки, а также уменьшить эквивалентный шум считывания. Для лучшего понимания дальнейших графиков стоит отметить, что сигнал в процессе накопления фотонов растет «вниз». При обнулении (ресете) пикселя на нем создается некоторое напряжение, уровень подложки. После чего при поглощении фотонов появляются фотоэлектроны и уменьшают абсолютное значение напряжения. А само напряжение на пикселе измеряется детектором и записывается в файлы с результатами отдельных считываний. График зависимости измеряемого сигнала в пикселе от времени, прямо пропорционального номеру считывания, можно увидеть, например, на рис. 2.3. Более подробно общая конструкция камеры, оптическая схема, параметры детектора и схемы регистрации описаны в статье Nadjir et al. 2017 [3]. Изображение камеры можно увидеть на рисунке 2.1.

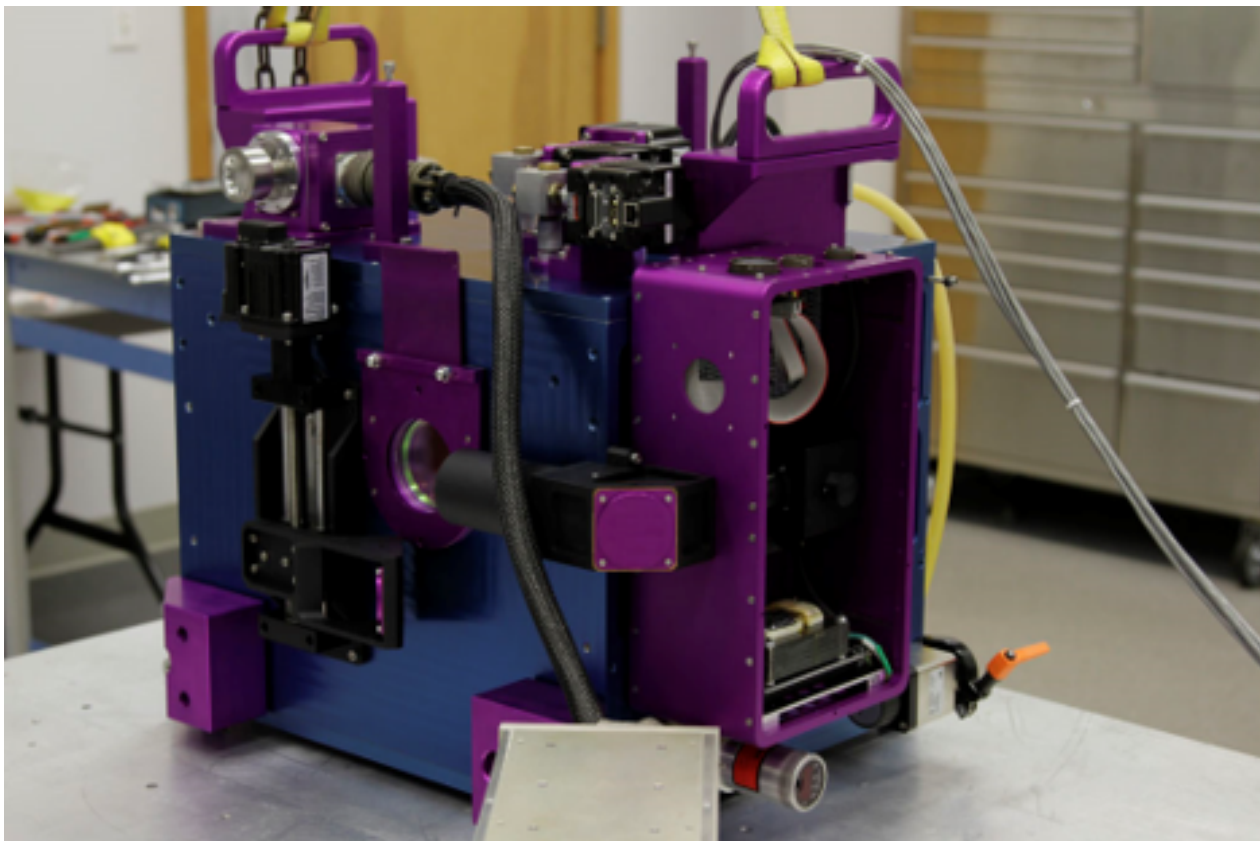


Рисунок 2.1 — Камера-спектрограф ASTRONIRAM.

2.1 Обработка наблюдений в ближнем ИК диапазоне

Общая последовательность редукции

Для решения задачи первичной редукции данных с камеры ASTRONIRCAM создан комплекс программ на языке python третьей версии, далее называемый пайплайном. Блок схему, описывающую алгоритм редукции, можно увидеть на рис. 2.2. Параллелограммами обозначены необходимые входные данные, получаемые на самой камере детектора, а прямоугольниками отдельные блоки обработки данных. Деление по исполняемым файлам программ имеет немного другой вид, и не обозначено на рисунке. Общим этапом для всех получаемых данных является коррекция за нелинейность. Вместе с ней производится восстановление данных из пересвеченных пикселей и коррекции космических лучей, так как эти алгоритмы требуют анализа не только результирующего кадра, но и всех полученных неразрушающих считываний детектора за время экспозиции. Так же для всех

обрабатываемых кадров выполняется коррекция персистенции. Алгоритму коррекции персистенции необходимо знать информацию обо всех ярких засветках детектора, поэтому до данного момента первичную обработку проходят даже фокусируемые кадры.

Далее идет разделение на фотометрическую и спектральную часть редукции. Для спектров так же есть деление на обработку длиннощелевых спектров и спектров в режиме кроссдисперсии, но эти различия на блок-схеме не показаны. Подробнее этапы спектральной редукции описаны нами далее и в статье Zheltoukhov et al. 2020 [42]. Вопросы характеристики фотометрического режима камеры описаны в статье Tatarnikov et. al. 2023 [43]. В целом, спектральная редукция состоит в коррекции геометрических искажений в спектре, учете спектральных плоских полей и создании дисперсионной кривой. Для фотометрии при наличии вычитается фон неба и производится деление на плоское поле. Так же для обоих типов данных выполняется совместная обработка и сложение кадров серии, для получения одного результирующего кадра в каждом фильтре для каждой серии. При желании заказчик данных может запросить кадры из промежуточных этапов редукции и провести нужные ему действия самостоятельно. После этого процесс первичной редукции считается законченным, так как дальнейшие действия с кадром сильно зависят от изучаемого объекта и не входят в понятие первичной редукции.

Ниже более подробно описаны этапы редукции, присутствующие на этой схеме и используемые алгоритмы обработки данных, а так же методы подготовки калибровочных кадров.

Коррекция за нелинейность

Как и у большинства детекторов, зависимость регистрируемого количества отсчетов от реального количества поглощенных пикселем фотонов в используемом приемнике слегка нелинейна. И этот эффект может значительно уменьшать результирующую точность фотометрических измерений. В нашем случае из-за особенностей метода измерения сигнала, а именно проведения измерений в режиме неразрушающих считываний, получаемую нелинейность

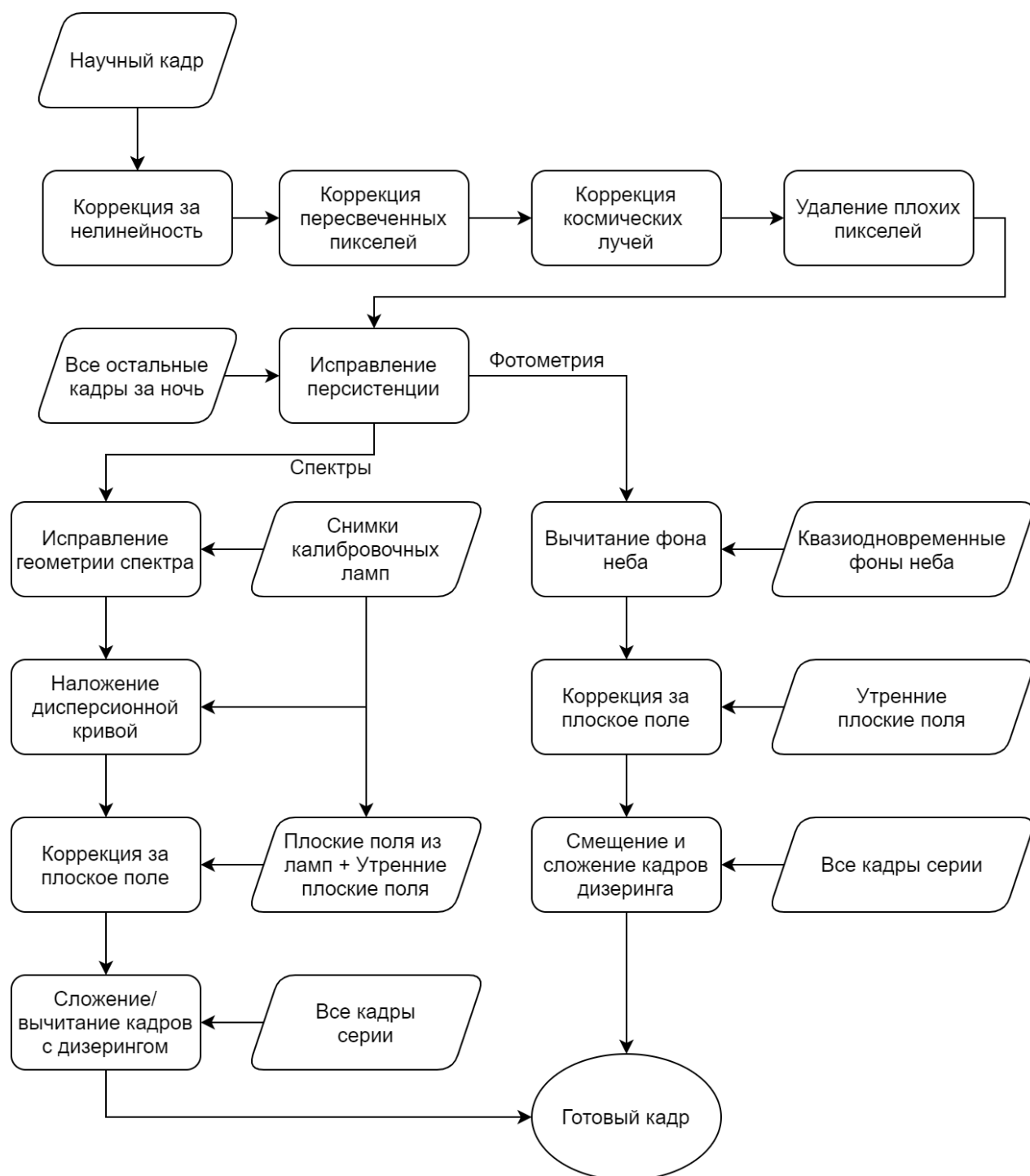


Рисунок 2.2 — Блок схема первичной редукиции данных.

необходимо компенсировать для всех считываний исходного кадра. Правильная коррекция нелинейности приемника дает возможность почти целиком использовать емкость пикселя для проведения точных фотометрических измерений, что позволяет использовать более длинные экспозиции, не опасаясь выхода сигнала за узкий диапазон линейности детектора, а также фотометрировать более яркие звезды.

В нашем случае алгоритм исправления нелинейности работает следующим образом:

1. Для каждой экспозиции создается куб данных из всех имеющихся файлов с неразрушающими считываниями.
2. Последовательность отсчетов для каждого пикселя корректируется полиномом. Коэффициенты полинома отличаются для всех пикселей и заранее определены из тестовых наблюдений, и не меняются от кадра к кадру. Точное определение коэффициентов было возможно только для фотометрической области матрицы, поэтому за ее пределами используются усредненные коэффициенты.
3. После выполнения коррекции за нелинейность для каждого считывания последовательность отчет в пикселе – номер считывания представляет из себя прямую, наклон которой определяется методом наименьших квадратов. Этот наклон в используемой системе единиц показывает количество ADU (цифровых единиц) зафиксированных пикселем за время, равное промежутку между двумя последовательными считываниями детектора.
4. Из величины наклона прямой отчет в пикселе – номер считывания рассчитывается полный накопленный за время экспозиции сигнал, который и пишется в результирующий файл. Так же в заголовок файла записывается информации об используемых коэффициентах коррекции за нелинейность.

Вид зависимости сигнала от номера считывания до и после коррекции за нелинейность можно увидеть на рис. 2.3.

Коррекция пересвеченных пикселей

Установленный детектор позволяет наблюдать в режиме неразрушающих считываний, что позволяет исследовать не только общий полученный от объектов сигнал, но историю его накопления. Именно в этом режиме выполняются все проводимые на детекторе наблюдения. Проблема заключается в том, что детектор имеет не очень большую емкость ячейки (около 120 000 электронов), что ограничивает выдержки при наблюдении слабых и ярких

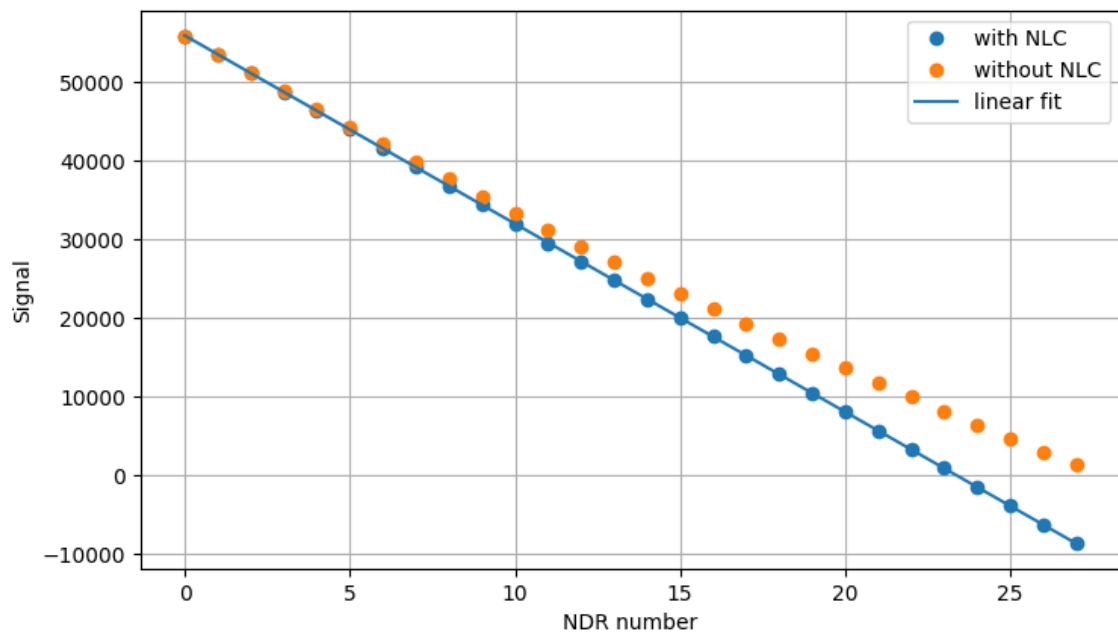


Рисунок 2.3 — Пример зависимости сигнала от номера считывания до (желтая линия) и после (синяя линия) коррекции за нелинейность (Non Linear Correction). Далее для определения потока синяя кривая аппроксимируется линейной зависимостью. Отрицательный сигнал после коррекции является просто следствием нормировки и не влияет на дальнейшие результаты.

объектах на одном поле. Ситуация усугубляется высоким относительным фоном неба в ближнем инфракрасном диапазоне (в полосе К пиксел полностью заполняется сигналом от фона за время порядка 1 минуты). Описанный ниже алгоритм позволяет почти без потерь восстановить информацию из пересвеченных пикселей, при условии, что данный объект вообще возможно без перекопления наблюдать на приборе в данном фильтре без изменения размера кадра, то есть с минимальной экспозицией. Это достигается благодаря тому, что при относительно коротких экспозициях (менее 100с), на которых выполняется подавляющее большинство фотометрических наблюдений, промежуток между соседними неразрушающими считываниями остается равным минимально возможному. При длинных экспозициях количество неразрушающих считываний мы ограничиваем 20, увеличивая время между соседними считываниями, для экономии ресурсов и дискового пространства. Увеличение количества считываний после этого предела уже не дает выигрыша в качестве получаемого изображения. Таким образом несколько первых неразрушающих

считываний, обработанных отдельно, оказываются эквивалентными дополнительному кадру с меньшей экспозицией.

При анализе всех считываний одной экспозиции появляется возможность определить на каком считывании вышел в насыщение каждый из пересвеченных пикселей, и использовать для вычисления суммарного потока от него только непересвеченные данные. Характерный пример зависимости сигнала в пересвеченном пикселе от номера считывания (номер считывания прямо пропорционален времени накопления) можно увидеть на рис. 2.4. Насыщение ячейки в этом случае произошло в районе 10 считывания. Таким образом по первым 9 считываниям можно достаточно точно восстановить сигнал от источника за единицу времени (аппроксимация только нужных точек показана на графике зеленой линией). Оранжевая прямая показывает вариант определения сигнала в пикселе без учета переполнения ячейки.

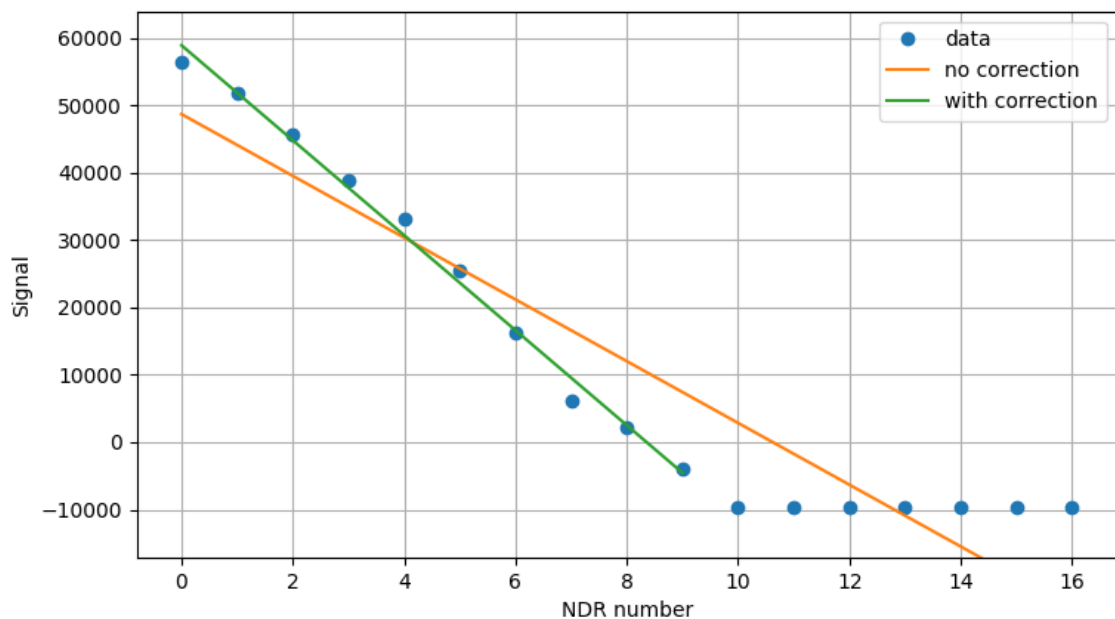


Рисунок 2.4 — Пример зависимости сигнала от времени при пересвечивании пикселя. Зависимость не является точной прямой из-за эффектов связанных, например, с вариацией FWHM звезды и атмосферной прозрачности. Минимальный сигнал на графике отрицательный, так как коррекция пересвеченных пикселей выполняется после коррекции за нелинейность.

Работу алгоритма можно описать следующим образом:

- В начале алгоритм определяет в каких пикселях последний считанный сигнал совпадает соотвествует сигналу полностью заполненной ячейки.
- Для всех выявленных пикселей определяется номер последнего непересвеченного считывания
- Если оставшихся, не пересвеченных, считываний 2 и более, сигнал в пикселе определяется с помощью аппроксимации линейной зависимости сигнал – номер считывания методом наименьших квадратов.
- Если оценить поток в пикселе можно даже если существует только одно непересвеченное считывание, так как мы знаем средний уровень подложки в каждом пикселе. Этот уровень не измеряется каждый кадр, что должно сильно уменьшить точность оценки сигнала. Но в таком случае, очевидно, единственный измеренный сигнал в пикселе будет достаточно большим и вариации уровня подложки будут достаточно малыми по сравнению с его уровнем.
- В случае же когда все имеющиеся считывания пересвечены, алгоритм записывает в пиксель минимально возможный сигнал, который мог вызвать такой пересвет. Использовать такие пиксели для фотометрии конечно же нельзя, но в дальнейшем эта восстановленная информация может пригодиться для корректировки экспозиций при будущих наблюдениях, а так же понадобится для коррекции эффекта персистенции.

Поиск и коррекция космических лучей

Благодаря наблюдениям в режиме неразрушающих считываний у нас есть возможность отличать космические лучи, попавшие в «хорошие» пиксели, от просто плохих пикселей, путем анализа кривой накопления сигнала в пикселе. Анализ всех пикселей детектора занимал бы слишком много времени, но использование предварительного алгоритма поиска оставляет лишь малое количество пикселей, которые уже можно детально проанализировать за короткое время.

При попадании космического луча в пиксель или группу пикселей происходит резкое увеличение сигнала между двумя соседними считываниями, хотя до и после этого события пиксель нормально коптит сигнал. Для поиска подобного паттерна в пикселях используется следующий алгоритм(применяется к уже скорректированным за нелинейность данным). В начале оценивается коэффициент корреляции зависимости сигнала в пикселе от времени. Для пикселя с космическим лучом он должен показывать значительное отклонение от линейной зависимости. После этого считаются последовательные разности сигнала между соседними неразрушающими считываниями, то есть сколько ADU накопил пиксель между i и $i+1$ считыванием. Далее убирается разность с самым большим сигналом, которая может соответствовать резкому росту сигнала от попадания частицы в пиксель. Эта разность должна быть значительно больше среднего прироста сигнала за считывания в этом пикселе. В текущей версии алгоритма выбираются пиксели, где самая большая разность между считываниями в 5 раз больше средней из оставшихся разностей. Так же после удаления самой большой разности можно по оставшимся разностям восстановить кривую накопления сигнала, которая должна быть с хорошей точностью прямой, то есть иметь высокий коэффициент корреляции. Если пиксель удовлетворяет обоим условиям, он считается космическим лучом, и сигнал пересчитывается с использованием коэффициента наклона уже восстановленной прямой. Естественно, этот алгоритм применяется при достаточно большом количестве считываний, в текущей версии алгоритма необходимо как минимум 7. Но так как малое количество считываний соответствует малой экспозиции, то и космических лучей в таких кадрах должно быть достаточно мало. Кривую накопления сигнала и ее исправление для пикселя с космическим лучом можно увидеть на рис. 2.5. Количество таких пикселей на кадре варьируется от 10 на коротких экспозициях до сотен на длинных спектральных кадрах.

Для определения такого паттерна сигнала в пикселях используется следующий алгоритм:

1. Из всех считываний выбирается считывание с наибольшим приростом сигнала.
2. Коэффициент корреляции получившейся кривой сравнивается с пороговым значением, в текущем варианте это 0.99

3. Проверяется, что выброшенный прирост сигнала достаточно большой, в текущем варианте больше 5 средних приростов.
4. При выполнении этих двух условий, и при условии наличия более 7 неразрушающих считываний, исследуемый пиксель считается космическим лучом, и сигнал считается из наклона прямой с выброшенным самым большим приростом сигнала.

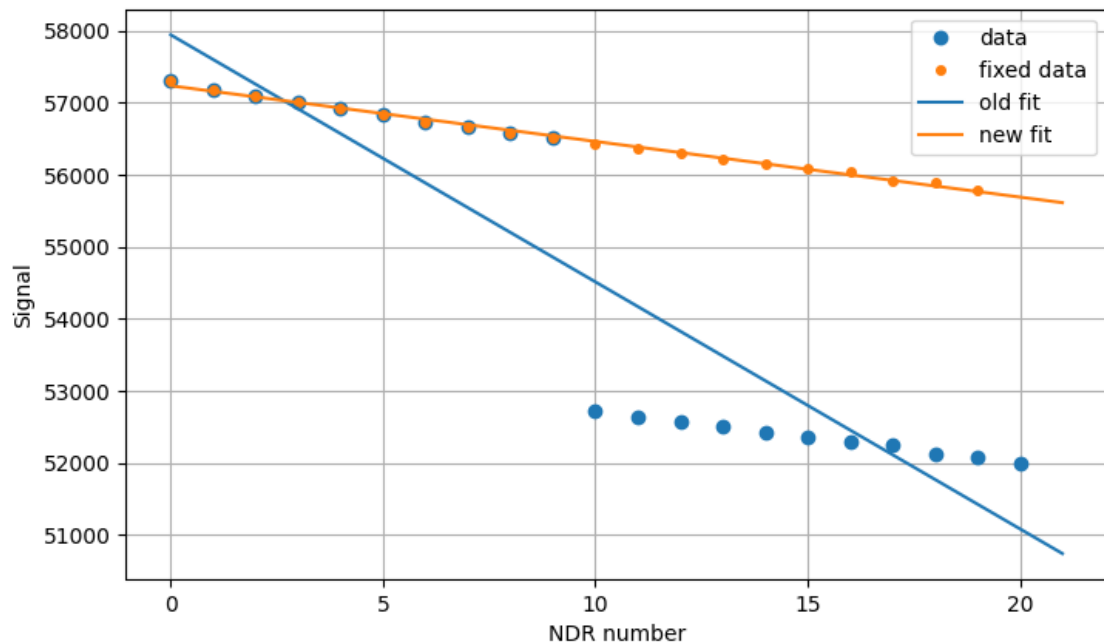


Рисунок 2.5 — Пример накопления сигнала в пикселе с космическим лучом. Синие точки и прямая показывают данные в пикселе до коррекции, а оранжевые после коррекции.

Коррекция плохих пикселей

На используемом инфракрасном детекторе лишь небольшая часть плохих пикселей постоянно являются не рабочими. Большая же часть горячих пикселей проявляются лишь в время от времени, и они могут иногда менять свое местоположение. Это не позволяет создавать полную карту нерабочих пикселей и использовать ее в дальнейшей обработке, так как большое число пикселей успевает поменяться в промежуток между созданием карт. Более по-

дробно с классификацией плохих пикселей детектора ASTRONIRCAM можно ознакомиться в статье Maslennikova et al. 2020 [44] .

В результате для поиска плохих пикселей и космических лучей на каждом кадре используется широко известный алгоритм поиска космических лучей L.A.Cosmic [45] , основанный на поиске областей со слишком резкими границами на изображении. Алгоритм кроме собственно космических лучей прекрасно выделяет одиночные плохие пиксели, так же имеющие резкие границы. На обычном фотометрическом кадре алгоритм находит порядка 500 - 1000 пикселей, несколько десятков из которых оказываются космическими лучами. К сожалению, алгоритм не корректно реагирует на отрицательные выбросы в исследуемом кадре, и помечает плохими пиксели соседние с таким вот отрицательным выбросом. Поэтому для запуска алгоритма все отрицательные выбросы заменяются значением близким к уровню фона, после чего обрабатываются отдельно.

На данный момент автоматическая коррекция плохих пикселей отключена. При наблюдениях с дизерингом, как обычно и происходит в фотометрическом режиме, мы снимаем достаточно большое количество кадров, что при сложении почти полностью нивелирует влияние плохих пикселей. В случае же необходимости их отдельной коррекции, разработан алгоритм коррекции серии кадров целиком.

1. Алгоритм определяет, но не исправляет, «положительные» и «отрицательные» на каждом кадре обрабатываемой серии.
2. После обработки всех кадров серии создается общая маска, содержащая плохие пиксели, которые есть хотя бы на одном кадре серии.
3. Помеченные на предыдущем шаге плохие пиксели исправляются (заменяются медианой соседних) на всех пикселах серии.

Как показали тесты, в этом случае исправление получается сильно более качественным, чем коррекция кадров по отдельности. Космические лучи же в основном исправляются на этапах исправления пересвеченных пикселей, и космических лучей, описанных ранее.

Коррекция персистенции

Малоизученным фактором, влияющим на качество получаемых данных, является эффект персистенции [46] — длительного увеличения темнового тока сильно засвеченных пикселей после конца засветившей их экспозиции. Описание теоретической модели появления персистенции можно увидеть на рис. 2.6. Этот эффект может проявляться часами, искажая наблюдаемую картину. Наибольшее влияние он оказывает при спектральных наблюдениях — в этом случае средний сигнал на матрице во время спектральных наблюдений сильно меньше, чем во время фотометрических и вклад персистенции может быть значительным. При этом о самой природе эффекта до сих пор ведутся споры, разрабатываются феноменологические модели и делаются попытки построения алгоритмов коррекции [47]. Для нашего детектора наличие этого эффекта сильно затрудняет как точную фотометрию слабых объектов, так и получение качественных спектральных данных. Пример кадра с ярко выраженным эффектом персистенции, полученного в результате наблюдений яркой звезды в режиме дизеринга (в этом режиме выполняется небольшое смещение телескопа после каждого кадра) можно увидеть на рис. 2.7.

Нами так же была разработана феноменологическая модель персистенции специально для используемого нами детектора HAWAII-2RG камеры ASTRONIRCAM.

Распределение эффекта по кадру

Для определения зависимости силы эффекта персистенции от координат на детекторе была проведена серия экспериментов. Весь детектор равномерно освещался засветкой до приблизительно 3 кратного пересвета пикселей, после чего получались темновые кадры, большая часть сигнала в которых и является послесвечением после первичной засветки. Далее из полученных темновых кадров вычитался средний уровень темнового тока без засветок, кадры складывались и сглаживались, для компенсации влияния непостоянных мелких неоднородностей детектора и космических лучей.

К сожалению, таким образом возможно получить относительную амплитуду эффекта только для фотометрической области приемника. Поэтому

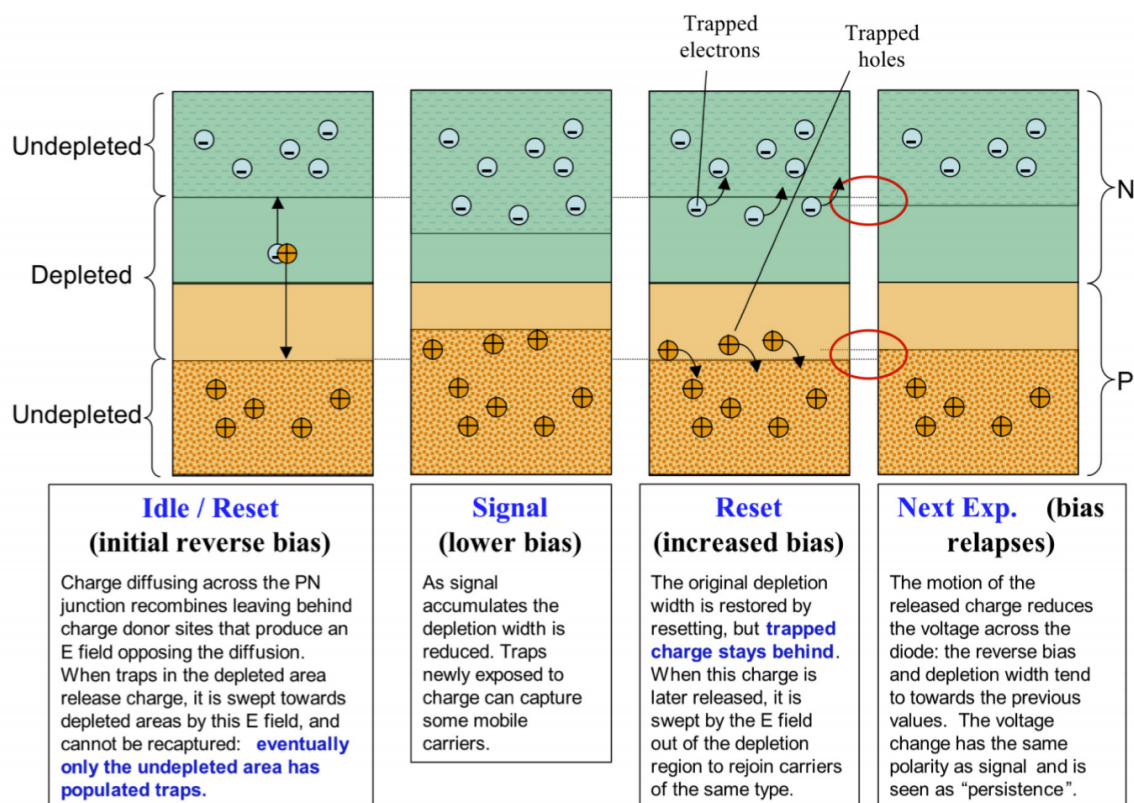


Рисунок 2.6 — Теоретическая модель персистенции. При экспозиции заряды могут попадать в ловушки внутри структуры полупроводника и выходить из них на последующих экспозициях, создавая дополнительный темновой ток.

Рисунок взят из статьи [46] .

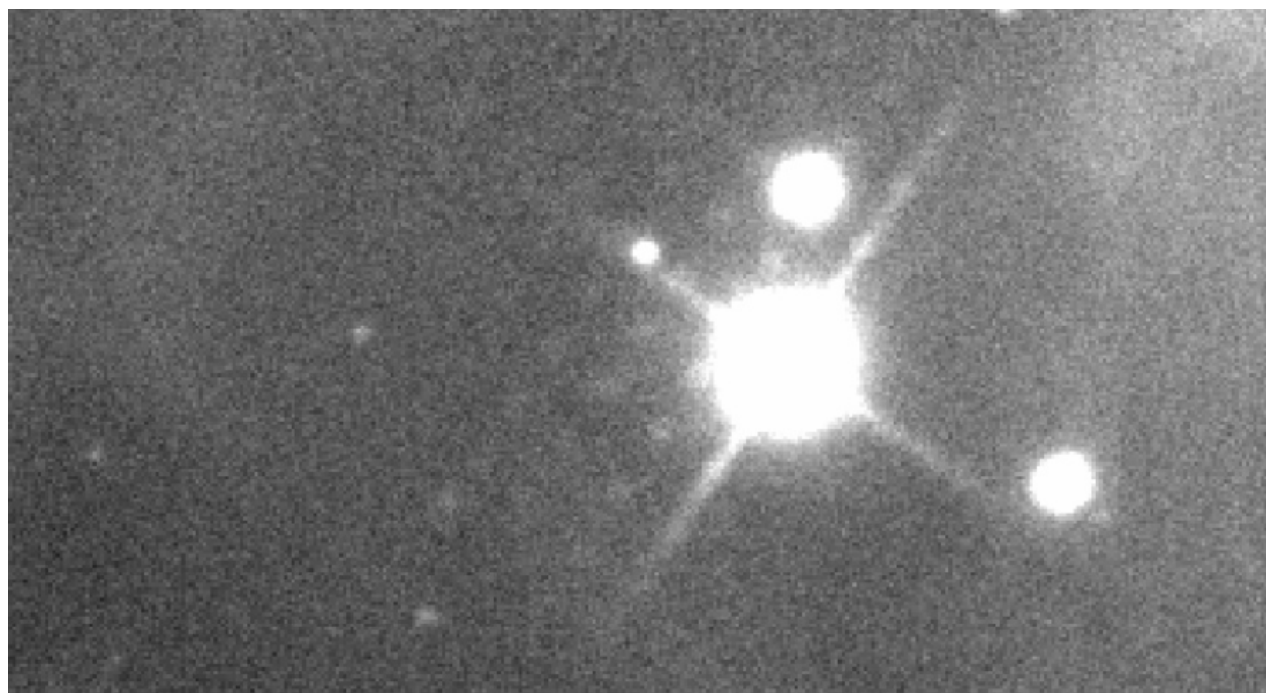


Рисунок 2.7 — Пример эффекта персистенции. Вся равномерная сетка объектов рядом с яркой звездой — это ее остаточные изображения.

для остальных пикселей, которые используются при наблюдении в некоторых спектральных режимах, в дальнейшем использовалось некоторое среднее значение по полученному темновому кадру. Таким образом, в результате этой серии экспериментов получена карта относительной амплитуды эффекта персистенции по детектору, которую можно видеть на рис. 2.8. Похожие структуры на матрице можно заметить и в просто темновом токе, который, после нескольких лет использования приемника, тоже скорее всего является очень долгоживущей персистенцией от прошлых наблюдений.

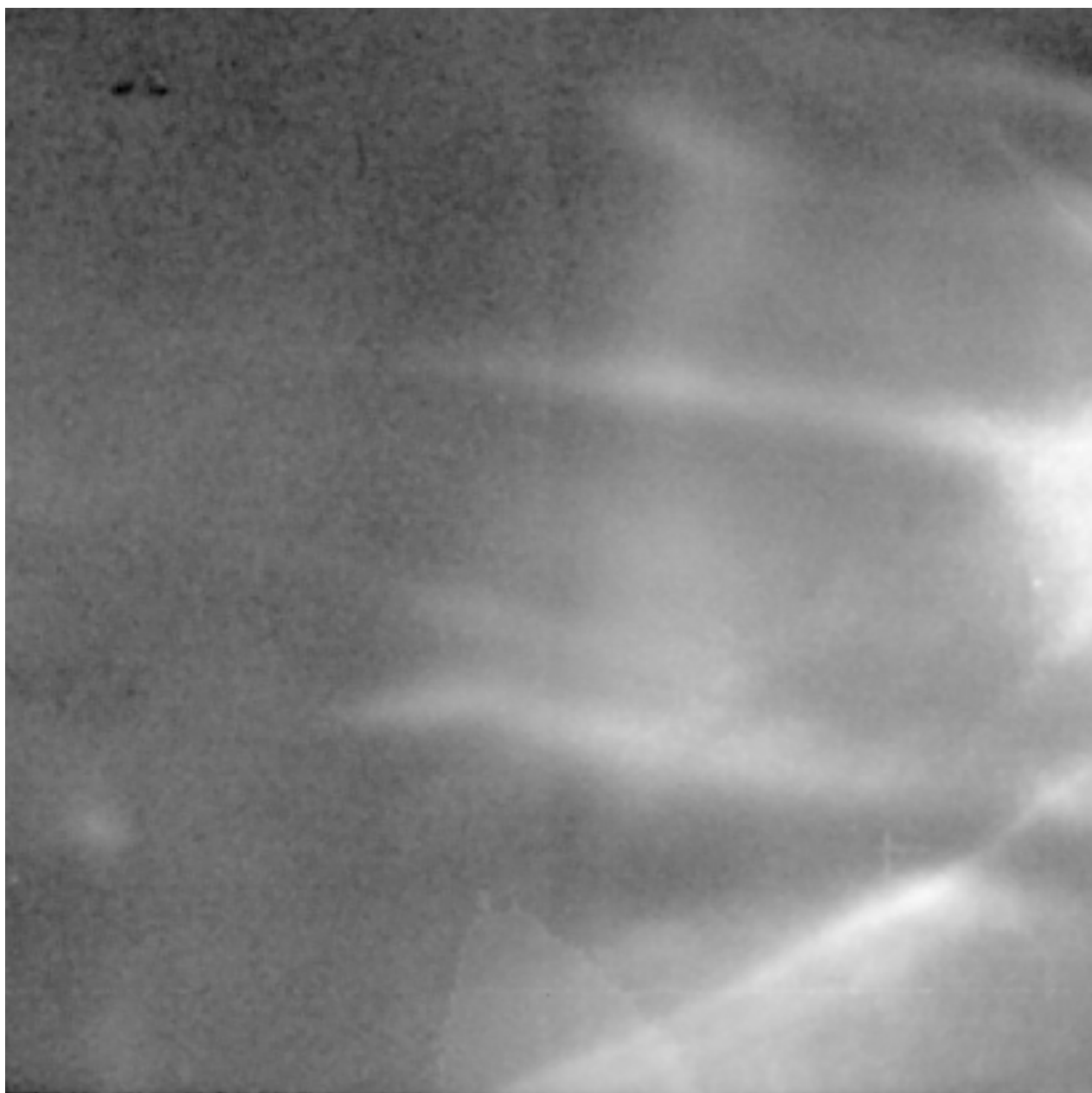


Рисунок 2.8 — Карта интенсивности персистенции в логарифмическом масштабе. Наиболее яркие участки более чем в 2 раза превышают средний уровень.

Модель эффекта

Известно, что величина послесвечения падает со временем после засветки. Но не известно, как зависит и зависит ли скорость выхода заряда из ловушек обратно от уровня засветки пикселя, образовавшей послесвечение. Для достаточно быстрого получения данных о величине персистенции были использованы сильно пересвеченные спектры калибровочной аргоновой лампы в режиме кроссдисперсии. Такой метод дает возможность на одном кадре получить большое количество пикселей с сильно разным уровнем засветки, и одновременно наблюдать за уровнем послесвечения в них.

В результате изучения первых серий полученных данных для моделирования персистенции было решено использовать несколько падающих профилей с разными временными шкалами, амплитуды которых зависят от уровня засветки, вызвавшей персистенцию. В качестве профилей из общефизических соображений были выбраны спадающие экспоненты. Экспериментальную зависимость сигнала персистенции от времени можно увидеть на рис. 2.9.

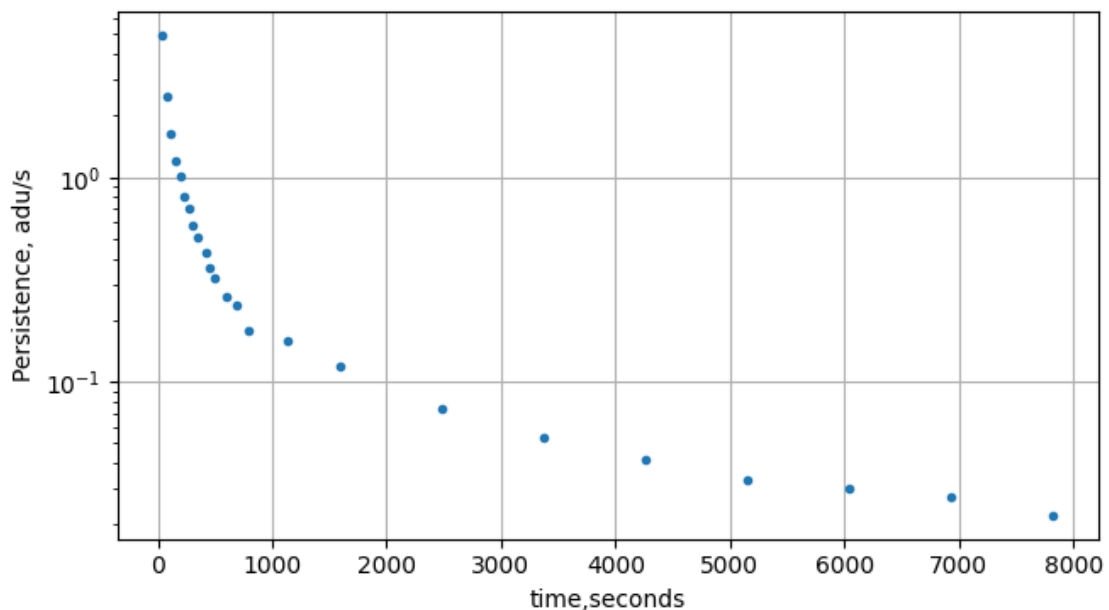


Рисунок 2.9 — Зависимость уровня персистенции от времени.

После этого стало возможным разделить зависимости амплитуды эффекта от времени и от уровня засветки. Далее выполнялась аппроксимация зависимости персистенции от времени созданной моделью. Было установлено, что при превышении засветки определенного предела, составляющего примерно 2-3 полные ячейки, амплитуда персистенции почти перестает увеличиваться с увеличением засветки. Так же этот факт подтверждает, что

остаточные изображения самых ярких звезд «плоские», а не повторяют форму звезды — гауссиану. Так же почти не наблюдается послесвечения после малых засветок, менее половины ячейки. Пример зависимости амплитуды двух экспонент от уровня засветки и вариант ее аппроксимации можно видеть на рис. 2.10. Исходя из полученной зависимости амплитуд экспонент от уровня засветки было решено описывать эту зависимость двумя прямыми, с большим наклоном для засветок до примерно 2 ячеек, и с малым или даже нулевым наклоном для больших засветок.

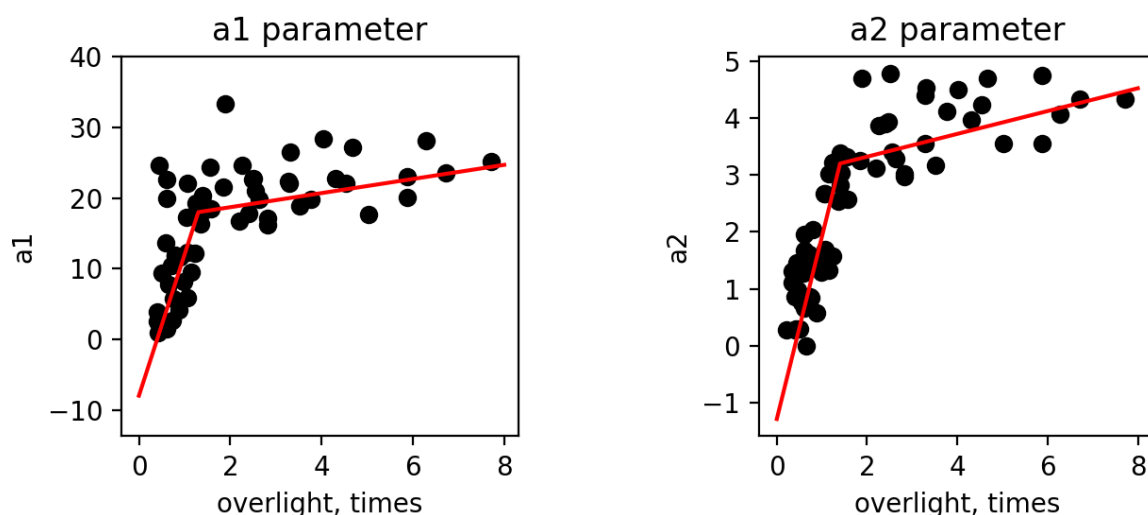


Рисунок 2.10 — Зависимость амплитуды экспонент от уровня первичной засветки в пикселе. Временные шкалы экспонент составляют 20 секунд и 100 секунд соответственно. В дальнейшем эти зависимости были уточнены аппроксимацией всех параметров модели одновременно.

Во время первичной обработки и моделирования персистенции было получено, что для описания эффекта с достаточной точностью необходимо 4 экспоненциальных профиля, с временными шкалами по 20, 100, 500 и 5000 секунд. Конечно, существует и более долговременная персистенция, но ее амплитуда очень мала и мало влияет на получаемые данные. Так же исследования столь долговременных процессов мешают процессу научных наблюдений, ведь каждый полученный кадр с источниками света или небом создает новую, гораздо более сильную персистенцию. А надолго останавливать наблюдения на приборе не представляется возможным.

Исправление эффекта

Для коррекции эффекта создана программа на языке python, которая сейчас

является часть общего пайплайна обработки данных. Она работает за время $O(n)$ от количества обрабатываемых кадров. Алгоритм работы программы можно описать следующим образом:

1. Программа получает информацию обо всех кадрах, включая фокусировочные за обрабатываемую ночь наблюдений. Так как фокусировочные кадры не планируется долго сохранять на диске, для создания возможности в дальнейшем переобработать старые кадры после изменения пайплайна или его настроек, отдельно сохраняется информация об ярких пикселах в фокусировочных кадрах. При пороговом значении в половину засвета ячейки такая информация занимает гораздо меньше места на диске, чем сами фокусировочные кадры.
2. На основе созданной модели рассчитывает добавочный сигнал от персистенции, учитывая все кадры данной ночи снятые до обрабатываемого кадра. На этом моменте сильно помогает использование экспонент. Благодаря тому, что мы можем легко пересчитать значения персистенции из одного момента времени в другой, можно обрабатывать кадры последовательно, просто сохраняя матрицы персистенции от всех предыдущих кадров. Это позволяет добиться линейного времени выполнения по количеству кадра.
3. После этого расчетная персистенция вычитается из всех считываний корректируемого кадра, так общий расчет для всего кадра оказывается недостаточно точным при больших выдержках и/или небольшом прошлом с момента засветки времени.
4. После обработки всех неразрушающих считываний для получения одного кадра необходимо повторно выполнить коррекцию за нелинейность и вычисление полного сигнала. Пример результатов коррекции персистенции можно увидеть на рис. 2.11.

К сожалению, в некоторых случаях наблюдается сильное отличие реальной персистенции от расчетной, возможной причиной этого может являться неучет более сложного поведения зарядов в ловушках. В модели подразумевается, что персистенция от двух последовательных засветок равна сумме персистенций от этих засветок, что возможно является сильным, но необходимым упрощением. В подавляющем же большинстве проверенных случаев

использование данного алгоритма в несколько раз снижает уровень персистенции в обрабатываемых кадрах.

Несмотря на достаточно громоздкий алгоритм и использование не самых подходящих для таких расчетов программных инструментов, все вычисления даже для очень насыщенной наблюдательной ночи выполняются не более 2 часов. А это значительно меньше времени между концом одних наблюдений и началом следующих.

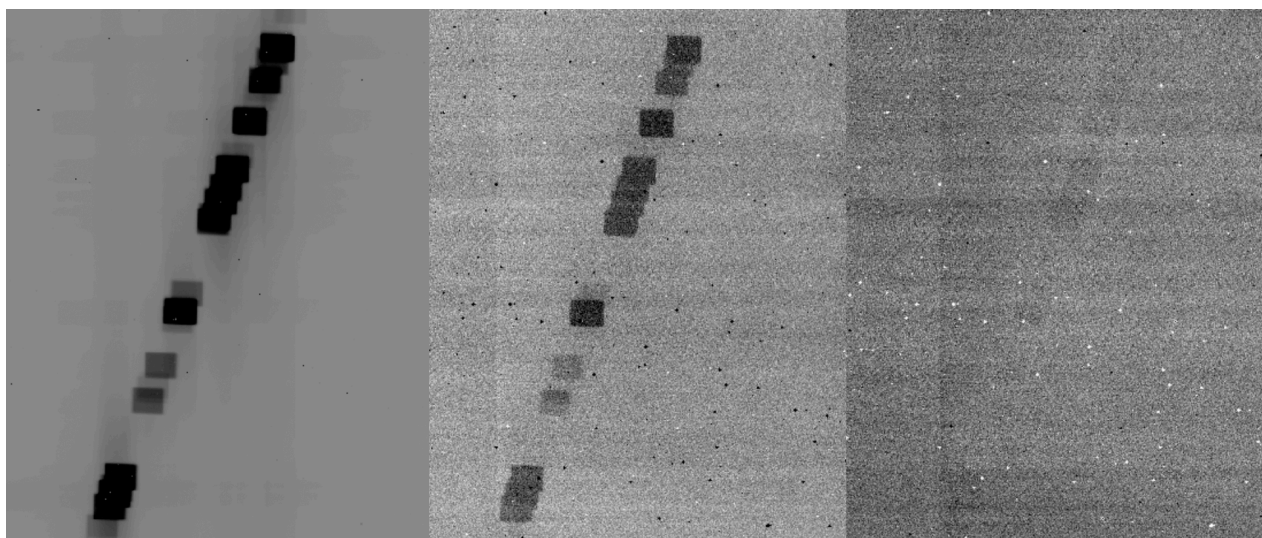


Рисунок 2.11 — Пример исправления персистенции алгоритмом. На левом рисунке исходная засветка, на центральном сама персистенция, и на правом результат коррекции.

На рис. 2.12 показан фрагмент кадра, на котором видна история засветки яркой звездой в течение многих последовательных экспозиций — из кадра, при обработке которого был отключен этап коррекции персистенции, был вычтен кадр, прошедший такую обработку с коэффициентами коррекции, полученными почти за год до этого. На рисунке хорошо видна описанная особенность персистенции — равномерность распределения сигнала вблизи центра каждого пятна, где в ходе экспозиции емкость ячейки была перекоплена в ~ 2.5 раза. Кроме регулярной структуры, оставшейся от дизеринга яркой звезды во время серии из 108 экспозиций, на рис. 2.12 заметны и пятна персистенции, оставшиеся от предыдущих серий.

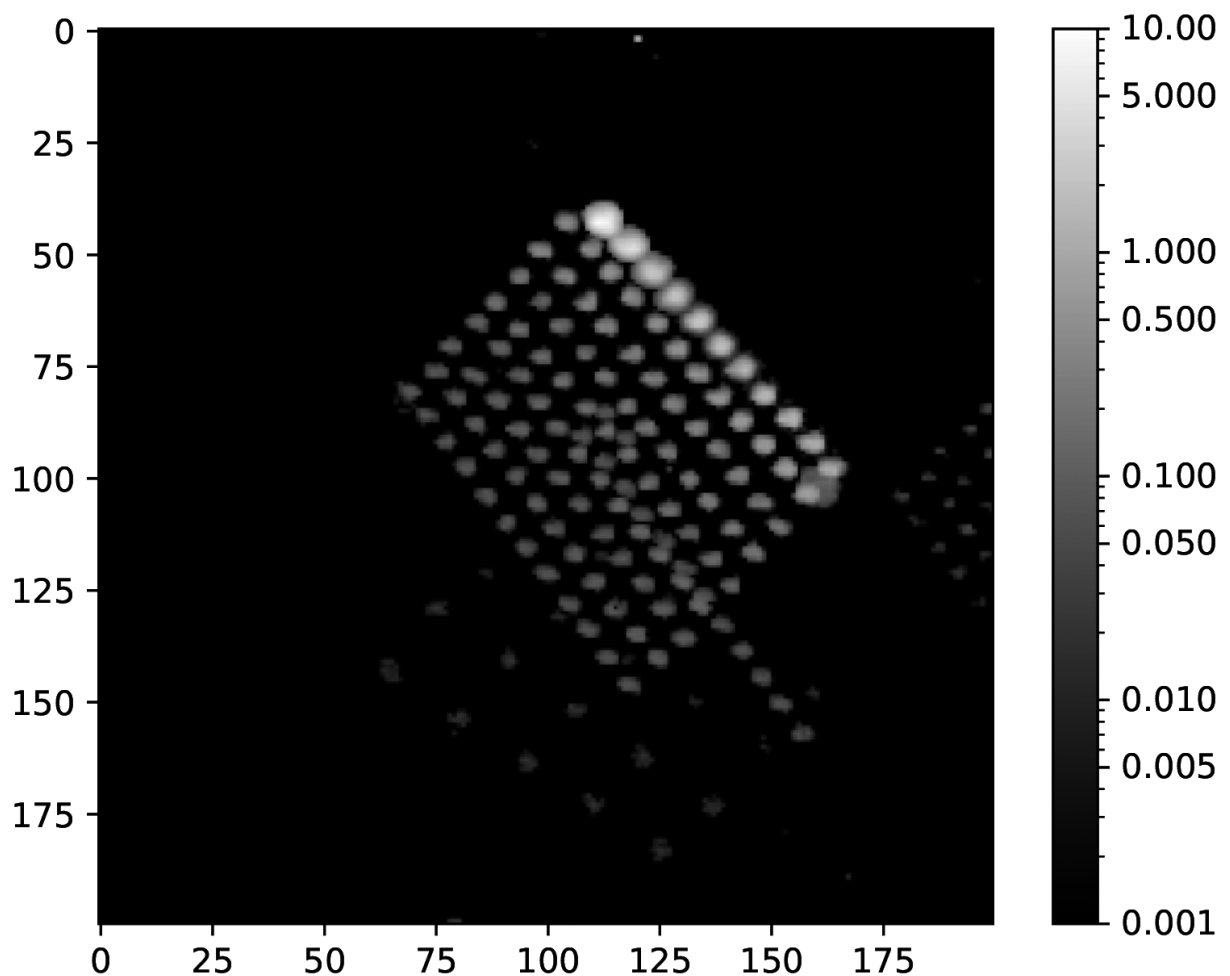


Рисунок 2.12 — Фрагмент изображения, полученного вычитанием из кадра без коррекции персистенции кадра с выполненной коррекцией. Справа показана логарифмическая шкала в ADU

Коррекция за плоские поля и фон неба

Для выполнения точных фотометрических наблюдений необходим корректный учет плоского поля и возможных паразитных источников света на детекторе. В случае инфракрасных наблюдений в диапазоне К ситуация сильно осложняется тепловым излучением самого телескопа. Из-за сложной конфигурации оборудования и оптических элементов внутри трубы телескопа, а также внешних источников по типу инфракрасной подсветки камер наружного наблюдения, точный расчет паразитных засветок не представляется возможным. Поэтому для учета этого эффекта требуются дополнительные калибровочные измерения. Каждый полученный научный кадр можно пред-

ставить в виде

$$Frame = Flat \cdot (Signal + Background) + Dark$$

Где $Flat$ – коэффициенты классического плоского поля, $Background$ – сильно зависящий от положения и температуры телескопа фон, включая фон неба, $Dark$ – темновой ток и персистенция, и $Signal$ – собственно полезный сигнал.

Необходимые калибровочные данные

Для полноценного учета плоских полей и фона в случае необходимости точных фотометрических измерений или измерений протяженных объектов мы используем два набора калибровочных кадров. Первый это снимаемые квази-одновременно с научными экспозициями кадры фона. Для этого в программе управления телескопа при наблюдениях реализован специальный режим, в котором каждые несколько (обычно 5-6) основных кадров телескоп переезжает на заранее заданную площадку рядом с исследуемой областью с меньшим количеством звезд и без протяженных объектов и снимает там 2-3 кадра с такой же экспозицией. Так как площадка расположена близко к исследуемой области фон от неба и телескопа на ней почти не отличается от фона на научных экспозициях. В дальнейшем медианным сложением полученных калибровочных кадров без смещения получается мастер-кадр фона, используемый при дальнейшей обработке. Этот калибровочный кадр можно представить в виде

$$CalF1 = Flat \cdot (Background) + Dark$$

Второй набор кадров, собственно плоское поле, получают вблизи захода/восхода Солнца. У нас в обсерватории эти кадры часто называют «утренними» плоскими полями. В этом случае плоские поля снимаются с минимально возможной экспозицией на очень ярком небе, что позволяет пренебречь собственным фоном телескопа, темновым током и другими эффектами, и считать, что полученный кадр не содержит в себе ничего кроме постоянного фона неба умноженного на коэффициенты плоского поля. Мастер кадр плоского поля получается по алгоритму, описанному в статье Hsu et al. 1993 [48]. Этот калибровочный кадр можно представить в виде

$$CalF2 = Flat \cdot (BrightSky + Background) + Dark \approx Flat \cdot (BrightSky)$$

Причем фона неба BrightSky можно считать постоянным по всему кадру. Эти калибровочные данные необходимы в каждом фильтре, в котором выполнялись экспозиции. Кадры фона снимаются для всех наблюдений, где необходима высокая точность не апертурной фотометрии или фотометрия протяженных объектов (в иных случаях можно обойтись только обычными плоскими полями). Кадры плоских полей по возможности снимаются каждый заход или восход Солнца, при условии подходящей для плоских полей погоды. Опытным путем установлено, что начинать снимать плоские поля на закате можно уже при высоте Солнца -2 градуса над горизонтом.

Исправление эффектов

При наличии обоих калибровочных кадров учет фона неба и плоского поля происходит следующим образом. Из научной экспозиции вычитается мастер кадр фона неба.

$$Frame - CalF1 = Flat \cdot Signal$$

При этом вычитается фон телескопа, фон неба и темновой ток. Часть персистенции может оставаться так как она меняется со временем, но она уже была дополнительно скорректирована отдельно. Как видно из формулы, полученный кадр искажен только умножением на коэффициенты плоского поля. А Мастер-кадр плоского поля после нормировки на единицу уже является стандартным кадром плоского поля и содержит как раз эти коэффициенты. Таким образом полезный сигнал мы получаем по формуле

$$Signal = \frac{Frame - CalF1}{CalF2}$$

Пример плоского поля и фона можно видеть на рисунке 2.13.

Механизм работы пайплайна обработки

Пайплайн обработки данных камеры ASTRONIRCAM представляет собой набор скриптов, реализованных на языке программирования python третьей версии. Разделение процедуры обработки на отдельные и мало связанные

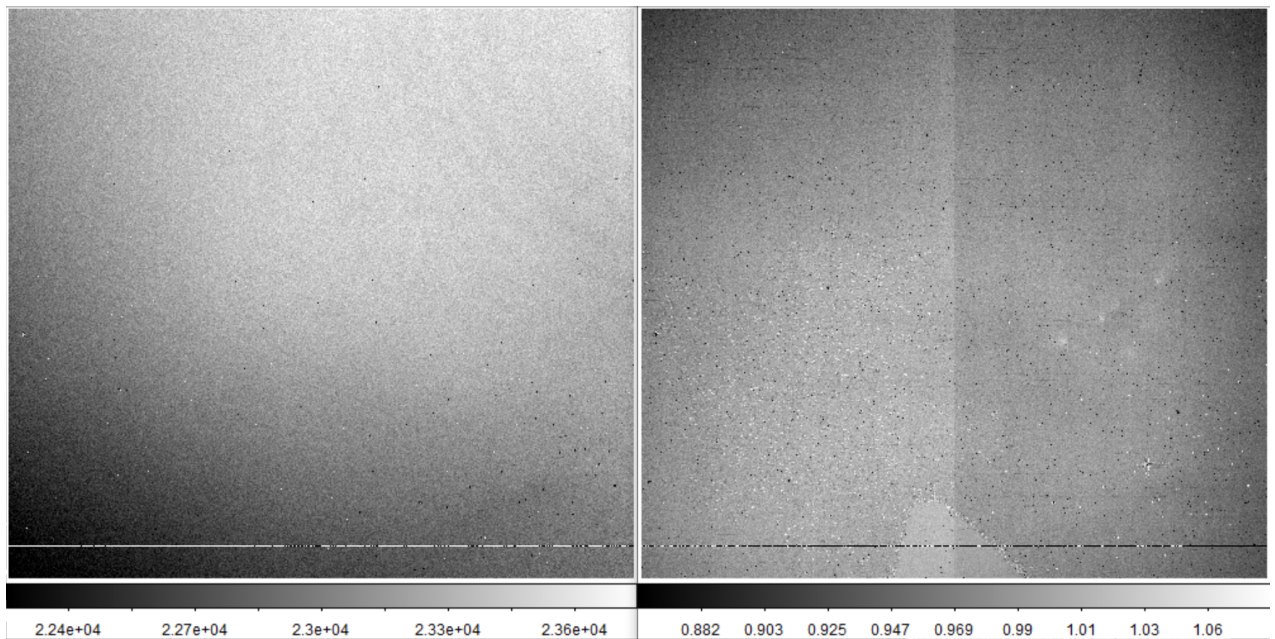


Рисунок 2.13 — Фон неба (слева) и плоское поле (справа) при наблюдении в фильтре Ks. Фон неба получен делением $\frac{CalF1}{CalF2}$ и формально содержит еще и темновой ток разделенной на плоское поле, но амплитуда темного тока мала и не влияет на полученную картинку. Как видно в данном случае амплитуда изменения плоского поля составляет чуть менее 20%, а амплитуда неоднородности фона – 5%.

программы позволяет добиться большей гибкости в разработке и использовании программ. Например, возможно быстро изменять последовательность обработки, или выключать отдельные этапы обработки. Общение между отдельными компонентами пайплайна осуществляется с помощью ключей командной строки и записи необходимых для дальнейшей обработки данных информации в заголовки промежуточных fits файлов.

Вся обработка выполняется на специальной выделенной для этого виртуальной машине, к которой по сети подмонтированы диски с данными наблюдений. По умолчанию каждый день, утром после окончания наблюдений, запускается обработка всех данных за ночь со стандартными настройками. Запуск выполняется автоматически с помощью демона cron, широко используемого в unix системах для подобных задач. При необходимости можно вручную запустить как полный цикл обработки для определенной даты, так и только отдельные этапы. Это может быть необходимо, например, при изменении некоторых алгоритмов, или при получении новых калибровочных данных.

Дополнительная копия всех используемых программ так же развернута на машине, используемой непосредственно для наблюдения на камере ASTRONIRCAM. При необходимости обработку можно выполнять «на лету», а не в конце наблюдательной ночи, однако сейчас эта возможность не используется. Основным ограничением является необходимое время для обработки. В минимальном варианте оно составляет около 2-3 секунд на кадр, что не много, но тратит ночное время и ресурсы и так занятого общением с контроллером камеры компьютера. Так же из-за использования интерпретируемого языка python, части пайплайна легко запускать на любых других машинах, например на личных ноутбуках, в целях отладки или просто большего контроля за процессом обработки данных.

2.2 Характеризация спектрального режима камеры

Спектральный режим в ASTRONIRCAM реализован с помощью гризм, нарезанных на призмах из ZnSe, которые могут устанавливаться вместо фотометрических фильтров. Они установлены в двух турелях фильтров вблизи зрачка оптической системы: в одной две вспомогательные гризмы для реализации режима кросс-дисперсии (65 и 81 штрихов/мм), работающие в 1 порядке, во второй – основная гризма (162 штрихов/мм), работающая в 3-6 порядках (в зависимости от требуемого спектрального диапазона).

При работе в спектральном режиме используется одна из 10 сменных щелей, установленных в фокальной турели. Пять щелей имеют длину около 1 мм (slit2 – slit6), пять щелей – около 27 мм (slit7 – slit11). С учетом масштаба в фокальной плоскости 10.3 "/мм, это соответствует угловым длинам 10" и 280", соответственно. В режиме кросс-дисперсии используются только короткие щели. В каждом комплекте имеются щели шириной 0."9, 1."3, 1."8, 2."7 и 7."2 (в проекции на небо).

Для отсеечения нерабочих порядков при наблюдениях без гризм кросс-дисперсии используются специальные светофильтры YOS (Y Order Sorter), JOS (J Order Sorter) и фотометрические фильтры H и K, установленные в том же колесе фильтров, что и гризмы кросс-дисперсии. Светофильтры для отсеечения лишних порядков в режиме кросс-дисперсии (YJOS и HKOS) наклеены

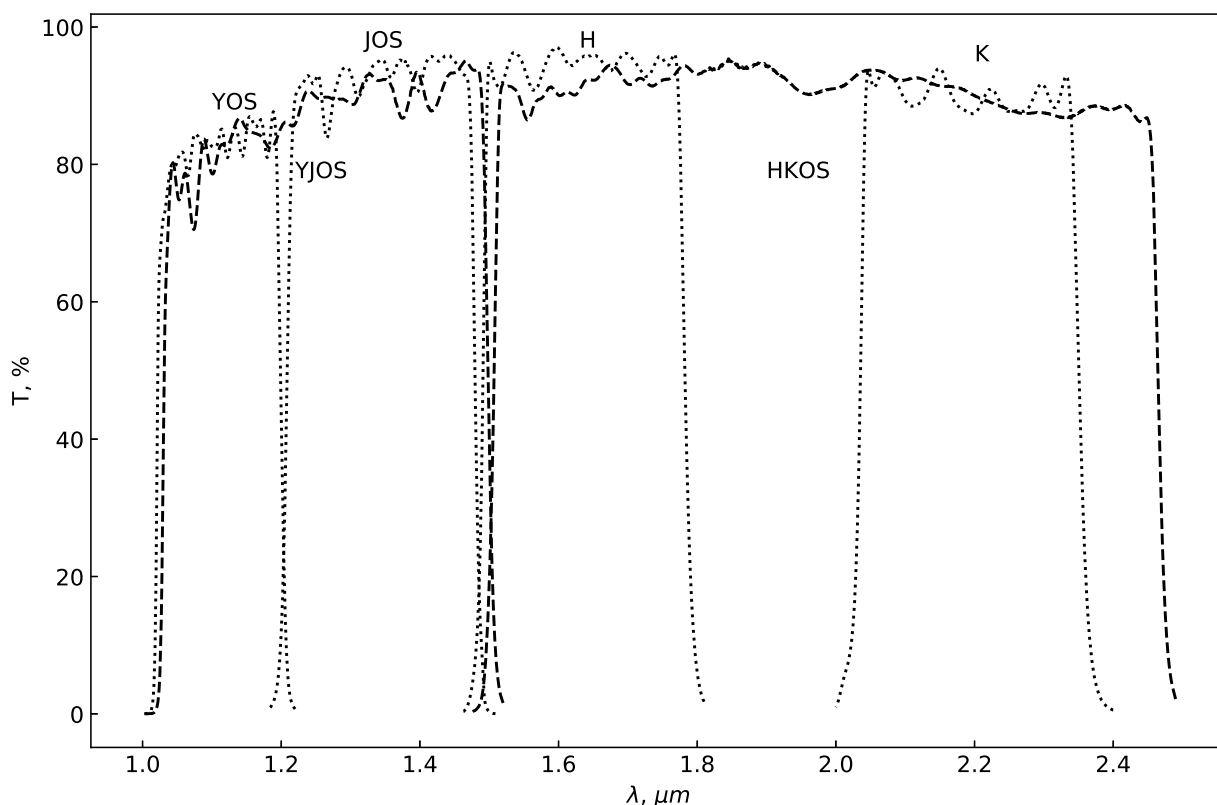


Рисунок 2.14 — Кривые пропускания фильтров, выделяющих различные спектральные диапазоны спектрографа

непосредственно на соответствующие кросс-дисперсионные призмы. При работе в режиме кросс-дисперсии на одном кадре получаются спектры сразу двух диапазонов, соответствующих светофильтрам YOS+JOS или H+K. Кривые пропускания фильтров, отсекающих нерабочие порядки, приведены на рис. 2.14.

Перед входным окном камеры установлено подвижное плоское зеркало, с помощью которого можно направлять свет от калибровочного блока на входную щель. Калибровочный блок оснащен двумя источниками света (аргоновой лампой и лампой накаливания), интегрирующей сферой и конденсором. Примеры калибровочных кадров, полученных с длинной щелью и в режиме кросс-дисперсии показаны на рис. 2.15. Однако из-за ошибок изготовления данного узла профиль засветки щели калибровочным блоком сильно отличается от профиля засветки светом через телескоп.

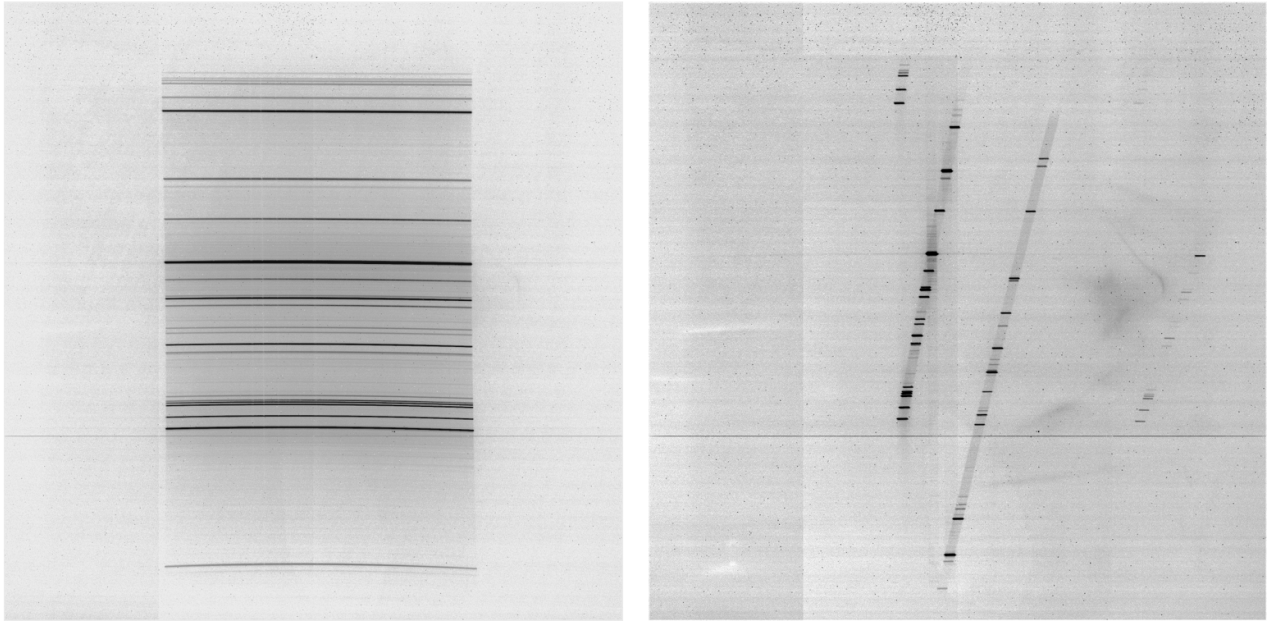


Рисунок 2.15 — Примеры спектров аргоновой лампы в режиме длинной щели (слева) и кросс-дисперсии (справа).

Подготовка калибровочных спектральных данных

Рассмотрим сначала работу спектрографа в режиме длинной щели. Наблюдения с ней могут проводиться в одном из четырех спектральных диапазонов, в зависимости от используемого фильтра сортировки порядков: YOS, JOS, H и K (см. рис. 2.14). Получаемый спектр отягощен геометрическими искажениями: кривизной монохроматического изображения щели, зависящей от длины волны, и разным наклоном спектра, зависящим от положения объекта на щели.

Редукция рабочих спектров выполняется с помощью заранее подготовленных матриц и полиномов коррекции. Они строятся по спектрам аргоновой лампы, лампы накаливания и звездным спектрам.

В начале рассчитываются матрицы смещений для выпрямления монохроматических изображений щели. Для этого используется следующий алгоритм:

1. Получаются снимки спектров калибровочной аргоновой лампы
2. В спектре в направлении дисперсии определяется положение локальных максимумов, соответствующих спектральным линиям (при этом не используются близко расположенные линии)

3. Каждая из найденных спектральных линий делится на малые участки длиной 10 пикселей, для которых определяются координаты центра линии на оси перпендикулярной щели. Принимая положение одного из краев спектра за неискаженное, получаем зависимость смещения центра профиля линии от координат на кадре для каждой из отображенных ранее линий.
4. Полученные смещения аппроксимируются двумерным полиномом степени от 2 до 4 в зависимости от спектрального диапазона.
5. Оставшиеся после исправления кривизны линий систематические отклонения положения центров линий от прямой с амплитудой до 0.2 пиксела не зависят от места линии в спектре, но зависят от диапазона (YOS, JOS, H или K), в котором производится калибровка. Остаточное искривление достаточно быстро меняется вдоль щели, и поэтому для окончательного исправления кривизны используется полином 10 степени (по числу нулей функции остаточных отклонений) по координате вдоль щели.

Результатом работы алгоритма для каждого спектрального диапазона является матрица значений, сдвигом на которую в произвольном спектре исправляется кривизна спектральных линий. В среднем амплитуда остаточных отклонений не превышает 0.05 пиксела (порядка 1.3 мкм или 0.013'' в фокальной плоскости). Наличие этих отклонений возможно связано с ошибками изготовления щелей. Остаточные отклонения кривизны линий можно видеть на рисунке 2.16. В среднем их амплитуда не превышает 0.05 пикселя.

Наклон спектра, разный для разных точек щели, исправляется по нескольким спектрам звезды в каждом из рабочих спектральных диапазонов, полученным при различном положении звезды вдоль щели. Как и в случае исправления кривизны спектральной линии, алгоритм ищет спектр звезды на изображении. Затем спектр разбивается вдоль направления дисперсии на малые участки длиной 20 пикселей, усредняется вдоль этого же направления и аппроксимацией функцией Гаусса определяется центр каждого из участков. Найденные таким образом положения аппроксимируются двумерным полиномом 3-4 степени. Максимальное измеренное изменение масштаба спектра составляет 8 пикселей при длине в 1200 пикселей, т. е. менее 1%. Результат исправления геометрических искажений спектра можно видеть на рисунке 2.17.

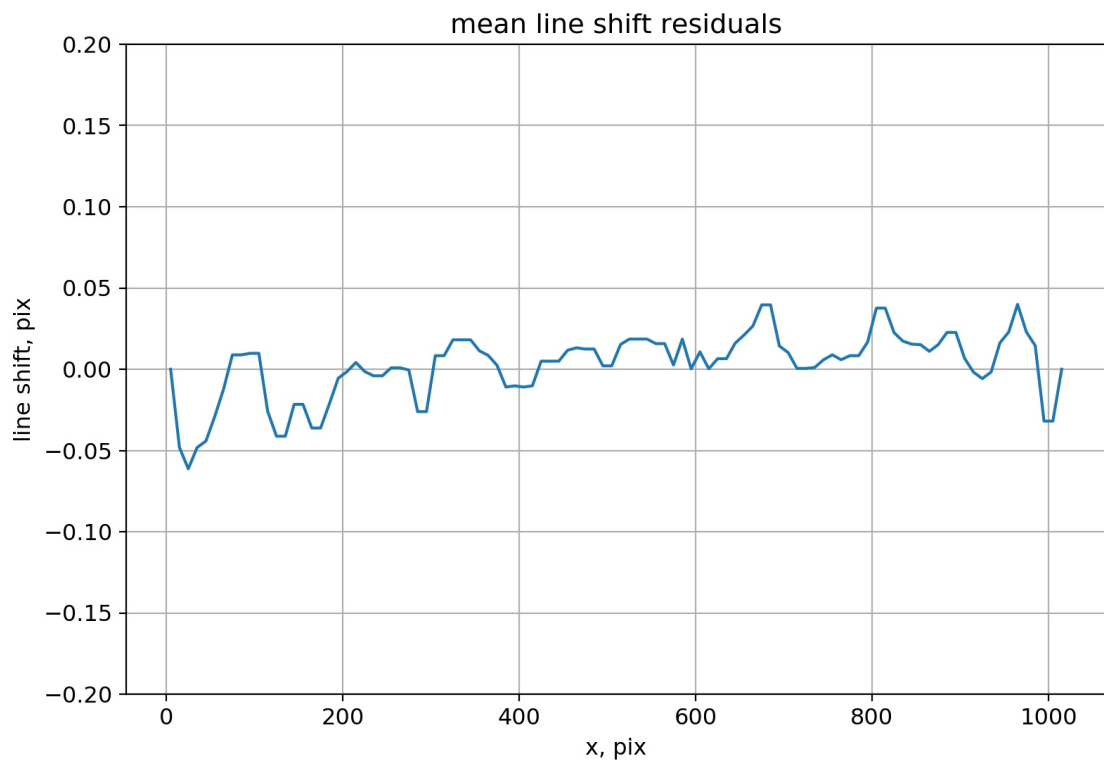


Рисунок 2.16 — Остаточные отклонения кривизны линий.

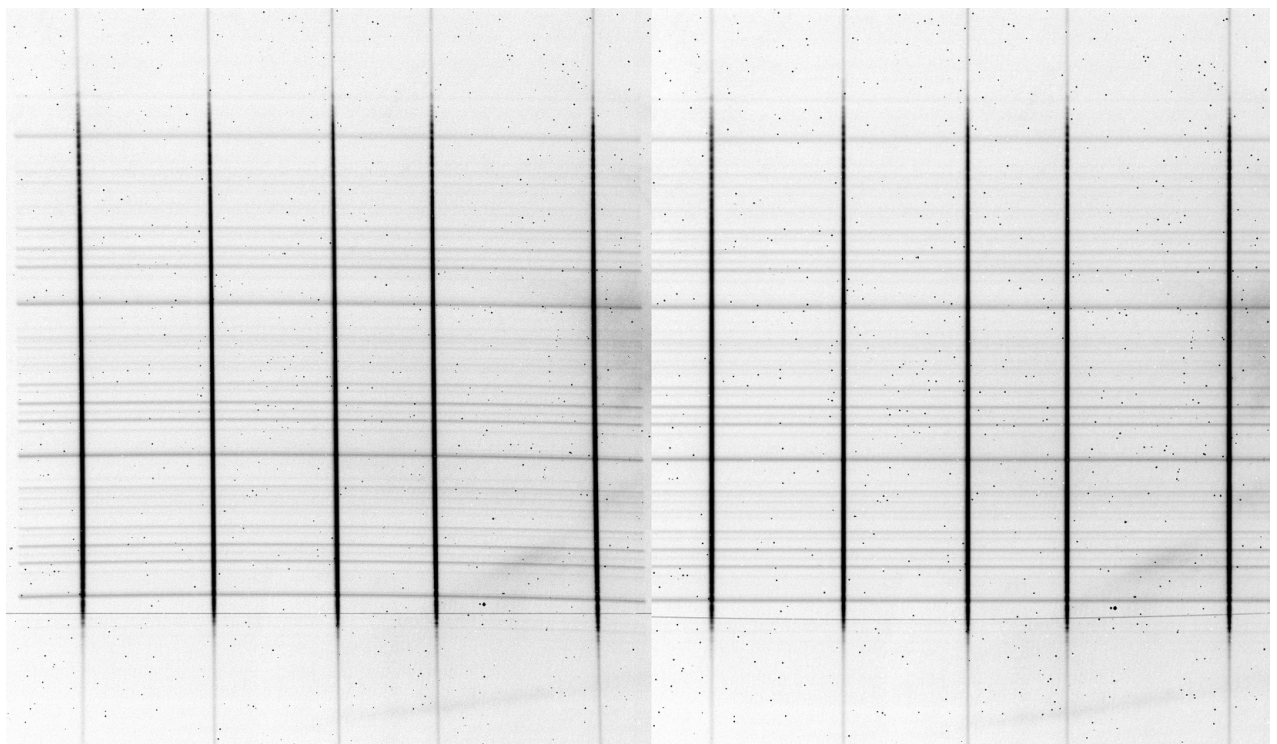


Рисунок 2.17 — Результат коррекции геометрических искажений.

Выше была описана процедура выравнивания спектра, после которой Y координате кадра (отсчитывается вдоль направления дисперсии) соответствует некоторая длина волны, а X координате — положение вдоль щели.

Дисперсионная кривая строится по спектру калибровочной аргоновой лампы (Rao et al. 1966 [49]). Для этого спектр, полученный в каждом из диапазонов, аппроксимируется модельным спектром. Искомыми параметрами выступают коэффициенты дисперсионной кривой и коэффициенты, описывающие форму линий (используется профиль Гаусса). В результате зависимость длины волны от координаты на изображении описывается полиномом 3 степени. Используемый профиль линии хорошо описывает инструментальный контур для узких щелей. Для самых широких щелей требования к точности определения дисперсионной кривой снижаются и так же достаточно использования профиля Гаусса. Примеры аппроксимации реального калибровочного спектра модельным приведены на рисунке 2.18.

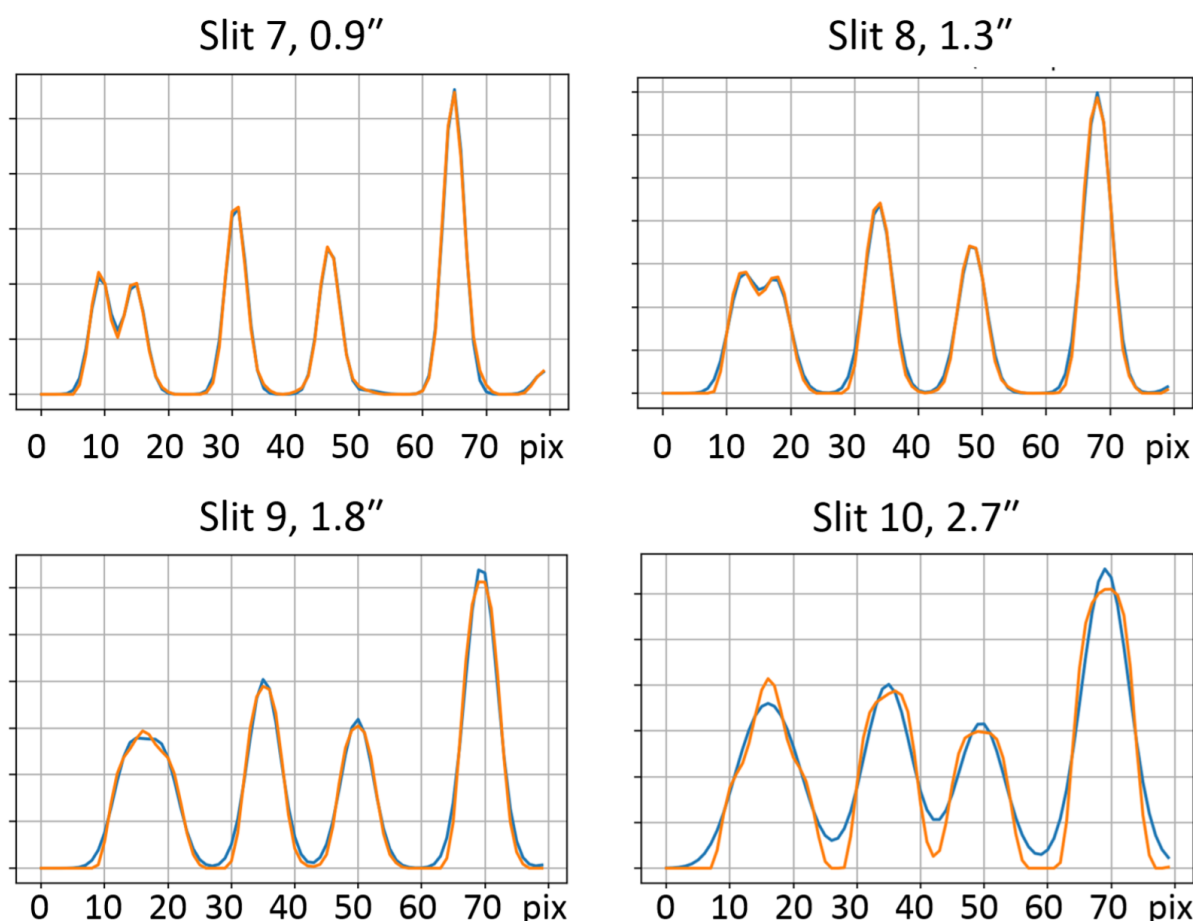


Рисунок 2.18 — Аппроксимация реального калибровочного спектра (оранжевая линия) модельным (синяя линия)

Таким образом в результате работы алгоритма из калибровочных спектров аргоновой лампы получается попиксельная матрица смещений, необходимых для выпрямления спектра, и зависимость координаты на кадре от длины волны (дисперсионная кривая).

При наблюдениях в режиме кросс-дисперсии используется короткая щель, а рабочие порядки спектров получаются наклонными относительно направления дисперсии основной гризмы.

Получение матриц смещений для режима кросс-дисперсии начинается с определения наклона рабочих порядков спектра, вызванного действием дополнительной гризмы. Для этого используется непрерывный спектр калибровочной лампы накаливания. Изображение каждого порядка спектра в направлении дисперсии разбивается на несколько десятков участков, для каждого из которых путем аппроксимации прямоугольным профилем с экспоненциальными крыльями определяется центр изображения. Полученный набор положений центра полосы аппроксимируется полиномом третьего порядка. Скорректированный за наклон порядков спектр, так же как и спектр с длинной щелью, имеет искривленные линии и неравномерный угловой масштаб. Однако, из-за в 30 раз более короткой щели эти эффекты оказываются пренебрежимо малы, и их исправление не производится. Существенным оказывается только наклон линий внутри одного порядка, составляющий чуть менее одного пиксела на всю длину щели. Для учета этого линия аппроксимируется линейной функцией, и наклон исправляется аналогично другим геометрическим искажениям.

Дисперсионная кривая для наблюдений в режиме кросс-дисперсии строится так же, как и в режиме длинной щели.

Обработка спектральных наблюдений в ближнем ИК диапазоне

Редукция данных инфракрасных наблюдений значительно отличается от редукции данных оптических наблюдений и является достаточно сложной задачей. Процедура усложняется как особенностями детекторов, например, работой в режиме неразрушающего считывания и нелинейностью детектора во всем рабочем диапазоне сигнала, наличием сильных и переменных полос атмосферного поглощения в ближнем инфракрасном диапазоне, а также трудностей при получении калибровочных кадров из-за собственного свечения телескопа и недостаточной яркости неба.

Процедура обработки начинается с удаления плохих пикселей, которое выполняется по заранее подготовленной карте расположения таких пикселей. Это необходимо делать до коррекции геометрических искажений, так как она может «размазать» плохие пиксели. После этого снимки исправляются за нелинейность чувствительности детектора. Одновременно с этим корректируются значения в тех пикселях, в которых в ходе накопления произошло переполнение емкости ячейки. Это возможно сделать из-за работы детектора в режиме неразрушающего считывания — значение сигнала восстанавливается по тому участку кривой накопления сигнала, в котором он не превышал полную емкость ячейки. Более подробно эта процедура редукции описана в прошлом разделе.

На вход процедуры коррекции геометрических искажений спектров поступают либо отдельные кадры со спектрами, либо кадры с попарными разностями спектров объектов, полученных в режиме дизеринга (наблюдения с малыми смещениями объекта вдоль щели спектрографа между экспозициями).

Спектральная разрешающая сила

При построении дисперсионных кривых одновременно с их параметрами могут быть получены данные о ширине линий и разрешающей способности спектрографа. В табл. 8 представлены усредненные значения ширины линий на высоте половины максимума (FWHM) в спектре аргоновой лампы для разных щелей в каждом рабочем спектральном диапазоне, а также оценки спектральной разрешающей силы $R = 0.88\lambda / FWHM$. Эти оценки хорошо совпадают с теоретическими оценками, приведенными в Nadjip et al. 2017 [3].

Профиль щели

Как было отмечено выше, в состав спектрографа входит калибровочный блок. Однако, ошибки в изготовлении привели к тому, что штатный

Диапазон/ Щель	YOS 1.12 μm	JOS 1.33 μm	H 1.65 μm	K 2.2 μm
Slit7	1270	1040	1030	1200
Slit8	980	850	840	940
Slit9	780	720	700	740
Slit10	510	490	490	490

Таблица 8 — Спектральная разрешающая сила спектрографа ASTRONIRCAM с различными щелями

калибровочный осветитель щели в настоящее время не обеспечивает равномерной засветки входной щели спектрографа (2.19). Поэтому профиль щели определялся нами по наблюдениям эмиссионных линий неба, полученных с высоким отношением сигнал/шум. Оказалось, что в целом форма полученных профилей практически не зависит от спектрального диапазона и ширины щели, а обусловлена виньетированием в оптической системе камеры. На индивидуальных профилях узких щелей присутствуют отдельные понижения пропускания на 5-10%, связанные, по-видимому, с неоднородной шириной щели. Результирующий усредненный профиль щели изображен на рис. 2.19.

Эффективность при работе в спектральном режиме

Световая эффективность ASTRONIRCAM при работе в спектральном режиме оценивалась по наблюдениям спектров звезд спектрального класса A0V, используемых в качестве теллурических стандартов. При этом устанавливалась наиболее широкая щель (7.2''), позволяющая полностью захватить весь поток излучения от наблюдаемой звезды. Используемые нуль-пункты описаны в статье Tokunaga et al. 2005 [50]. При вычислениях считалось, что пропускание атмосферы в зените равно 0.95 (см. [51] для PVW=4–7 мм), центральное экранирование — 0.84, коэффициенты отражения каждого из трех зеркал телескопа — 0.9. Результаты расчетов приведены в табл. 9.

Эффективность камеры в фотометрическом режиме была оценена в работе Nadji et al. 2017 [3]. В полосах *JHK* она достигает 60%. Принимая во

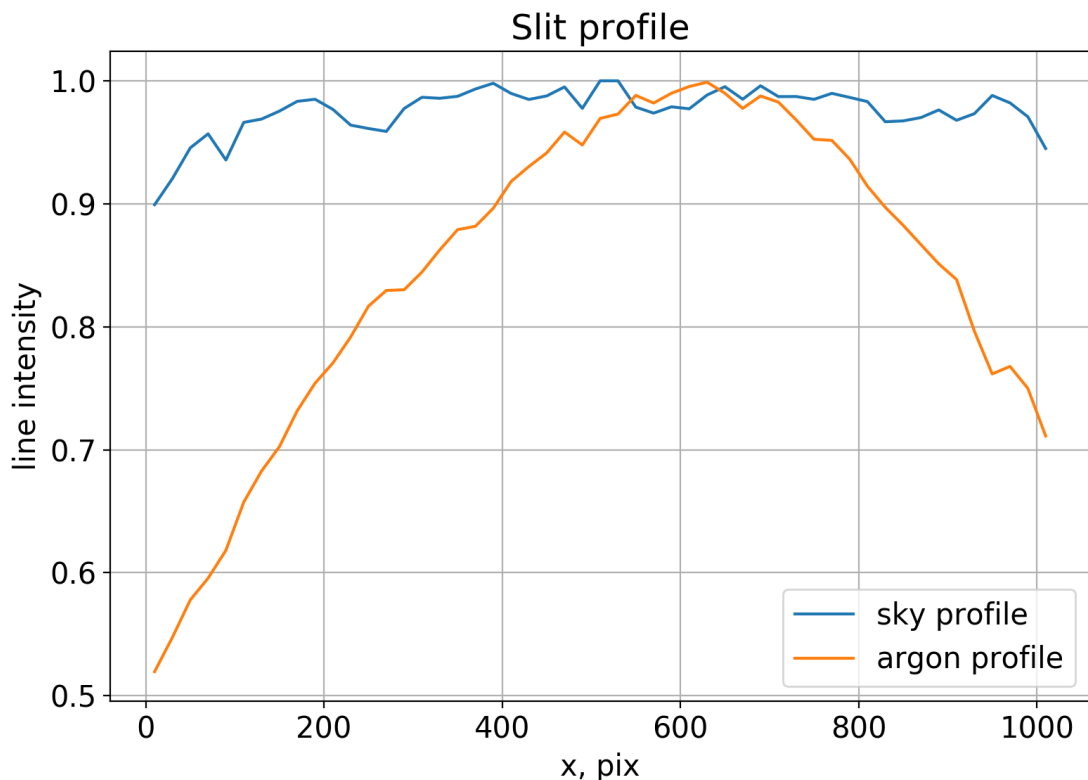


Рисунок 2.19 — Усредненные профили щели, построенные с использованием штатного осветителя (пунктирная линия) и по линиям неба (сплошная линия).

λ , мкм	1.04	1.25	1.64	2.20
Режим однократной дисперсии	6%	9%	11%	14%
Режим кросс-дисперсии	1%	1.5%	2%	2%

Таблица 9 — Эффективность камеры ASTRONIRCAM в спектральном режиме.

внимание, что при работе с длинной щелью в качестве сортирующих порядки фильтров используются в том числе и фотометрические HK фильтры, низкие значения эффективности камеры в спектрофотометрическом режиме говорят о низкой эффективности гризм для рабочих порядков и высоком уровне светорассеяния на них.

На рис. 2.20 приведены примеры спектров неба, полученных с длинной щелью в полосах H и K . Они получены 10.07.2018 при температуре воздуха в приземном слое 17°C на высоте 43° над горизонтом. Видно, что в полосе H преобладает излучение в линиях, которое присутствует и в коротковолновой части полосы K . Тепловое излучение атмосферы и (прежде всего) телескопа

преобладает в длинноволновой части полосы K . В полосах Y и J сигнал от фона в элементе изображения при этом не превышает $0.1 - 0.2 \text{ e}^-/s$. Таким образом, продолжительность экспозиции в спектральном режиме ограничена прежде всего яркостью линий неба и (для полосы K) уровнем теплового излучения телескопа (который не адаптирован для ИК-наблюдений). По нашим оценкам в весенне-летний период фон неба в полосах HK ограничивает максимальную продолжительность одиночной экспозиции величиной около 5 часов.

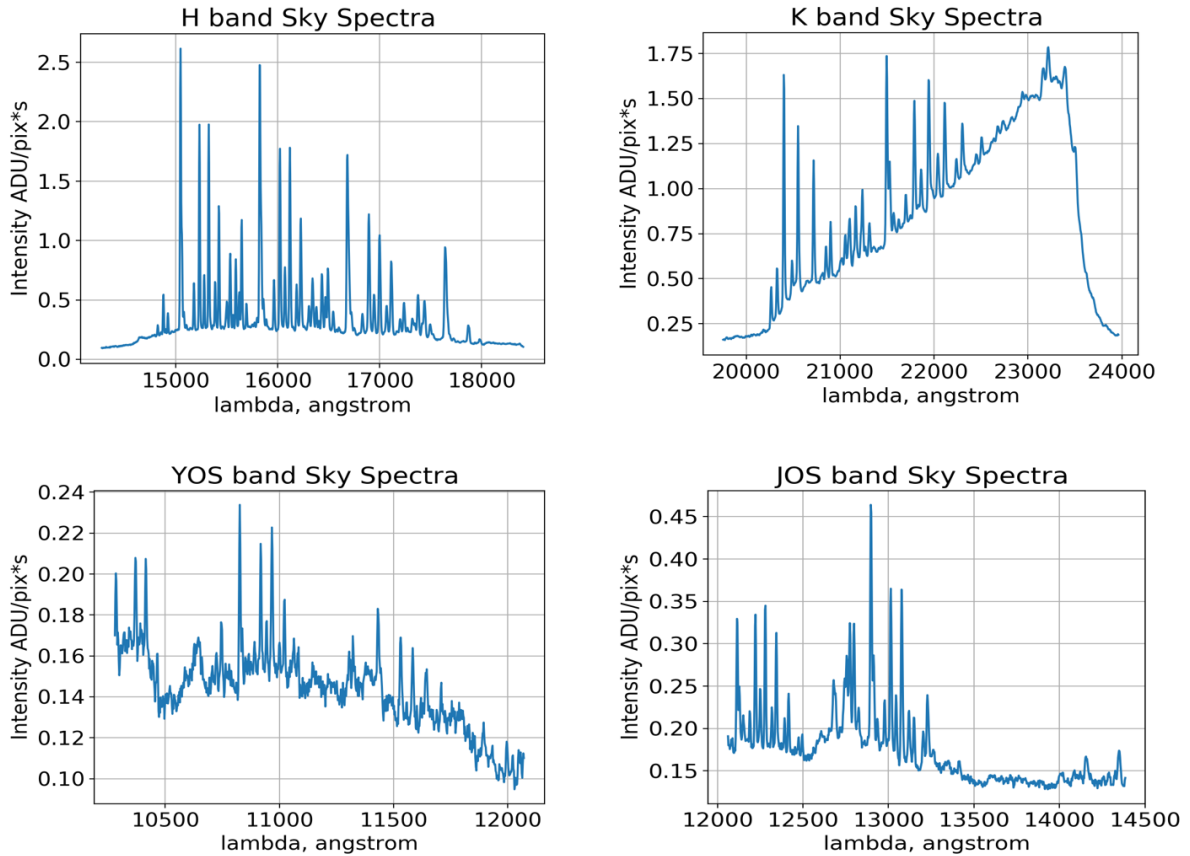


Рисунок 2.20 — Спектры неба в диапазонах Y , J , H и K при температуре воздуха 17°C и воздушной массе 1.5

Используя полученные данные об эффективности прибора, можно рассчитать соотношение сигнал-шум при наблюдениях слабых объектов:

$$SNR = \frac{\eta \cdot F \cdot t}{\sqrt{\eta \cdot F \cdot t + \frac{RN^2}{N_{NDR}} \cdot N_{PIX} + \eta \cdot F_{SKY} \cdot t \cdot N_{PIX}}},$$

где F – количество фотонов от звезды в диапазоне длин волн, соответствующему одному пикселу детектора, η – световая эффективность камеры, F_{SKY} – количество фотонов от неба, приходящих на один пиксел, N_{PIX} и N_{NDR} –

протяженность звезды вдоль щели в пикселах и количество неразрушающих считываний соответственно, RN – шум считывания в электронах, t – время экспозиции. Мы считаем, что шум считывания убывает обратно пропорционально квадратному корню от количества считываний, но в нашем случае пуассоновские шумы неба и источника вносят гораздо больший вклад в величину SNR.

Расчеты показывают, что в полосе H прибор позволяет получить спектры объектов 16^m с SNR=10 за время менее 15 минут в режиме длинной щели, и примерно за 1 час в режиме кросс-дисперсии.

Рассеянный свет

Диспергирующие элементы оптической системы камеры не идеальны и вносят искажения в получаемый спектр в виде «духов» и рассеянного света. На рис. 2.21 приведен спектр аргоновой лампы в диапазонах YOS и JOS. На нем хорошо виден как свет, рассеянный основной гризмой – вертикальные полосы, расходящиеся от каждой линии в спектре, так и свет, рассеянный гризмой кросс-дисперсии – узкие горизонтальные полосы. На рис. 2.22 приведена зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до линии для основной гризмы а так же аппроксимация этой зависимости экспоненциальной функцией. Суммарная интенсивность рассеянного света составляет около 75% от наблюдаемой интенсивности в линии.

На рис. 2.23 показана зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до линии для гризмы кросс-дисперсии и экспонента, которая его аппроксимирует. Сама спектральная линия имеет значительную ширину, что объясняется тем, что в направлении кросс-дисперсии мы движемся вдоль равномерно засвеченной короткой щели. Проинтегрированная интенсивность света, рассеянного гризмой кросс-дисперсии, составляет около 40% от наблюдаемой интенсивности в линии.

Для оценки величины рассеяния каждой из гризм введем обозначения: пусть начальная интенсивность в линии I , первая гризма пропускает $(1 - \eta_1)$ света, а вторая – $(1 - \eta_2)$. Тогда с учетом измерений количества рассеянного

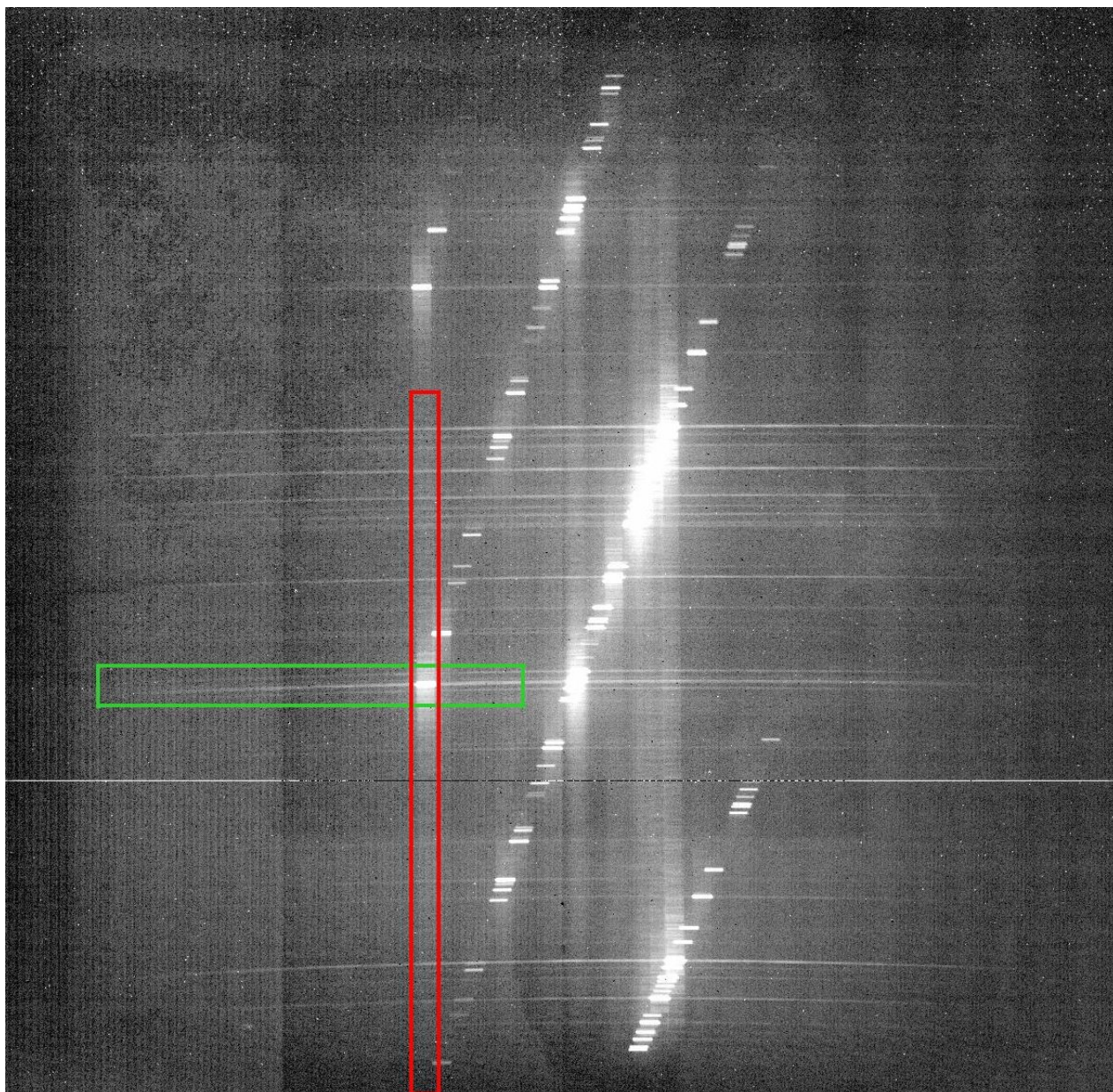


Рисунок 2.21 — Фрагмент спектра калибровочной лампы, полученного в режиме кросс-дисперсии в полосах YOS и JOS

света получаем два уравнения:

$$\frac{I \cdot \eta_1}{I \cdot (1 - \eta_1) \cdot (1 - \eta_2)} = 0.75$$

$$\frac{I \cdot (1 - \eta_1) \cdot \eta_2}{I \cdot (1 - \eta_1) \cdot (1 - \eta_2)} = 0.4$$

, из которых находим относительные интенсивности рассеянного света для каждой призмы: $\eta_1 \approx 0.35$, $\eta_2 \approx 0.29$. Учитывая реальную точность исходных данных, можем утверждать, что каждая из призм рассеивает примерно треть падающего на нее света.

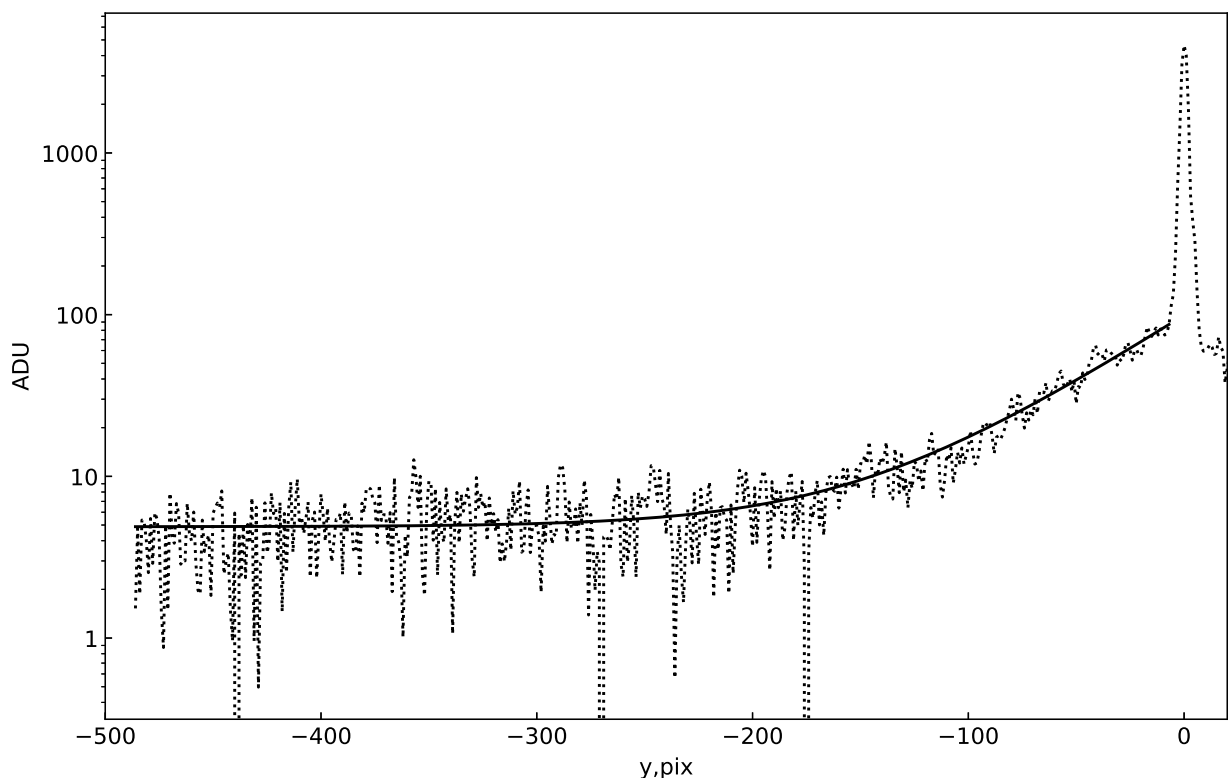


Рисунок 2.22 — Зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до спектральной линии для основной гризмы(пунктирная линия), и аппроксимация рассеянного света экспонентой(сплошная линия). Интеграл по красному прямоугольнику рис. 2.21

Учет рассеянного света позволяет объяснить уровень фона, обнаруженный в спектрах аргонной, который является рассеянным светом от ярких линий спектра. На рис. 2.24 показаны реальный спектр лампы и модельный спектр, построенный с учетом рассеянного света в диапазонах YOS и JOS. Видно хорошее совпадение модельного и наблюдаемого спектров, кроме границ спектральных диапазонов из-за пересечения спектральных порядков.

Еще один фактор, искажающий наблюдаемое распределение в спектре - так называемые «духи» дифракционной решетки (см. рис. 2.25(a)). Фурье-анализ близкой к линии части рассеянного показал наличие повторяющихся «духов» с периодом примерно 46, 22 и 14 пикселей. Зная период основной решетки (81 штрих на мм), можно оценить периоды решетки дефектов, которые составляют соответственно около 5, 2.5, 1.6 «штрихов» на мм, или $\frac{1}{130}$, $\frac{1}{60}$ и $\frac{1}{40}$ дюйма. Заметим, что при визуальном исследовании изображения «духов» наиболее выделяется период примерно в 14-15 пикселей.

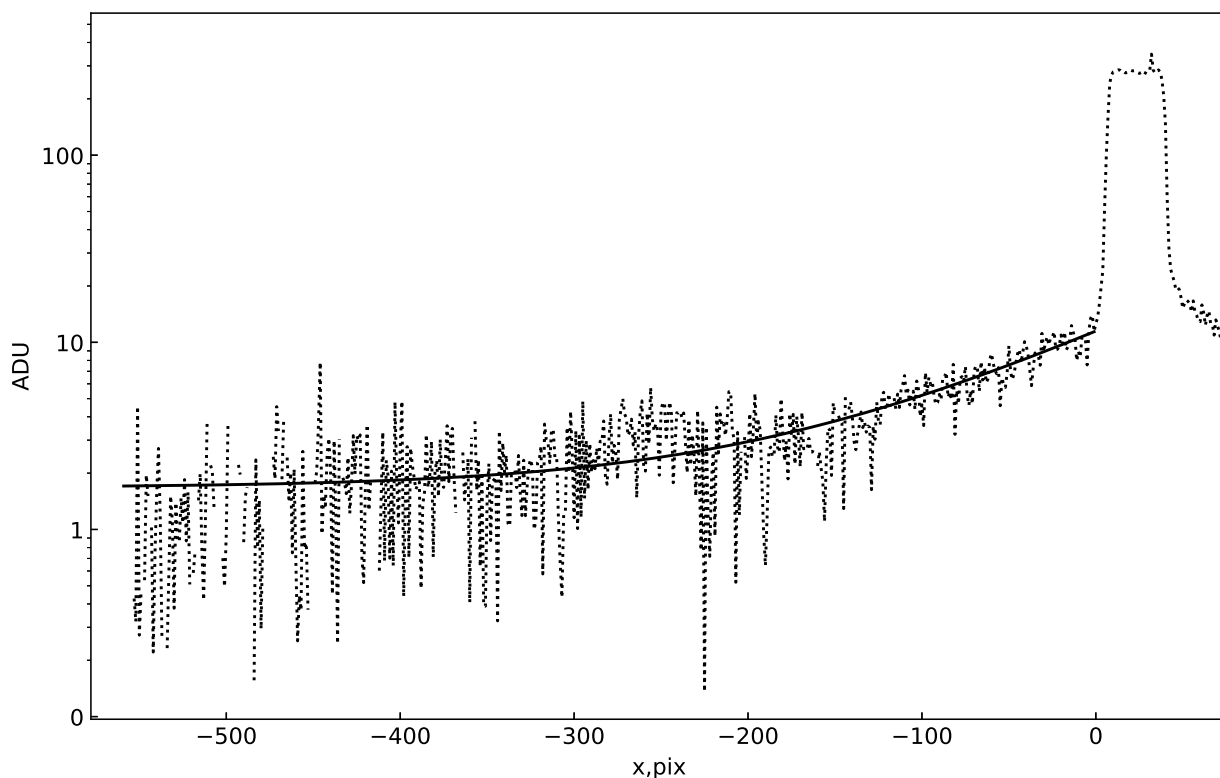


Рисунок 2.23 — Зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до спектральной линии для гризмы кросс-дисперсора (пунктирная линия), и аппроксимация рассеянного света экспонентой (сплошная линия). Интеграл по зеленому прямоугольнику рис. 2.21

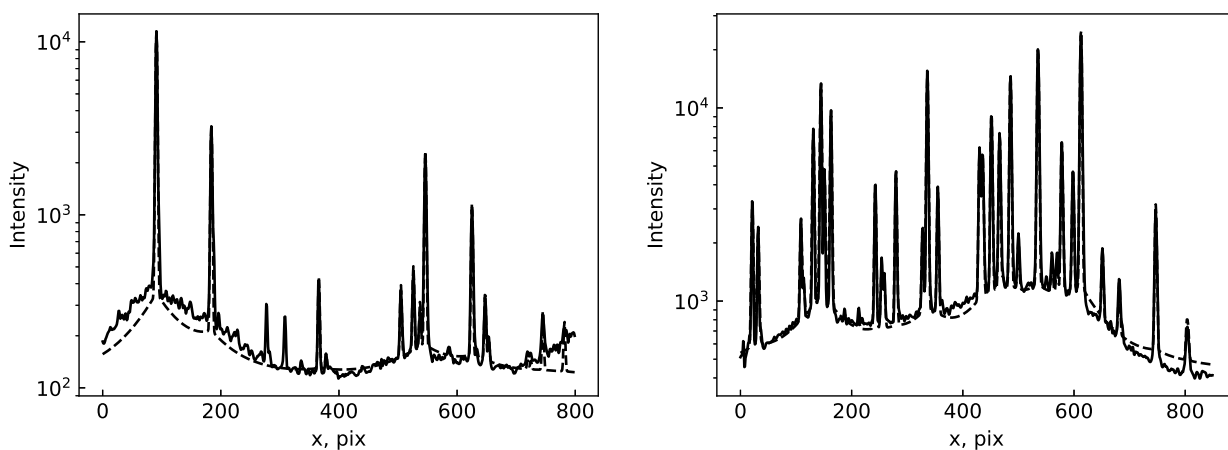
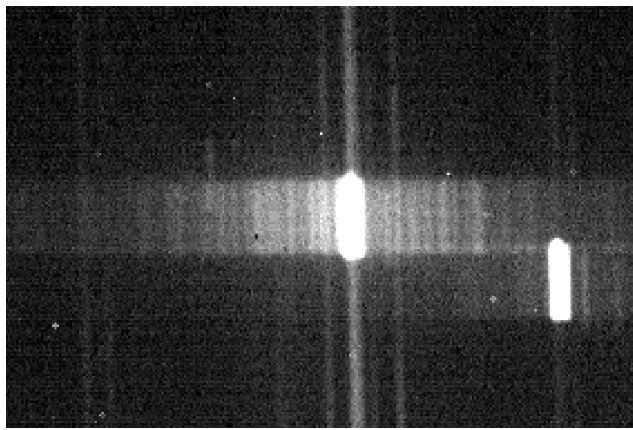


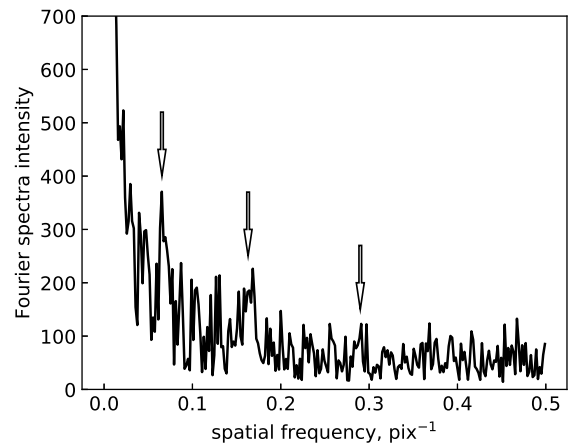
Рисунок 2.24 — Наблюдаемый (сплошная линия) и модельный (пунктирная линия) спектр аргонной лампы

Механическая стабильность

Щелевые спектрографы низкого разрешения, позиционный угол которых изменяется при помощи механических деротаторов при установке в



а) Изображение духов



б) Фурье спектр рассеянного света

Рисунок 2.25 — Духи в рассеянном свете дисперсора

фокусах Кассегрена или Нэсмита, меняют пространственную ориентацию между и во время экспозиций. Поэтому важно знать, на сколько изменяются положения спектральных линий при повороте прибора, происходит ли это систематически и однозначно в зависимости от угла или температуры прибора и/или окружающей среды. Это напрямую связано с надежностью определения доплеровских сдвигов (лучевых скоростей) по линиям спектра и накладывает определенные ограничения на частоту калибровок по длине волны и предельную продолжительность экспозиции.

С целью исследования механической стабильности спектрографа ASTRONIRCAM была проведена серия измерений сдвига по кадру эмиссионных линий в спектре калибровочной лампы спектрографа в зависимости от времени, угла наклона деротатора, а также температуры криостата. При этом использовалась наиболее узкая короткая щель $0.9'' \times 10''$ и кросс-дисперсионная гризма диапазона YJ. Экстракция щелевого спектра (т. е. преобразование двумерной картинке спектра в одномерную, не калиброванную по длине волны зависимость координата-интенсивность) производится суммированием интенсивностей вдоль направления щели, т.е. поперек направления основной дисперсии. Сдвиг спектра в направлении дисперсии определялся путем проведения кросс-корреляции текущего спектра с первым спектром в серии. Шум измерений взаимного сдвига спектров используемым методом составляет менее 0.001 пикселя. Частота дискретизации спектра в камере составляет 1-3 ангстрема на пиксель, в зависимости от используемого диапазона.

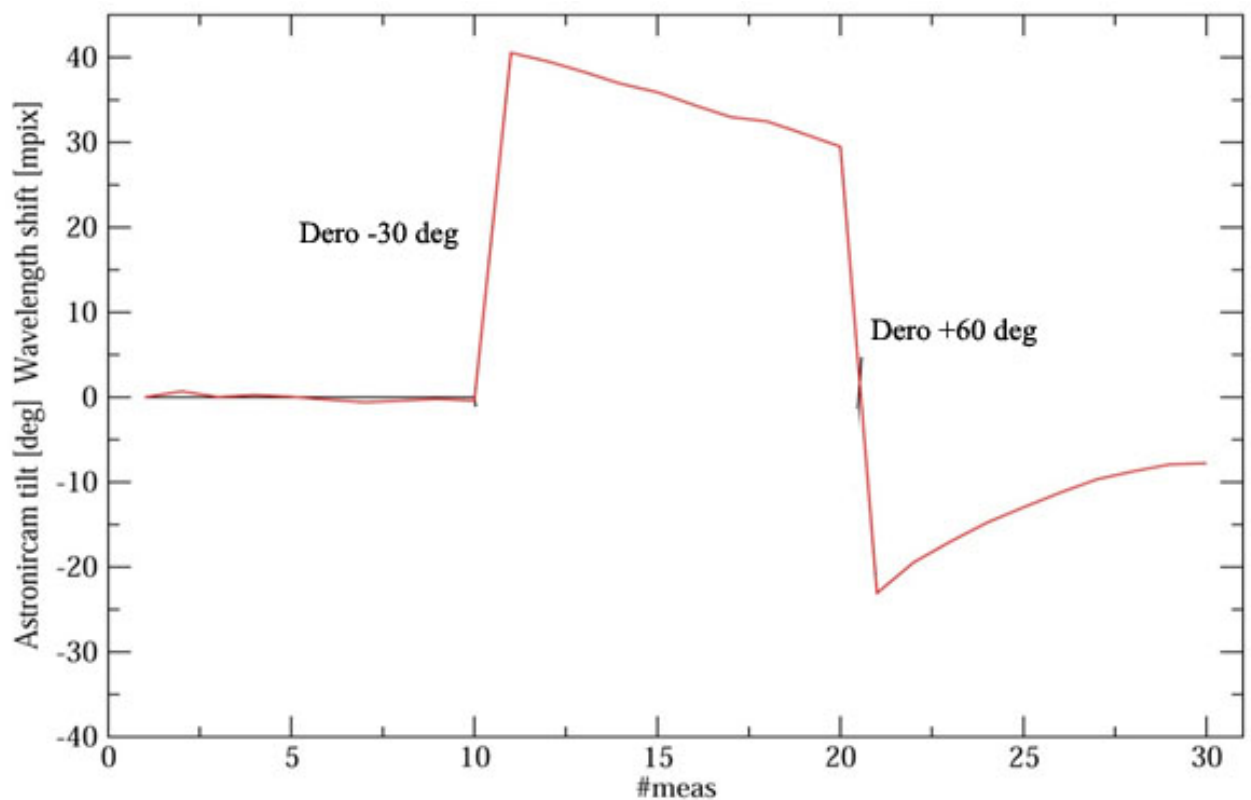


Рисунок 2.26 — Зависимость смещения спектра на детекторе от угла поворота деротатора.

Измерения смещений спектра, вызванных изменением ориентации прибора, были проведены несколько раз с разными углами поворота. Оказалось, что при резком изменении угла деротатора на $\pm 30^\circ$ (например, при наведении на объект) спектр смещается на величину 0.04-0.06 пиксела (см. рис. 2.26). При максимально используемых во время наблюдений изменениях угла поворота деротатора в 120° отмечается смещение спектра на 0.1 пиксела. В новом положении наблюдается постепенное изменение положения спектра — дрейф, очевидно связанный с постепенным «провисанием» («усадкой») спектрографа. Величина дрейфа порядка 0.01 пиксела с характерным временем в несколько минут.

Температурная стабильность положения спектра оценивается величиной 0.07 пиксела/К. При этом, изменение температуры внутренней (охлаждаемой) части спектрографа, связанное с испарением жидкого азота в первые сутки после стабилизации температуры после дозаправки, составляет менее 0.01 К/ч. Таким образом, при регулярной заправке криостата, влиянием изменения температуры спектрографа на положение спектра можно пренебречь.

Глава 3. Наблюдения

Наблюдения в полосах K , L и M проводились с камерой среднего ИК диапазона LMP [35], [38], установленной на 2.5-м телескопе Кавказской горной обсерватории ГАИШ (КГО, [2]). В качестве звезд сравнения использовались звезды из таблицы 6 работы [1], находившиеся на близкой воздушной массе к каждому из наблюдавшихся объектов.

Алгоритм наблюдений с на этом приборе выглядит следующим образом. В общем планировщике 2.5м телескопа создается последовательность объект – стандарт – объект – стандарт – ..., после чего программа управления фотометром сама осуществляет съемку объектов, смену фильтров, перенаведение между ними, и другие необходимые действия). Задачей оператора остается только контролирование того, что софт работает без ошибок. В процессе первых наблюдений была выбрана оптимальная стратегия наблюдений. Далее она описана для наблюдения одного объекта в одном фотометрическом фильтре.

- Выполняется автоматическая установка звезды в определенное место на кадре, наиболее свободное от горячих пикселей.
- Выполняется съемка 100 кадров по 20мс (для всех объектов, кроме нескольких самых ярких)
- Телескоп смещается примерно на 10 секунд дуги в другое свободное от горячих пикселей место
- Выполняется съемка такой же серии кадров, и телескоп смещается обратно
- Выполняется 3 и более таких циклов, в зависимости от яркости объекта

В результате время между наблюдениями объекта и соответствующего стандарта не превышало 7 минут. Во время наблюдений было выяснено, что при переключении колеса фильтров новый фильтр начинает охлаждаться из-за собственного излучения в холодное небо, из-за чего после смены фильтра необходимо ждать 30 секунд и более для получения удовлетворительной скорости изменения фона неба. Эта скорость должна быть не очень большой, чтобы фон не успевал сильно меняться за цикл дизеринга, который сейчас со-

Таблица 10 — Результаты ИК фотометрии избранных объектов

Объект	Дата	K	L	M
CW Leo	2024-01-29	$-0.22_{\pm 0.03}$	$-3.75_{\pm 0.01}$	$-4.83_{\pm 0.05}$
HV Cas	2024-01-30	$2.21_{\pm 0.05}$	$0.69_{\pm 0.05}$	$0.66_{\pm 0.05}$
RU Vir	2024-01-25	$1.73_{\pm 0.02}$		$-0.12_{\pm 0.05}$
RW LMi	2024-01-29	$0.61_{\pm 0.02}$	$-2.21_{\pm 0.02}$	$-2.86_{\pm 0.07}$
RX Boo	2024-01-28	$-1.88_{\pm 0.02}$	$-2.42_{\pm 0.05}$	$-2.15_{\pm 0.05}$
RY Dra	2024-01-30	$0.16_{\pm 0.02}$	$-0.62_{\pm 0.02}$	$0.12_{\pm 0.02}$
S Cep	2024-01-25	$-0.15_{\pm 0.05}$		$-1.39_{\pm 0.02}$
T Lyn	2024-01-30	$2.88_{\pm 0.05}$	$1.92_{\pm 0.03}$	$1.80_{\pm 0.03}$
U Cam	2024-01-30	$0.37_{\pm 0.05}$	$-0.36_{\pm 0.05}$	$0.41_{\pm 0.10}$
V623 Cas	2024-01-30	$1.15_{\pm 0.05}$	$0.46_{\pm 0.02}$	$0.94_{\pm 0.11}$
W Ori	2024-01-30	$-0.44_{\pm 0.03}$	$-1.07_{\pm 0.03}$	$-0.74_{\pm 0.04}$

ставляет около 8 секунд. Так же разработано программное обеспечение для автоматической фотометрии получаемых таким образом данных.

Первые результаты фотометрических наблюдений выборки углеродных звезд с ИК камерой LMP, после установки новых фотометрических фильтров, представлены в табл. 10. Контроль точности фотометрии выполнялся по измерениям нескольких стандартов, расположенных на близких воздушных массах. Видно, что в среднем ИК диапазоне все эти звезды представляют собой яркие источники, точность фотометрии которых определяется не шумами (фотонными или инструментальными), а фотометрической привязкой к стандартам, расположенным в других частях небесной сферы. Показатели цвета $K - L$ всех объектов значительно больше показателей цвета нормальных звезд (см., например, [52]), что указывает на наличие избытка ИК излучения, связанного с околозвездными пылевыми оболочками.

Так же мы сделали выборку углеродных звезд для будущего исследования их околозвездных пылевых оболочек, как это было сделано нами для T Dra в [53], для IRAS 02143 в [54] и в находящихся в процессе написания статьях про пылевые оболочки звезд V Cyg и S Cep. Нашим критериям удовлетворяют 27 объектов нашего каталога: AFGL 2699, HV Cas, IRC +00365, IRC +10216, IRC -10095, PQ Cep, RU Vir, RY Dra, S Cep, S Sct, SS Vir, T Dra,

TT Cyg, TU Tau, TX Psc, U Cam, V Aql, V CrB, V Cyg, V460 Cyg, V623 Cas, V636 Mon, V833 Her, VX And, W Cas, W Ori и Y CVn. Сейчас в обсерватории проводятся наблюдения этих звезд на регулярной основе. Создание каталога звезд на поздних стадиях эволюции более подробно описано далее.

Так же спектральные наблюдения звезд на поздних стадиях проводятся в диапазоне длин волн 1-2.45 мкм (диапазоны Y J H K) с камерой-спектрографом ASTRONIRCAM [3]. Для фотометрического режима ASTRONIRCAM эти звезды являются слишком яркими, даже с применением недавно установленного нейтрального фильтра.

Спектральные наблюдения звезд T Dra, V Cyg, S Cer и других получены в режиме кросс-дисперсии с входной щелью шириной $0.9''$ и спектральной разрешающей силой $R = 1030 - 1270$, в зависимости от длины волны. Вынос за атмосферу производится с помощью теллурических стандартов — звезд спектрального класса A0V, наблюдавшихся на близкой воздушной массе. Распределение энергии в спектре A0V звезды было взято из работы [55]. Например моменты наблюдений звезды T Dra приведены в табл. 11. Сами спектры опубликованы нами в статье [53].

Так же используемые нами фотометрические инфракрасные наблюдения в полосах *JHKLM* проводились с одноканальным InSb-фотометром, установленном на 1.25-м телескопе Крымской астрономической станции ГАИШ [1].

3.1 Система автогидирования

При работе в спектральном режиме ASTRONIRCAM требуется использовать длинные экспозиции, ограничиваемые в основном яркостью линий ночного неба. В принципе, время накопления в одном кадре при этом может достигать до нескольких часов. В этом случае для удерживания звезды на щели спектрографа необходимо использовать систему автогидирования телескопа. Она представляет собой оптическую CMOS-камеру небольшого формата, установленную в фокальной плоскости телескопа на подвижном держателе. Внутри держателя установлена система фокусировки из двух линз.

Таблица 11 — Журнал спектральных ИК наблюдений T Dra, выполненных на 2.5-м телескопе КГО

JD 2400000+	Дата	Фаза
2458884.52	2020-02-05	0.21
2458930.58	2020-03-22	0.32
2458990.41	2020-05-20	0.46
2459029.37	2020-06-28	0.55
2459214.63	2020-12-31	0.99
2459246.57	2021-02-01	0.07
2459561.65	2021-12-13	0.81
2460032.52	2023-03-29	0.93
2460152.46	2023-07-26	0.21
2460210.29	2023-09-22	0.35

Подвижной и не подвижной. Она необходима для компенсации значительной кривизны поля телескопа.

В настоящее время управление автогидом создан отдельный демон на управляющем компьютере телескопа. Во время наведения телескопа на объект программа управления автоматически выбирает подходящую по блеску и положению звезду из каталогов GSC или TYCHO2, держатель камеры устанавливается в нужное положение и гидировочная звезда захватывается ПО. Было протестировано несколько способов измерения положения звезды на кадрах камеры автогида: известный пакет SExtractor [56], кросс-корреляция со средним PSF, определенным по множеству кадров с гидировочной камеры, утилита image2xy из пакета astrometry.net [57], аппроксимация изображения звезды двумерным распределением Гаусса, определение положения центра масс части изображения со звездой, причем протестирован расчет центра масс не только самих отсчетов, но и квадратных корней и квадратов отсчетов в пикселях изображения). Наиболее точным и быстрым оказался последний способ (определение центра масс самих отсчетов). При этом сначала координаты центра звезды находятся утилитой image2xy, а потом считается центр масс части изображения вокруг полученной точки. Стандартные методы, по нашему мнению, работают неудовлетворительно, так как гидировочная звезда находится

далеко от центра поля зрения и ее форма искажена внеосевыми аберрациями. Примеры внеосевых изображений звезд (без дополнительной перефокусировки) можно посмотреть на рис. 3.1. Область, доступная камере автогида при наблюдении с прибором ASTRONIRCAM, имеет форму кольца с радиусами $11'$ и $25'$, и это позволяет для подавляющего большинства объектов найти опорную звезду ярче $10 - 11^m$.



Рисунок 3.1 — Внеосевые изображения звезды, получаемые камерой автогида. Указано так же расстояние от оптической оси.

На рис. 3.2 представлены результаты измерения смещений звезды на детекторе ASTRONIRCAM без использования гидирования, и с включенным автогидом. Видно, что без использования автогида звезда уйдет из щели шириной $\sim 1''$ за время порядка нескольких сотен секунд. При использовании автогида это ограничение снимается. Среднеквадратичное отклонение положения звезды при включенном автогидировании составляет менее $0.''3$. Максимальное время же непрерывного гидирования ограничено лишь точностью вращения деротатора телескопа и составляет несколько часов.

Были проведены измерения зависимости точности определения координат гидировочной звезды в зависимости от суммарной экспозиции и количества сложенных кадров. Результаты показаны на рис. 3.3. Наблюдения производились по неподвижной звезде вблизи полюса мира, чтобы исключить возможные отклонения, вызванные неточным движением телескопа.

В данный момент на телескоп дополнительно установлена отдельная система фокусировки камер автогидирования. Она состоит из подвижной рассеивающей и не подвижной собирающей линзы, установленных прямо перед камерами автогида. Линза приводится в движение шаговым мотором через шарико-винтовую передачу. Установка этой системы помогла увеличить точность гидирования, и увеличить частоту подачи коррекций.

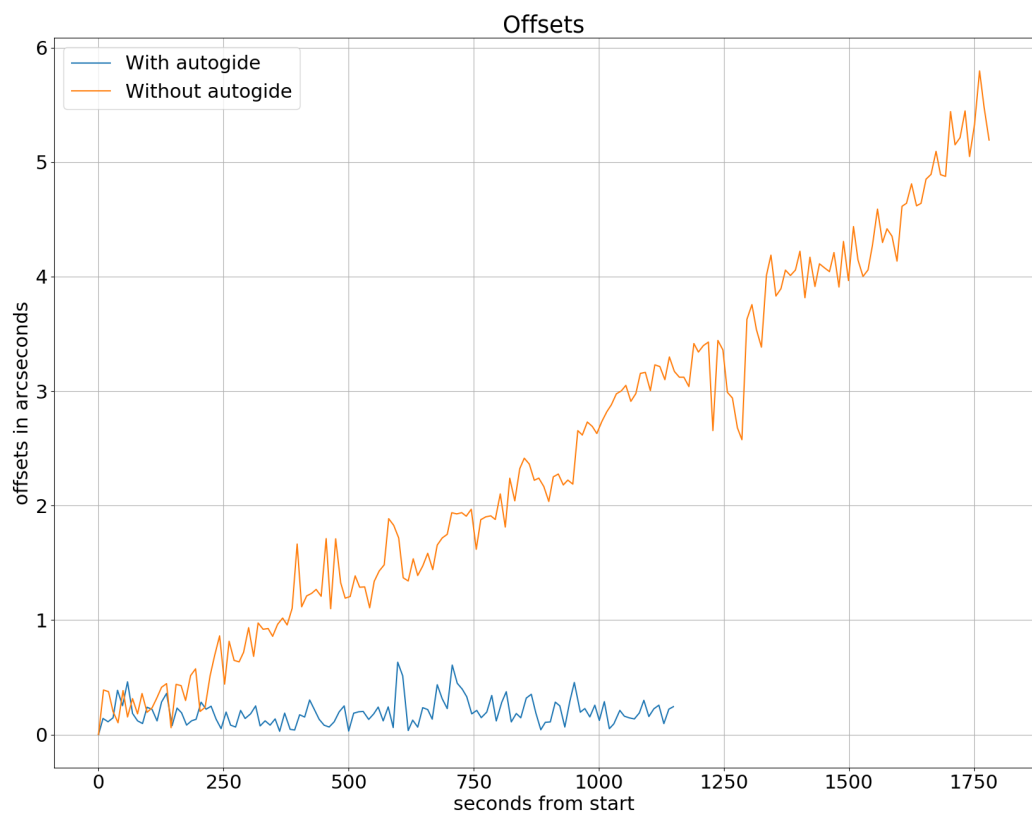


Рисунок 3.2 — Смещения звезды на матрице с гидированием и без него.

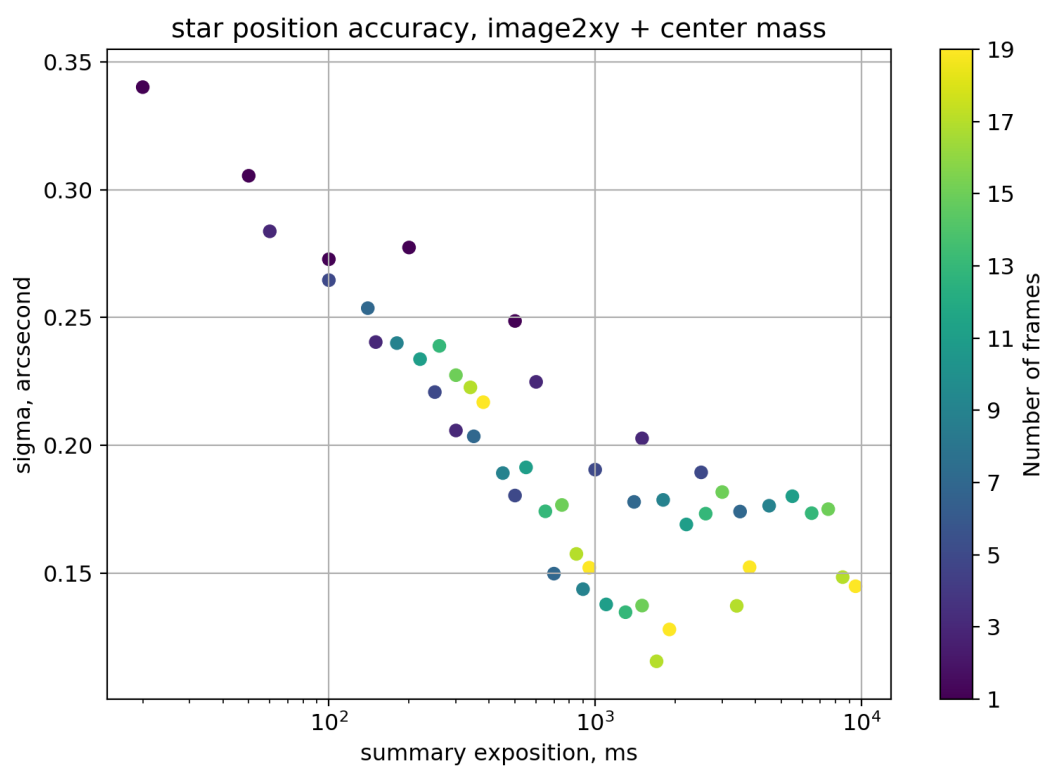


Рисунок 3.3 — Зависимость точности определения центра звезды от суммарной экспозиции и количества сложенных кадров.

Глава 4. Исследование пылевых оболочек звезд¹

Для моделирования пылевой оболочки в первую очередь необходимо получить информацию о SED звезды в как можно более широком диапазоне длин волн. Для построения распределения энергии в спектре звезд мы используем следующие данные: спектры космической обсерватории ISO [12] и инфракрасного спутника IRAS [13], фотометрические оценки блеска из IRAS, обзора 2MASS [14], спутников AKARI [15], WISE [16], MSX [17], космической обсерватории GAIA [18] [19], каталога Tycho-2 [20], базы данных наблюдений переменных звезд AAVSO, и других. Кроме того, мы использовали собственные наблюдения, полученные в КГО ГАИШ МГУ и КАС ГАИШ МГУ. Полученное распределение энергии корректируется за межзвездное поглощение в соответствии с картой поглощения Green et al. 2019 [21] и законом межзвездного покраснения из Cardelli et al. 1989 [22]. Расстояния до звезды используется из каталога расстояний на основе Gaia EDR3 [19]. Дополнительную полезную информацию о внешней границе пылевой оболочки можно получить при наличии прямых снимков окрестностей звезды в дальнем инфракрасном диапазоне. Например полученные с помощью прибора PACS [58] космической обсерватории Herschel [59]. Однако в этом случае необходимо помнить, что разрешение космических приборов может быть сравнимо с ожидаемым размером оболочки.

4.1 Алгоритм построения моделей пылевой оболочки

Для моделирования излучения пылевой оболочки нами используется пакет RADMC-3D [23]. Вычисления проводятся с учетом многократного рассеяния света на пыли. Учет рассеяния сильно влияет на форму спектра в оптическом и ближнем инфракрасном диапазонах. Различие модельных SED с рассеянием и без можно увидеть на рис. 4.1. Учет рассеяния повышает поток в оптической части спектра, и почти не затрагивает поток на длине волны

¹При написании данной главы использовались материалы публикаций по теме диссертации 5 и 6, выполненных автором в соавторстве.

больше 2 микрометров. Обычно зафиксированы такие параметры модели, как сферически симметричная форма оболочки, закон изменения плотности вещества в оболочке $n(r) \sim 1/r^2$ и светимость звезды, получаемая нами из данных о SED. Такой закон изменения плотности соответствует равномерно во времени сбросу вещества звездой. Светимость же фиксируется, так как это наиболее точно получаемый (с помощью интегрирования SED) параметр.

Большое влияние на форму SED и полос поглощения оказывает химический состав пыли. Качественно его можно определить по инфракрасному спектру, например эмиссионная особенность на $\lambda = 11.3$ мкм, связанна с наличием в оболочке пылинок из SiC, Treffers et al. 1974 [60]. После определения компонент, входящих в состав пыли в оболочке, их количественное содержание уже определяется при моделировании спектра. Для углеродной пыли мы используем оптические свойства вещества из Suh et al. 2000 [61], для пылинок из карбида кремния из Pegourie et al. 1988 [62].

В качестве центрального источника излучения мы используем модели атмосфер углеродных звезд, например, Aringer et al. 2009 [63]. Поиск наиболее оптимальной модели проводился перебором параметров с вычислением суммы квадратов нормированных на величину потока отклонений модельной кривой от наблюдаемой. После определение примерного положения минимума в пространстве параметров используется метод градиентного спуска, для поиска более точных координат минимума.

4.2 Исследование звезды T Dra.

Из собранных нами данных об этой звезде наиболее широкий спектральный диапазон покрывают спектры ISO. Поэтому мы выбрали их в качестве основы для нормировки других данных на соответствующие фазы. Из восьми спектров ISO, полученных на разных фазах, мы выбрали два спектра: от 28 октября 1996 г. (TDT 34601702), полученный на фазе, наиболее близкой к максимуму ($\varphi = 0.07$), и от 15 мая 1997 г. (TDT 54600104), полученный на фазе $\varphi = 0.54$. У спектров КГО, опубликованных в [53] в длинноволновом диапазоне нет зависимости формы от фазы или блеска объекта. Это позволяет напрямую объединить их со спектром ISO, используя

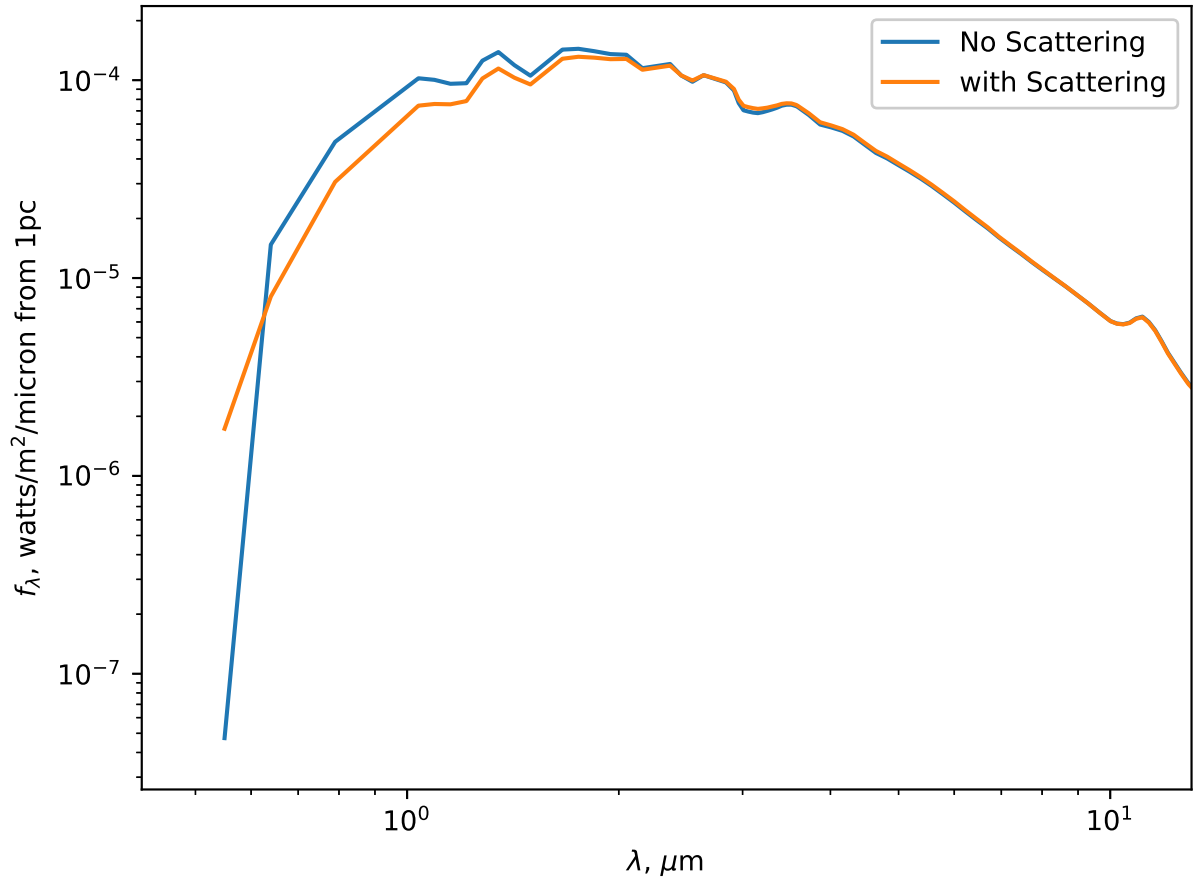


Рисунок 4.1 — Различие модельных SED с учетом рассеяния (оранжевая кривая) и без его учета (синяя кривая) на примере пылевой оболочки звезды T Dra.

нормировку, вычисленную по диапазону их пересечения. Аналогично можно провести перенормировку средних потоков в максимуме и минимуме блеска в полосах $JHKL$ через совмещение данных в полосе K с ИК спектром. Эта нормировка примерно совпадает с изменением среднего уровня блеска звезды в 0.6^m между датами наблюдений ISO и в КГО, найденным по данным AAVSO. Хорошее совпадение перенормированных потоков в полосах L и M со спектром ISO говорит в пользу корректности предложенной нормировки. Т.к. амплитуда пульсаций падает с увеличением длины волны, то спутниковые данные, полученные в среднем и дальнем ИК диапазонах, мы наложили на SED без изменений. Результирующие спектры показаны на рис. 4.2. Видно, что и в максимуме, и в минимуме блеска F_λ в спектре звезды не заметны отдельные максимумы излучения, связанные со звездой и оболочкой — виден один широкий максимум на длине волны ~ 2 мкм.

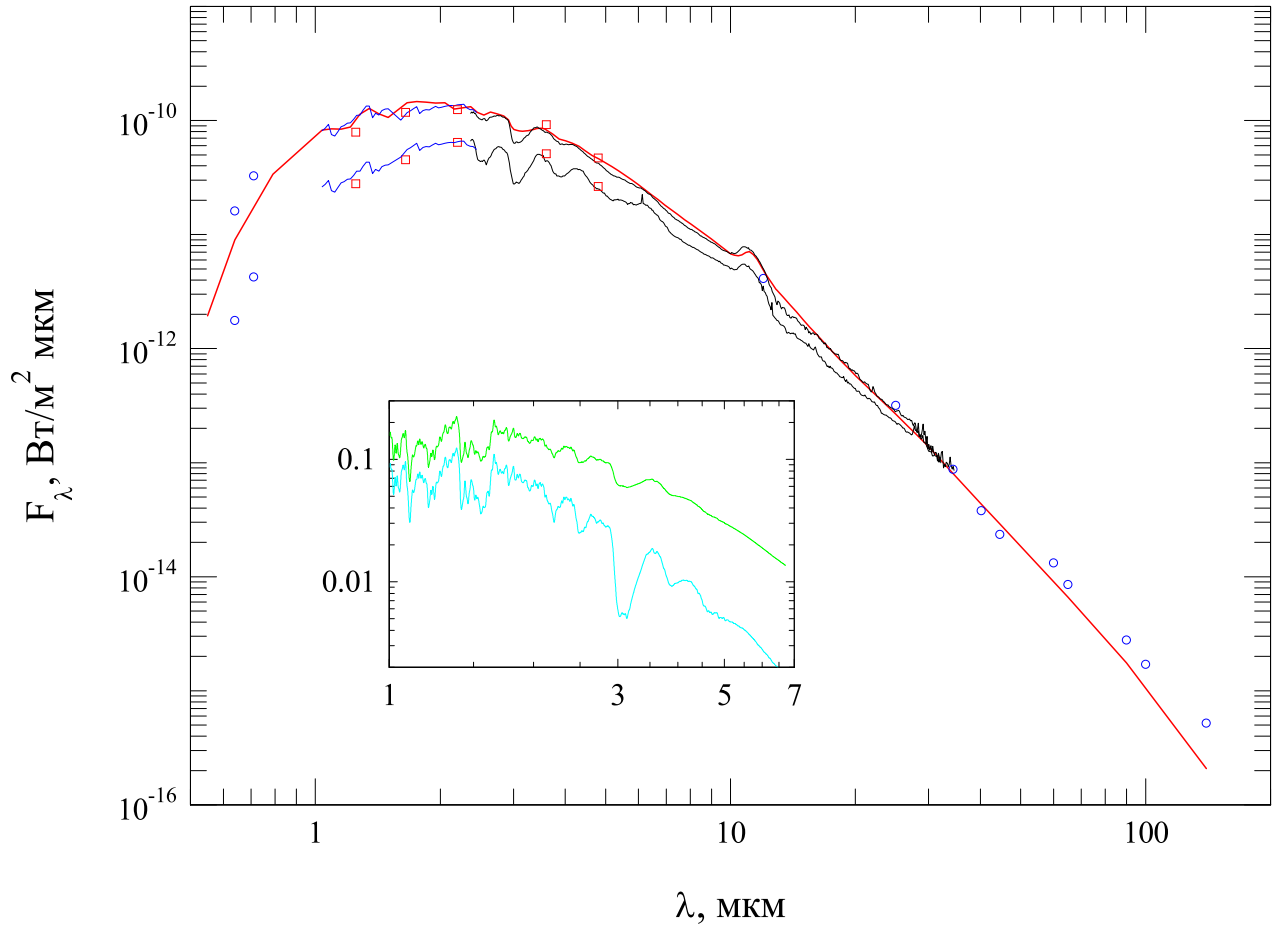


Рисунок 4.2 — Наблюдаемое SED T Dra в максимуме и минимуме блеска. Черные линии — спектры ISO, синие линии — спектры КГО, красные символы — $JHKLM$ фотометрия КАС, синие символы — литературные данные и данные AAVSO, красная линия — модельный SED. На врезке голубой линией показан фрагмент синтетического спектра углеродной звезды с $T_{eff} = 2400$ К и $C/O=1.4$ из работы Aringer et al. 2009 [63] и модельный спектр излучения звезды с пылевой оболочкой — зеленая линия.

Наличие SED в столь широком спектральном интервале, позволяет получить надежную оценку болометрического потока $F_{bol} = 4.8 \cdot 10^{-10}$ Вт/м² в максимуме блеска и $F_{bol} = 2.5 \cdot 10^{-10}$ Вт/м² в минимуме. В предположении сферической симметрии оболочки для расстояния T Dra 944 пк такие потоки соответствуют светимости звезды в максимуме $L_{max} \approx 13300 L_{\odot}$ и $L_{min} \approx 6900 L_{\odot}$ в минимуме блеска.

Эффективная температура звезды внутри пылевой оболочки оценивалась по видимости абсорбционных полос молекул C_2H_2 и HCN на длинах волн 2.5, 3 и 3.8 мкм. Согласно [63], они видны в спектрах углеродных звезд при температурах $T_{eff} \leq 3000$ К, увеличивая глубину с уменьшением температу-

ры. Излучение пыли уменьшает контраст этих полос (см. врезку на рис. 4.2), поэтому окончательное значение температуры также подбирается в ходе модельных расчетов.

При моделировании были зафиксированы такие параметры модели, как сферически симметричная форма оболочки, закон изменения плотности вещества в оболочке $n(r) \sim 1/r^2$ и светимость звезды. Т.к. в ИК спектре Т Dra присутствует эмиссионная особенность на $\lambda = 11.3$ мкм, связанная с наличием в оболочке пылинок из SiC [60], то был зафиксирован и состав пыли в оболочке — смесь графитовых пылинок с оптическими свойствами из работы [61] и пылинок из карбида кремния [62], относительное содержание которых подбиралось при моделировании SED. Мы получили следующие параметры модели для максимума блеска: температура звезды $T_{eff} = 2400$ К, полная оптическая толщина в полосе V $\tau_V = 3.5$ (τ по поглощению 1.9 и τ по рассеянию 1.6), внутренний радиус оболочки $R_{in} = 5 - 6$ а.е., внешний радиус оболочки $R_{out} \sim 50000$ а.е., пыль состоит из смеси 20-25% SiC-пылинок и 75-80% С-пылинок с размерами от 0.005 до 1.8-2.2 мкм, с распределением по размерам из Mathis et al. 1977 [64]. Полная масса пыли такой оболочки линейно зависит от R_{out} и составляет $M_{dust} = 4 - 8 \cdot 10^{-5} M_{\odot}$. Для оценки скорости потери массы, необходимой для формирования этой оболочки, использовалась оценка скорости расширения оболочки из работы Schöier and Olofsson 2001 [65] $V_{exp} = 13.5$ км·с⁻¹ и соотношение $M_{gas}/M_{dust} = 150$ из работы Zubko (2004) [66]. В этом случае скорость потери вещества составит $dM/dt = 6 \cdot 10^{-7}$, причем полученная величина не зависит от R_{out} . Однако есть свидетельства, что в оболочках углеродных звезд соотношение M_{gas}/M_{dust} достигает 400 (Knapp (1985) [67] и Groenewegen (1998) [68]). Для такого соотношения скорость потери вещества составит $dM/dt = 1.5 \cdot 10^{-6}$. Этот результат согласуется с оценками, полученными в Neri (1998) [69], Schöier and Olofsson (2001) [65] и Groenewegen (2002) [70]. Спектр излучения модели приведен на рис. 4.2.

Как видно из рис. 4.2, в спектрах Т Dra, полученных ISO в максимуме и минимуме блеска, существенно отличаются глубины полос поглощения 2.5, 3 и 3.8 мкм. Расчеты показывают, что такие глубины полос с учетом вклада пыли, уменьшающего их контраст, нельзя описать с использованием синтетических спектров из Aringer et al. 2009 [63] — требуется дальнейшее уменьшение температуры звезды. Этого же требует резкое падение потоков

излучения в минимуме в оптическом диапазоне. Поэтому моделирование SED в минимуме блеска не проводилось.

4.3 Исследование звезды IRAS 02143+5852

IRAS 02143+5852 – переменная типа W Vir. По соотношению период – светимость для этих переменных нами была определена болометрическая светимость звезды, составляющая $910 L_{\odot}$. По спектру в ближнем инфракрасном диапазоне, полученному вблизи максимума блеска, мы смогли оценить соответствующую температуру, которая равна примерно 7400 К. Таким образом, моделирование SED было проведено для фазы максимальной яркости. SED IRAS 02143+5852 имеет сложный профиль, и плоская форма SED в ИК-области не может быть объяснена наличием только одной пылевой сферической оболочки с простым степенным распределением плотности пыли. Серия моделирований показала, что для воспроизведения наблюдаемого спектра мы должны использовать по крайней мере три вложенных сферических слоя, соответствуют различным стадиям потери массы. Собранные нами наблюдательные данные, и результат моделирования можно увидеть на рис. 4.3. Полученные параметры оболочки приведены в табл. 12. Полученная зависимость плотности оболочки от ее радиуса приведена на рис. 4.4.

Оболочка:	1	2	3
Внутренняя граница, а.е.	$2.5^{+0.9}_{-0.6}$	110^{+4}_{-3}	146^{+7}_{-7}
Внешняя граница, а.е.	110^{+4}_{-3}	146^{+7}_{-7}	1750^{+3900}_{-900}
Размер пылинок, мкм.	$0.25^{+0.04}_{-0.03}$	$0.25^{+0.04}_{-0.03}$	$4.4^{+0.7}_{-0.8}$
Оптическая толща в фильтре V	$0.38^{+0.13}_{-0.13}$	$1.12^{+0.15}_{-0.16}$	$0.3^{+0.06}_{-0.06}$
Масса пыли, $M_{\odot}$	$7^{+2.3}_{-2.2} \cdot 10^{-9}$	$1.2^{+0.3}_{-0.2} \cdot 10^{-6}$	$1.1^{+3}_{-0.5} \cdot 10^{-4}$
Темп потери массы, $M_{\odot}/\text{год}$	$1.7 \cdot 10^{-8}$	$6.8 \cdot 10^{-6}$	$1.1 \cdot 10^{-5}$

Таблица 12 — Параметры пылевых оболочек звезды IRAS 02143+5852. Далее оптические толщины оболочек обозначаются τ_1 , τ_2 , τ_3 , а радиусы границ оболочек (по возрастанию) r_1 , r_2 , r_3 и r_4 соответственно.

Для выбора наиболее подходящей модели и оценки доверительных интервалов параметров мы использовали тест Фишера на уровне значимости α

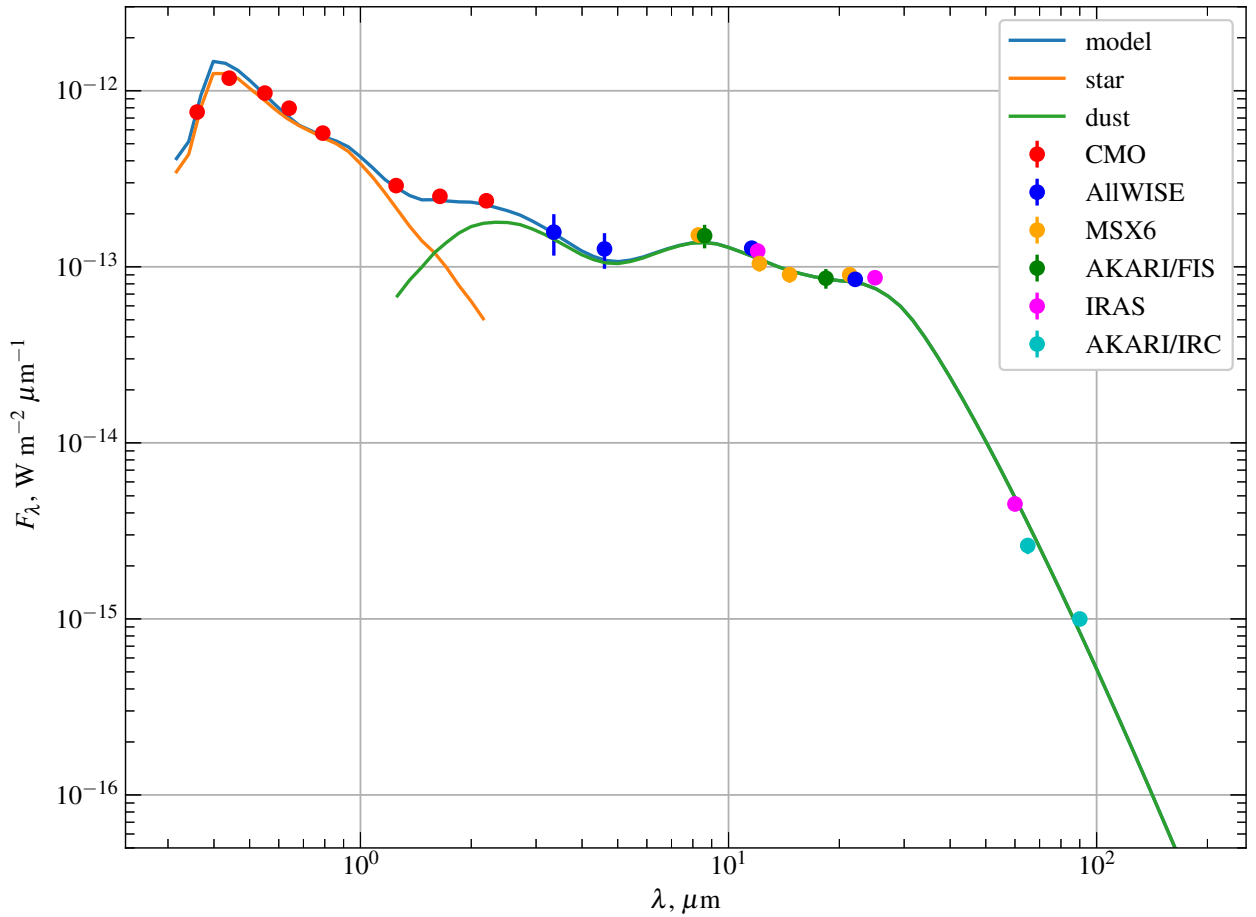


Рисунок 4.3 — SED IRAS 02143+5852. Синяя кривая представляет модельный SED, оранжевая - SED центральной звезды, находящейся за пылевой оболочкой, зеленая - излучение самой пылевой оболочки. Символами обозначены точки наблюдательных данных. Для некоторых данных планки ошибок меньше размеров символов.

= 5 процентов. Для моделей из одной и двух пылевых оболочек, мы не смогли получить ни одного набора параметров, который бы удовлетворял этому критерию. Если мы рассматриваем трех-оболочечную модель, то в нашем случае, для конкретного числа независимых параметров и наблюдаемых точек, критическое значение критерия Фишера составляет $F = 2.5$. Наша лучшая модель имеет $F = 1.25$. Этот же критерий использовался для оценки погрешностей определяемых параметров. Для этого мы последовательно варьировали каждый из параметров модели, фиксируя остальные, пока критерий Фишера не превышал 2.5. Диапазон между полученными значениями и есть доверительный интервал для этого параметра. Соответствующие кривые значения F для вариации каждого параметра показаны на рис. 4.5.

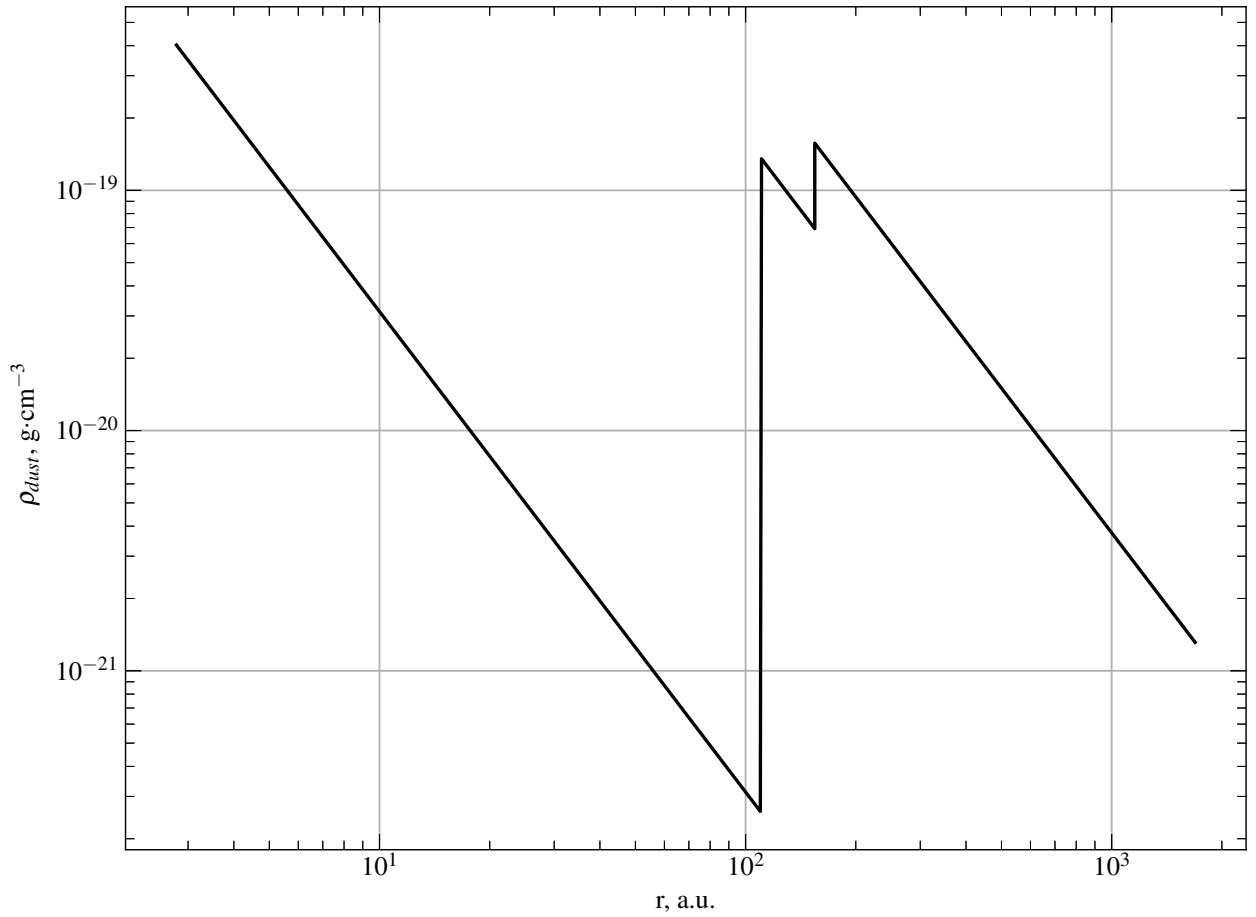


Рисунок 4.4 — Модельное распределение плотности пыли в оболочке, построенное в логарифмическом масштабе. Значения r_1 , r_2 , r_3 и r_4 - граничные положения компонентов пылевой оболочки.

Из полученных значений интервалов видно, что наиболее жестко ограниченные параметры — r_2 и r_3 , в том смысле, что их небольшое изменение существенно влияет на форму SED. Однако r_4 , внешний радиус пылевой оболочки, оказывает меньшее влияние: даже трехкратное его увеличение сохраняет критерий $F < 2.5$. Это можно объяснить, если обратиться к процедуре моделирования. При фиксированной толщине τ_3 , увеличение r_4 приводит к снижению температуры пыли на внешнем радиусе (r_4) и к некоторому перераспределению вещества внутри внешней оболочки, так что плотность пыли на ее внутреннем радиусе r_3 снижается незначительно, что почти не влияет на форму SED. Увеличение дальнего ИК-излучения, создаваемого холодной пылью, на новом, большем, расстоянии r_4 , частично компенсируется уменьшением плотности пыли на прежнем расстоянии r_4 .

Варьирование параметров модели по-разному влияет на общую массу пылевой оболочки. Мы рассчитали общую массу пыли для каждой модели,

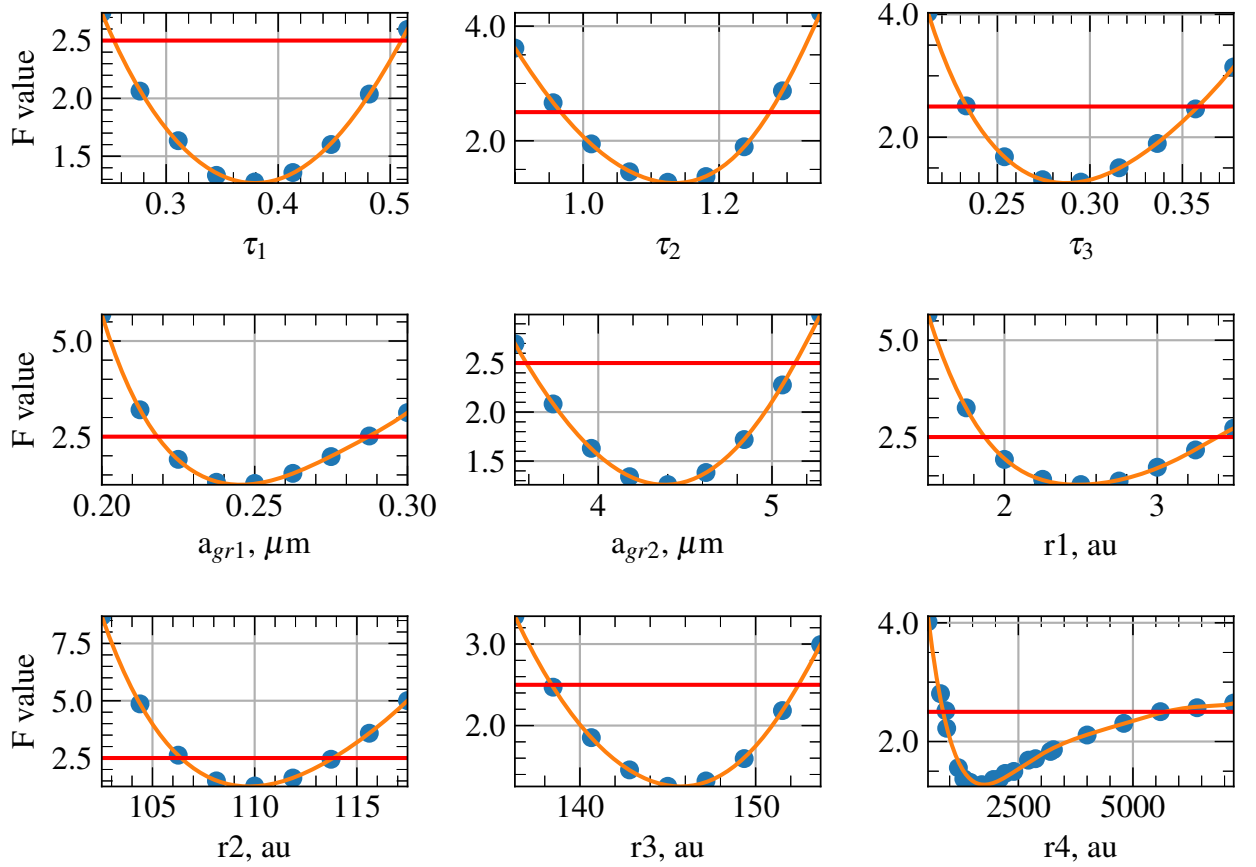


Рисунок 4.5 — График, иллюстрирующий процесс получения доверительных интервалов для параметров модели. Каждая панель показывает, как изменяется значение критерия Фишера F при изменении одного параметра и фиксировании остальных. Горизонтальная линия указывает критическое значение F .

удовлетворяющей критерию $F < 2.5$. На рис. 4.6. показано, как меняется значение критерия Фишера с изменением массы внешней пылевой оболочки при вариации одного из параметров модели, а именно параметров, соответствующих внешней оболочке: r_3 , r_4 — ее внутренний и внешний радиусы, и ее оптической толщине τ_V . Хорошо видно, что масса пыли сильно зависит только от внешнего радиуса. Остальные параметры изменяют SED, но почти не влияют на общую массу пыли. Наши расчеты показывают, что радиус оболочки не влияет на полученную скорость потери массы, хотя и влияет на результирующую массу. Это связано с тем, что время жизни оболочки и ее масса линейно растут с радиусом, если принять $\rho(r) \sim r^{-2}$.

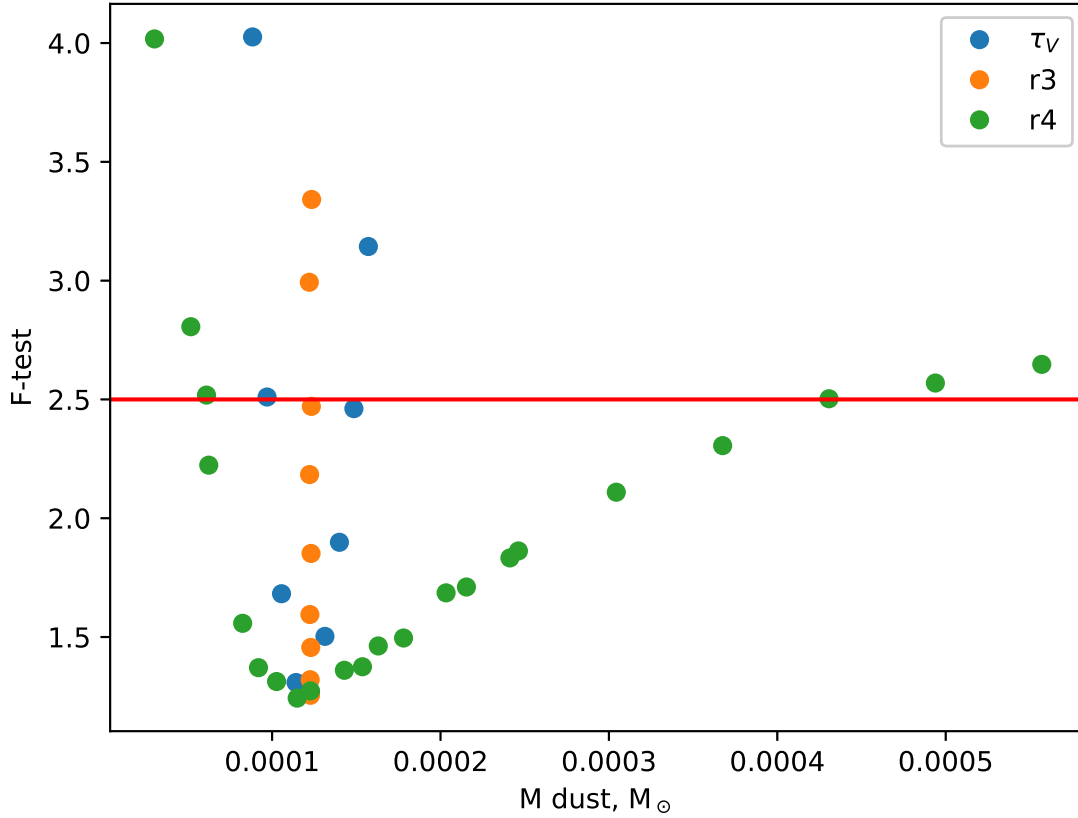


Рисунок 4.6 — График, иллюстрирующий изменение массы внешней оболочки и соответствующего значения критерия F при варьировании одного из параметров внешней оболочки τ_V , r_3 , r_4 при фиксированных остальных.

4.4 Исследование звезды V Cyg

У этой звезды зафиксирована большая величина показателя цвета $J - K \approx 3$, что может говорить или о большом межзвездном поглощении в направлении V Cyg или о наличии околзвездной пылевой оболочки. При расстоянии до звезды 545 пк, величина избытка цвета, согласно картам поглощения, $E(g - r) = 0.24^m$, что при нормальном законе межзвездного покраснения соответствует $E(J - K) \approx 0.13^m$, и не может объяснить наблюдаемые величины $J - K$. В пользу наличия пылевой оболочки говорит и значительный избыток излучения в ИК области.

На рис. 4.7 представлены все собранные нами данные (спектры ISO приведены только для двух моментов — минимума и максимума блеска). Интегрирование спектра в широком спектральном диапазоне позволяет получить

болометрический поток в максимуме блеска мириды $F_{bol}^{max} = 2.3 \cdot 10^{-9}$ Вт/м² и оценить светимость, которая получается порядка $21000 L_{\odot}$. Используя данные об угловом размере V Cyg из работы [71] (угловой диаметр $\theta \approx 13$ mas) можно получить оценку температуры $T_{eff} \approx 2600$ K. На рис. 4.8 показаны полученные нами на спектрографе ASTRONIRCAM спектры звезды в максимуме и минимуме блеска. В спектрах хорошо видны молекулярные полосы C₂, CO, CN и другие, характерные для углеродных звезд. Примечательна фазовая зависимость глубины полос C₂ и HCN+C₂H₂. В минимуме полоса C₂ становится менее выраженной, в то время как полоса HCN+C₂H₂, наоборот, усиливается. Полосы CO ($\lambda = 2.29$ мкм) хорошо выражены, и их глубина не зависит от фазы. Это, вероятно, указывает на то, что они образуются в пылевой оболочке.

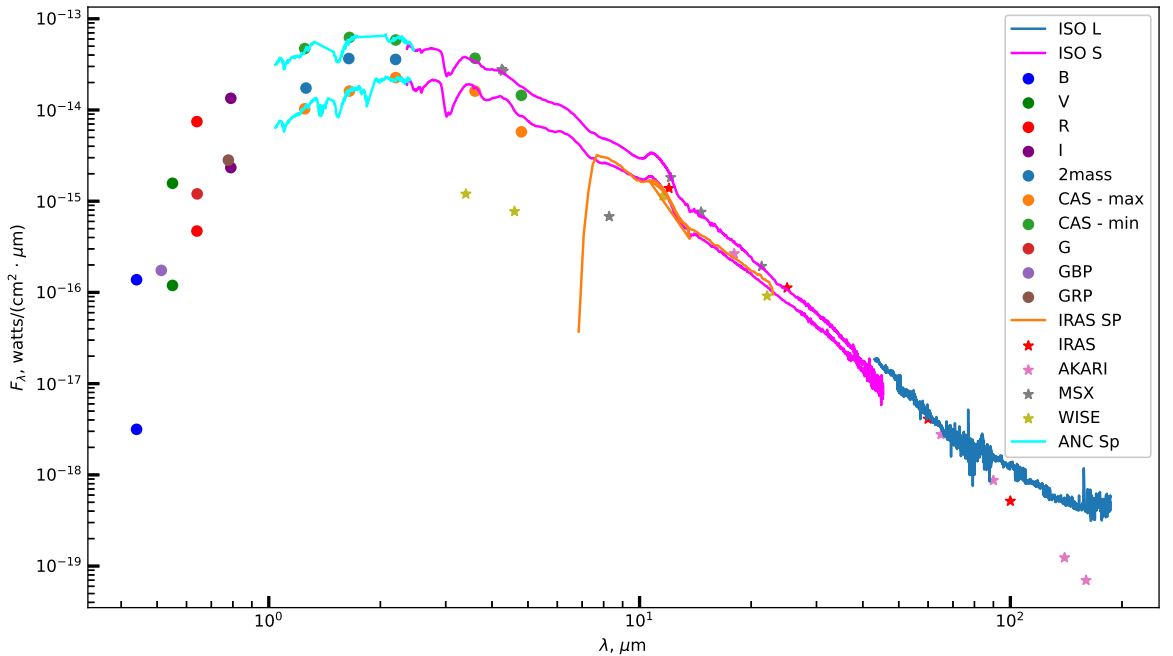


Рисунок 4.7 — Наблюдаемое распределение энергии в спектре V Cyg в максимуме и минимуме блеска

В результате моделирования получены следующие параметры пылевой оболочки. Состав пыли: 20-25% SiC [62] с размерами от 0.005 (параметр слабо влияет на наблюдаемые данные и был зафиксирован) до 0.7-0.8 микрон, и 75-80% C [61] с такими же размерами. Распределение пылинок по размерам стандартное, то есть количество пылинок по числу частиц пропорционально размеру в степени -3.5 , Mathis et al. 1977 [64]. Закон распределения плотности в оболочке так же стандартный R^{-2} (этот параметр подбирался, и наилучшее согласие наблюдается именно при классической зависимости плотности

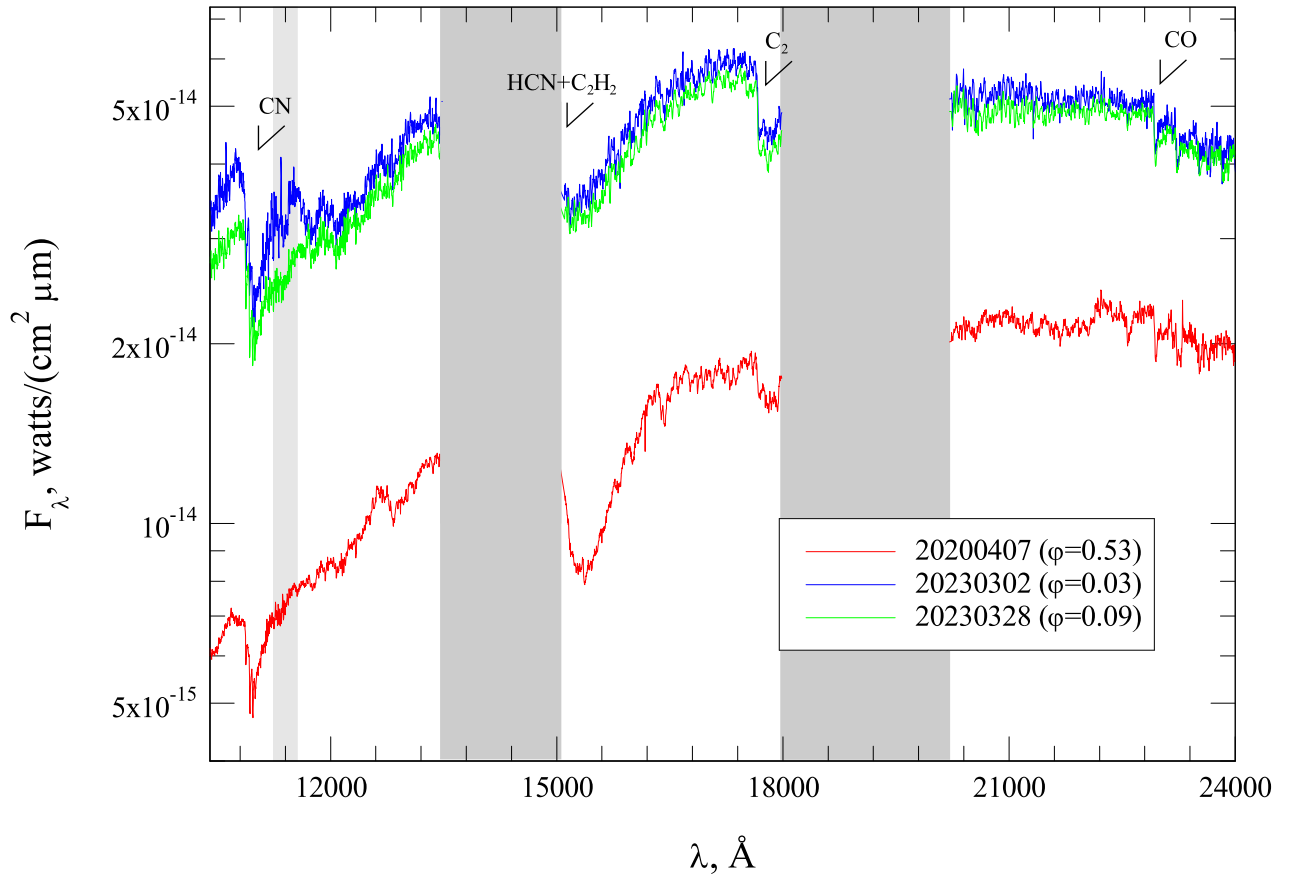


Рисунок 4.8 — NIR - спектры V Cyg в максимуме и минимуме яркости. Области сильных теллурических полос поглощения заштрихованы серым цветом. Светло-серая полоса при $\lambda \approx 1.14$ мкм отмечает область, в которой возможно восстановление сигнала.

от радиуса), что соответствует равномерному во времени сбросу массы звездой. Полученные параметры оболочки: Внутренний радиус 11 а.е., внешний 30000 а.е. (очень слабо влияет на наблюдательные данные, но тем не менее варьировался).

Исходя из полученных параметров рассчитаны следующие параметры оболочки. Полная масса пыли – $5 \cdot 10^{-5} M_{\odot}$. Учитывая соотношение $M_{gas}/M_{dust} = 400$ (для углеродных звезд оно достигает таких значений, смотри Кнарр (1985) [67] и Groenewegen (1998) [68]) и скорость истечения вещества в $11.8 \text{ км} \cdot \text{с}^{-1}$ (Neufeld 2010 [72]) можно получить скорость потери вещества $dM/dt = 1.6 \cdot 10^{-6}$. Оптическая толща поглощения в фильтре V 2.0, а рассеяния 1.6. Температура пыли на внутренней границе 1300 градусов, а на внешней 55 градусов Кельвина. Так же эти результаты моделирования находятся в хорошем согласии с результатами поляризметрических измерений на спекл-поляриметре SPP, Safonov et al. 2019 [73]. Статья с более полной мо-

делью, включая поляризметрические данные, на данный момент отправлена в журнал. Подробное моделирование оболочки в минимуме блеска звезды так же не проводилось, по указанным выше причинам. Результаты моделирования SED представлены на рис. 4.9.

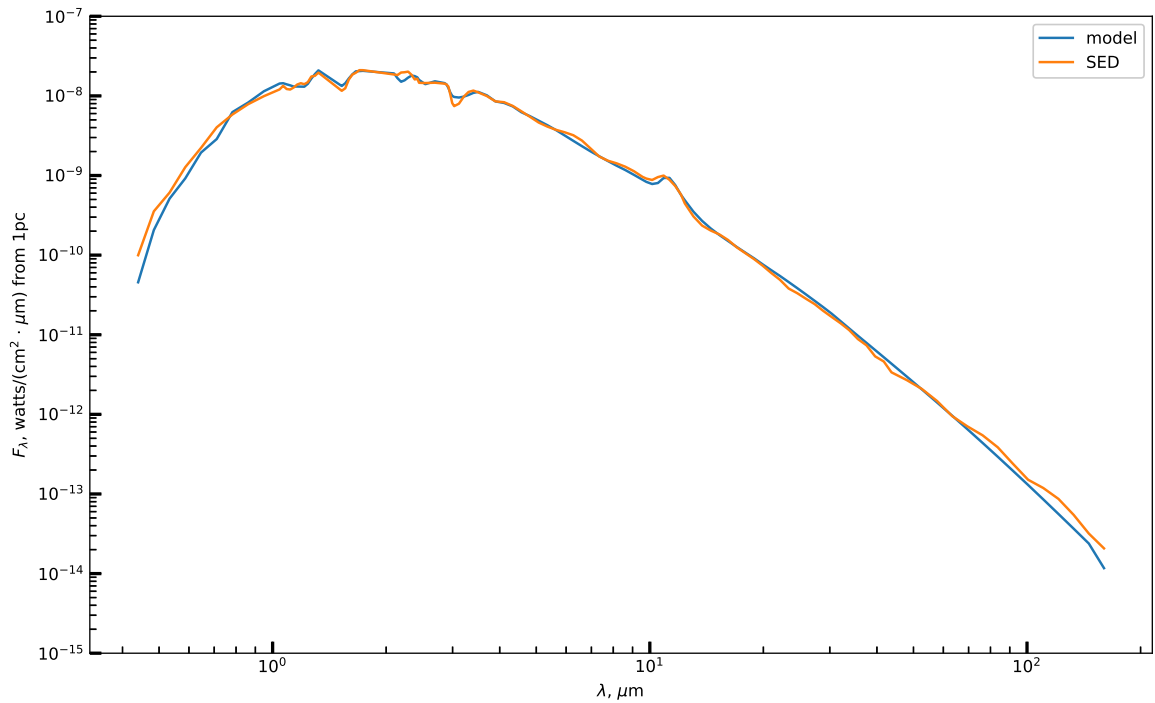


Рисунок 4.9 — Собранный SED звезды в максимуме (оранжевая кривая) и подобранная модель (синяя кривая)

Глава 5. Создание каталога звезд на поздних стадиях эволюции¹

При исследовании объектов с околозвездными пылевыми оболочками важно анализировать распределение энергии в максимально широком спектральном диапазоне, который должен включать в себя как максимум излучения центрального источника, так и длинноволновое излучение пылевой оболочки. Это облегчает моделирование SED и позволяет получить надежную оценку болометрического потока (а при известном расстоянии и в предположении сферической симметрии оболочки или при наблюдении дискообразной оболочки — светимости центральной звезды).

В середине-конце 90-ых годов на околоземной орбите работала инфракрасная космическая обсерватория ISO [24]. На ней было установлено несколько приборов, в частности, спектрограф Short Wavelength Spectrometer (SWS, [25]), работавший в широком спектральном диапазоне от 2.36 до 45 мкм. Одним из основных классов объектов, наблюдавшихся с этим прибором, были AGB звезды разных типов и post-AGB звезды. Среди почти 900 объектов, наблюдавшихся с SWS, 263 принадлежат к этим типам звезд.

Только спектров ISO недостаточно для построения информативного распределения энергии в спектре (SED) звезды с пылевой оболочкой — наблюдения на более коротких длинах волн несут информацию о звездном компоненте, а на более длинных — о внешних, холодных областях оболочки, где может быть сосредоточена ее основная масса. Целью этой части работы является создание каталога SED в максимально широком спектральном диапазоне для звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции и наблюдавшихся в ходе миссии ISO, и последующий отбор объектов для программы исследования околозвездных пылевых оболочек углеродных звезд.

¹При написании данной главы использовались материалы публикации по теме диссертации 7, выполненной автором в соавторстве.

5.1 Структура каталога

Собранный нами каталог [74] SED звезд, наблюдавшихся обсерваторией ISO и находящихся на поздних стадиях эволюции, размещен на сайте группы ИК-астрономии ГАИШ МГУ: https://infra.sai.msu.ru/sai_iss_sed. Он содержит 263 объекта: 63 мириды и AGB звезды, 56 углеродных звезд, 48 post-AGB звезд и 96 объектов других типов (S звезды, протопланетарные туманности, долгопериодические переменные, красные сверхгиганты и др.). Отметим, что при подсчете звезд разных типов и при указании типа в каталоге использовалась классификация SIMBAD. При этом, например, Общий каталог переменных звезд [75] часть углеродных звезд относит к миридам, а часть AGB звезд — к полуправильным переменным.

Каждому объекту в каталоге соответствует запись, содержащая 15 полей. Это стандартные поля с именем звезды, координатами и блеском и поля с компилированным и интерполированным SED (в виде текстовых таблиц, рисунков и машиночитаемых данных), а также архивом со всеми данными и спектрами ISO. Подробнее описание записей каталога приведено в табл. 13.

В поле SED *pic*, помимо ссылки на график с компилированными точками SED, спектром ISO и интерполированным SED, содержится указание на степень соответствия спектра ISO SWS из Атласа общему ходу SED, построенному по фотометрическим данным. Символ "+" рядом со ссылкой означает хорошее совпадение ISO спектра с данными фотометрии. Пример такого случая показан на рис. 5.1. Такие спектры можно автоматически объединять с фотометрическими данными в общий SED в широком спектральном диапазоне и использовать, например, при моделировании околозвездных пылевых оболочек. Символы "+ -" рядом со ссылкой на график означают, что спектр ISO частично соответствует SED и в этой части может быть использован без перекалибровки. Пример такого случая показан на рис. 5.3. Если рядом со ссылкой на график SED *Pic* стоит знак "-", то для этого объекта использование спектров ISO без перекалибровки практически невозможно. Пример такого случая показан на рис. 5.2. На нем хорошо видно, что форма ISO спектра post-AGB звезды IRAS 15553-5230 отличается от фотометрических оценок потока во всем диапазоне длин волн — фотометрический SED имеет двугорбую форму и принадлежит холодному объекту с $T_{eff} \sim 1000$ К с пылевой оболочкой,

Таблица 13 — Описание полей каталога SED

№	Поле	Описание	Примечание
1	Object	Имя объекта	В читаемом SIMBAD виде
2	Type	Тип объекта (по данным SIMBAD)	Тип объекта и спектральный класс при наличии
3	R.A.	Прямое восхождение, HH:MM:SS.ss	На равноденствие J2000
4	Dec	Склонение, DD:MM:SS.ss	На равноденствие J2000
5	J mag	Блеск в полосе J	По данным обзора 2MASS
6	Flux	Наблюдаемый болометрический поток, Вт/м ²	Интеграл под интерполированным SED
7	Luminosity	Светимость объекта	На расстоянии Distance с учетом межзвездного поглощения
8	Distance	Расстояние в парсеках	При отсутствии данных о расстоянии ставится <i>nan</i> , а светимость считается для 1000 пк и $E(g-r) = 0$
9	$E(g-r)$	Избыток цвета	<i>nan</i> , если величина неизвестна
10	Phot Pic	График SED по данным наблюдений	PNG файл PNG файл. Символ "+" означает совпадение ISO SWS спектра с данными фотометрии; символ "-" означает значительное расхождение спектральных и фотометрических данных; символы "+-" означают хорошее совпадение спектральных и фотометрических данных на значительном интервале длин волн
11	SED Pic	График SED с интерполяцией данных	Текстовая таблица
12	Phot dat	SED по данным наблюдений	Текстовая таблица
13	SED dat	Интерполированный SED	Текстовая таблица
14	JSON dat	Все данные в формате JSON	JSON объект
15	Archive	Все данные и спектры ISO	ZIP архив

а на ISO спектре из Атласа мы видим степенное падение потока, характерное для области Рэля-Джинса объекта с температурой >3000 К.

Мы обнаружили, что лишь менее 60% спектров ISO из Атласа можно использовать во всем диапазоне без перекалибровки. Еще 20% требуют относительно небольших изменений, и могут применяться в работе, а оставшиеся спектры нельзя использовать при исследовании SED объектов без новой обработки исходных данных.

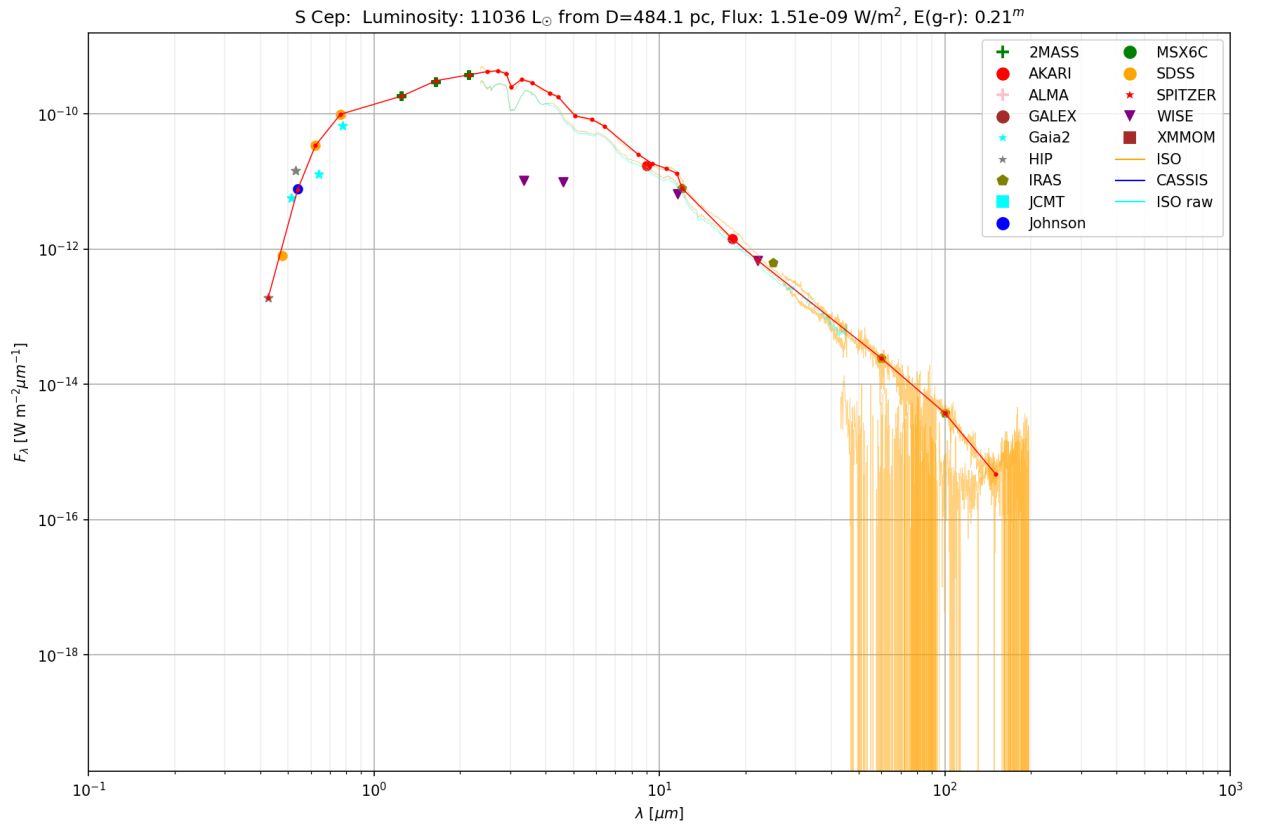


Рисунок 5.1 — Пример хорошего совпадения распределения энергии в спектре яркой углеродной звезды S Cep со спектром ISO SWS. Красной линией показан сглаженный SED, по которому вычислялся болометрический поток.

Сбор данных о фотометрии и спектрах звезд

В качестве источника данных о потоках в спектрах, полученных ISO, мы использовали атлас "An atlas of fully processed spectra from the SWS"² (далее Атлас). Методы обработки и нормировки спектров, использованные при составлении этого атласа, описаны в работе [11]. Для каждой записи в атласе приведены имя объекта, уникальный номер наблюдения ISO (TDT – target dedicated time), экваториальные координаты, примечания и таблицы с распределением энергии. В атласе представлено 1248 записей со спектрами примерно 900 объектов, полученными в режиме съемки AOT1, который подразумевает наблюдения в диапазоне длин волн от 2.36 до 45 мкм, а также 23 спектра, полученных в режиме AOT6 с большим разрешением и более высокой чувствительностью.

²<https://users.physics.unc.edu/gcsloan/library/swsatlas/atlas.html>

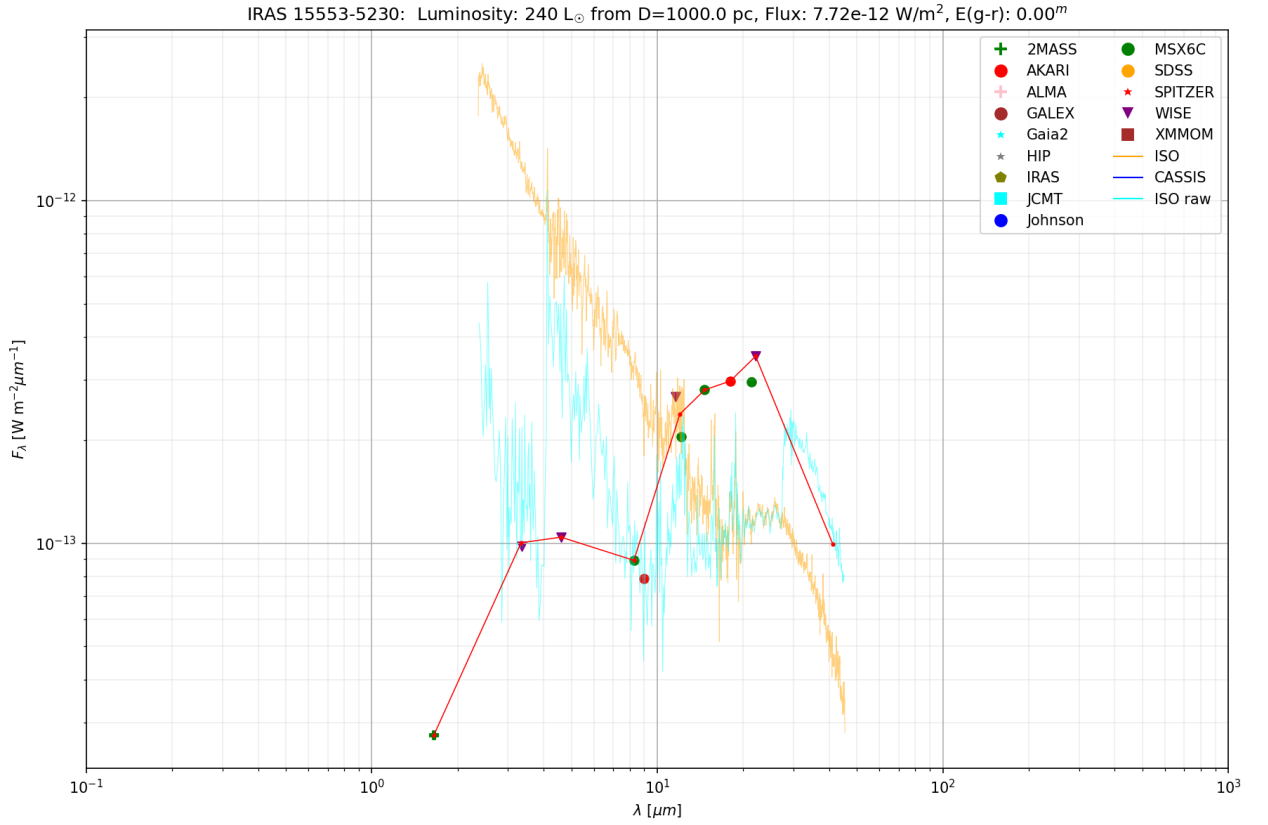


Рисунок 5.2 — Распределение энергии в спектре post-AGB объекта IRAS 15553-5230. Пример плохого совпадения SED со спектром ISO. Обозначения те же, что на рис. 5.1

На первом этапе из списка объектов Атласа мы отобрали звезды, находящиеся на поздних стадиях эволюции. Для этого координаты объекта отправлялись запросом в Simbad Astronomical Database - CDS (Strasbourg)³, и в качестве ответа принимался список типов, которыми помечен объект в этой базе данных. Всего было отобрано 263 объекта с типами AGB, Post-AGB, PPN и PN, Long Period Variable (LPV), Mira, Carbon star и Red Supergiant.

Информацию о данных фотометрии и спектры ISO SWS и CASSIS [26] мы собирали с помощью несколько измененного нами кода sedbys [27], созданного для компиляции SED молодых звезд. Он использует как общие каталоги 2MASS [14], AKARI [15], GALEX [28], Gaia [18], Tycho-2 [20], IRAS [13], JCMT [29], APASS [30], MSX6C [17], SDSS [31], SPITZER [32], WISE [16], XMMOM [33], так и каталоги наблюдений молодых объектов. Мы исключили обращение к последним, дополнив код обращением к каталогу спектров ISO LWS (данные с длинноволнового спектрографа обсерватории, работавшего в диапазоне 43 – 197 мкм) и приведением данных к единым еди-

³<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

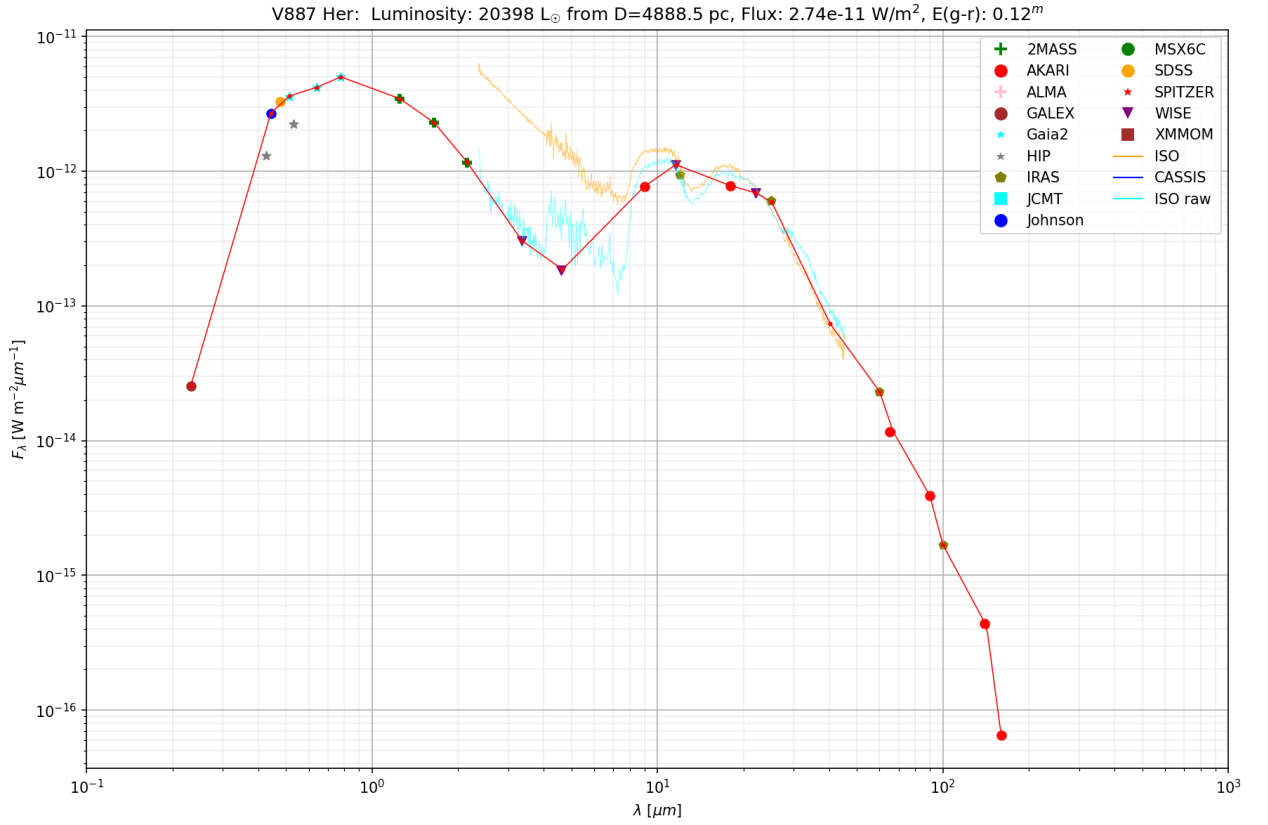


Рисунок 5.3 — Пример неполного совпадения распределения энергии в спектре известной post-AGB звезды V887 Her по результатам фотометрических наблюдений (символы разных цветов) и спектра ISO SWS из Атласа (оранжевая линия). Красной линией показан сглаженный SED, по которому вычислялся болометрический поток

ницам измерения. Собранные таким образом данные о наблюдениях являются основой каталога SED звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции.

Анализ SED звезд

На рис. 5.1 приведен пример хорошего соответствия спектров ISO SWS, полученных на двух фазах пульсаций углеродной звезды S Cer, и фотометрического SED. Обращает на себя внимание значительное отклонение потоков в коротковолновых полосах $W1$ ($\lambda = 3.35$ мкм) и $W2$ ($\lambda = 4.6$ мкм) обзора WISE от общего хода SED. По всей видимости, это связано с пересветом детектора излучением столь яркого объекта, как S Cer ($K \approx 0^m$, $L \approx M \approx -1^m$). Среди объектов, наблюдавшихся ISO, много ярких звезд, и такое поведение оценок

потоков WISE (при величинах потоков $> 5 \cdot 10^{-12}$ Вт/м² мкм) надо принимать во внимание при анализе SED.

Еще один фактор, затрудняющий автоматическую компиляцию SED и вычисление по нему болометрического потока, это переменность блеска, свойственная большинству звезд, находящихся на поздних стадиях эволюции. В видимом диапазоне она может приводить к изменению потока на 1-2 порядка, в ближнем ИК — в ~ 2 раза, в среднем и дальнем ИК — до 20-30%. При этом, из-за того, что максимум излучения большинства объектов нашей выборки приходится на ближний ИК диапазон, переменность в ближнем ИК примерно соответствует переменности болометрического потока, а переменность в видимом спектре меняет болометрический поток лишь на несколько процентов.

Из-за описанных факторов финальный SED, по которому вычислялся болометрический поток, проводился по собранным точкам вручную. Для помощи в этом была написана программа, которая разбивала весь спектральный диапазон на 20 поддиапазонов, равномерно расположенных в логарифмической шкале длин волн, и в каждом диапазоне выбирала фотометрические наблюдения с наибольшим потоком (спектральные данные программой не анализировались). Полученный программой SED демонстрировался пользователю, который с помощью компьютерной мышки удалял или переставлял предложенные программой точки, а также добавлял новые там, где это было необходимо, в том числе, ориентируясь на спектры ISO и CASSIS.

Для вычисления наблюдаемого болометрического потока выполнялась линейная интерполяция между расставленными вручную (с помощью программы) точками SED в логарифмической шкале длин волн (пример такой интерполяции показан красной линией на рис. 5.1, 5.2 и 5.3). Для вычисления светимости мы использовали расстояние из каталога расстояний на основе Gaia EDR3 [19], и учитывали межзвездное поглощение в соответствии с картой поглощения из Green et al. 2019 [21] и законом межзвездного покраснения из Cardelli et al. 1989 [22]. В случае отсутствия данных о расстоянии в этом каталоге, расстояние вычислялось по простой формуле $1/\pi$, где параллакс брался из результатов запроса к SIMBAD Astronomical Database. В случае отсутствия и этих данных, светимость вычислялась для расстояния 1 кпк в отсутствии межзвездного поглощения.

Заключение

Необходимость расширения спектрального диапазона, в котором могут проводиться наблюдения на 2.5-м телескопе КГО, в сторону длинных волн не вызывает сомнений — этого требуют современные направления исследований и это позволяет астроклимат обсерватории и появление соответствующего приемника излучения. При этом значительно расширяются и возможности по исследованию разных классов объектов: молодых звезд, AGB и post-AGB звезд, комет, ярких активных ядер галактик с избытками ИК-излучения и, наконец, объектов с околозвездными пылевыми оболочками.

Реализованный нами на данном этапе вариант конструкции фотометра не является оптимальным с точки зрения минимизации инструментального фона и соответствия масштаба среднему качеству изображения в КГО (вместо рекомендуемых 3 пикселей на FWHM точечного источника реализован вариант с $\approx 5 - 6$ пикселями). Однако, он позволяет при минимальном бюджете проекта получить рабочий инструмент, которому доступны сотни тысяч объектов на небе.

Основой прибора является светочувствительный модуль Gavin-615A, который был исследован нами в лабораторных условиях и в реальных условиях подкупольного пространства. Для обеспечения его работы и возможности взаимодействия с комплексом программ и оборудования 2.5-м телескопа нами было доработано переданное поставщиком программное обеспечение и разработано новое, реализующее различные режимы работы фотометра. В дальнейшем планируется доработка прибора, включающая создание криостата и системы охлаждения для фотометрических фильтров, а также установку подвижного зеркала, для быстрого переключения фон/звезда.

С LMP фотометром начаты наблюдения на 2.5-м телескопе, показавшие возможность его использования для исследования объектов в полосах L , M . Так, получены оценки блеска нескольких ярких углеродных звезд, звезд-стандартов разных спектральных классов из списка [1] и слабой молодой звезды ZZ Tau IRS [41]. Оценка проникающей способности LMP фотометра показывает, что при $SNR=3$ и хорошем качестве изображений за время накопления 20 секунд можно в полосах L и M наблюдать звезды до $\sim 9^m$ и

$\sim 8^m$, соответственно. Теперь планируется получить продолжительные кривые блеска более 20 отобранных объектов.

Полученные нами результаты исследования детектора и в целом камеры LMP показывают, что она может быть включена в состав штатных приборов 2.5-м телескопа и использоваться для наблюдений холодных пульсирующих звёзд типа Миры Кита, звезд с околозвёздными пылевыми оболочками (в том числе Новых звёзд), пылевых дисков вокруг молодых звезд (например звезд типа Т Тельца), post-AGB звезд, активных ядер галактик, объектов Солнечной системы и других объектов. Пробная установка LMP камеры на 0.6-м телескоп показала, что ее аналоги можно успешно применять на малых телескопах для исследования ярких астрономических объектов.

Также в этой работе представлено, описание получения калибровочных данных и процедур первичной калибровки камеры-спектрографа ASTRONIRCAM, представлен алгоритм работы конвейера автоматической обработки данных.

В конвейер обработки данных добавлены новые алгоритмы, которые улучшают качество получаемых результатов и увеличивают точность измерений. Благодаря коррекции пересвеченных пикселей и коррекции персистенции появилась возможность наблюдать слабые объекты в одном поле с яркими с более длительными экспозициями. Правильная коррекция плоских полей и фона телескопа позволила увеличить точность фотометрии, особенно для протяженных объектов. Была добавлена отдельная обработка спектральных данных, процедура редукции которых значительно отличается от редукции для фотометрии. В процессе разработки пайплайна была оптимизирована файловая структура для хранения данных наблюдений, создан отдельный архив со всеми наблюдениями прибора, обработанными с помощью последних алгоритмов обработки.

Таким образом создание пайплайна позволило сильно уменьшить время между непосредственно наблюдениями и получением их численных результатов, уменьшило количество рутинной работы, выполняемой наблюдателями, а также увеличило качество редукции данных благодаря более продвинутым алгоритмам первичной обработки данных.

Для моделирования звездных пылевых оболочек нам необходимы и более длинноволновые данные. Используемые нами спектры в широком диапазоне от 2.36 до 45 мкм для большого числа AGB и post-AGB объектов были

получены космической обсерваторией ISO. На базе этих спектров, представленных в атласе "An atlas of fully processed spectra from the SWS" и описанных в работе [11], нами был собран каталог SEDs of the Late Stages Stars (доступен по адресу https://infra.sai.msu.ru/sai_lss_sed). В нем для 263 объектов представлены SED в диапазоне 0.4 – >100 мкм, вычислены болометрические потоки и приведены сглаженные SED (без учета и с учетом межзвездного поглощения).

Важным результатом анализа данных каталога является оценка степени соответствия ISO SWS спектра SED, полученной по данным фотометрии из разных источников. Оказалось, что в достаточно популярном атласе Sloan et al. 2003 [11] (более 200 цитирований на конец 2023 г.) лишь у 60% объектов ISO SWS спектры соответствуют SED, и могут быть использованы в том виде, в котором они приводятся в Атласе. Такие объекты помечены знаком "+" в нашем каталоге. Для $\approx 20\%$ объектов требуется полная перекалибровка сырых спектров с сайта ISO (знак "-" в каталоге). Спектры еще 20% звезд можно использовать частично, в той области спектра (обычно — в длинноволновой), где они соответствуют SED (знак "+-" в каталоге). Далее мы планируем дополнять каталог, в том числе собственными результатами наблюдений.

Для ярких объектов каталога надо с вниманием относиться к данным фотометрии WISE в полосах $W1$ и $W2$. При потоках $> 5 \cdot 10^{-12}$ Вт/м² мкм возможен пересвет детектора. Косвенным признаком пересвета являются значительные (десятые доли величины) ошибки фотометрии в этих полосах.

Светимости всех объектов в каталоге получены из болометрического потока F_{bol} , измеренного по сглаженному и исправленному за межзвездное поглощение SED, и расстояния: $L = 4\pi D^2 F_{bol}$. Таким образом, светимость в значительной степени зависит от принятого расстояния до объекта, особенно для объектов, расположенных в областях с высоким межзвездным поглощением. Несмотря на использование наиболее современных значений расстояний из каталога Gaia EDR3 [19], по-видимому, для красных переменных звезд большого радиуса, обладающих протяженными холодными атмосферами и часто околосветными пылевыми оболочками, ошибки определения расстояний остаются большими.

Данные из каталога можно напрямую использовать при моделировании околосветных пылевых оболочек. Например, в этой работе так же представлены результаты моделирования систем звезда – пылевая оболоч-

ка звезд T Dra, IRAS 02143, V Cyg и S Cep, выполненные с помощью пакета RADMC-3D. Представлена общая методология построения моделей оболочек, используемая для всех звезд, которую можно применять при исследовании других подобных объектов. В процессе моделирования были исследованы полученные нами инфракрасные спектры этих объектов. Это позволило определить количественное содержание разного типа пылевых частиц в оболочке. Также для этих звезд собраны наиболее полные данные о SED, определены параметры пылевых оболочек и самих звезд, рассчитаны масса оболочки и темпы потери вещества звездой.

Список литературы

1. *Shenavrin, V. I.* Search for and study of hot circumstellar dust envelopes / V. I. Shenavrin, O. G. Taranova, A. E. Nadzhip // *Astronomy Reports*. — 2011. — ЯНВ. — Т. 55, № 1. — С. 31—81.
2. The Caucasian Mountain Observatory of the Sternberg Astronomical Institute: First Six Years of Operation / N. Shatsky [и др.] // *Ground-Based Astronomy in Russia. 21st Century* / под ред. I. I. Romanyuk [и др.]. — 12.2020. — С. 127—132. — arXiv: [2010.10850](https://arxiv.org/abs/2010.10850) [[astro-ph.IM](https://arxiv.org/abs/2010.10850)].
3. ASTRONIRCAM—the infrared camera-spectrograph for the 2.5-m telescope of SAI Caucasian observatory / A. E. Nadjip [и др.] // *Astrophysical Bulletin*. — 2017. — Июль. — Т. 72, № 3. — С. 349—362. — arXiv: [1706.08959](https://arxiv.org/abs/1706.08959) [[astro-ph.IM](https://arxiv.org/abs/1706.08959)].
4. Night-sky brightness and extinction at Mt Shatdzhatmaz / V. Kornilov [и др.] // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 2016. — Нояб. — Т. 462, № 4. — С. 4464—4472. — arXiv: [1607.07637](https://arxiv.org/abs/1607.07637) [[astro-ph.IM](https://arxiv.org/abs/1607.07637)].
5. Study on Atmospheric Optical Turbulence above Mount Shatdzhatmaz in 2007-2013 / V. Kornilov [и др.] // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. — 2014. — Май. — Т. 126, № 939. — С. 482. — arXiv: [1403.6820](https://arxiv.org/abs/1403.6820) [[astro-ph.IM](https://arxiv.org/abs/1403.6820)].
6. The Brightness of the Sky of the Caucasian Mountain Observatory of MSU in the Near Infrared / A. M. Tatarnikov [и др.] // *Astronomy Reports*. — 2024. — Май. — Т. 68, № 1. — С. 67—79.
7. *Herwig, F.* Evolution of Asymptotic Giant Branch Stars / F. Herwig // *Annual Rev. Astron. Astrophys.* — 2005. — Сент. — Т. 43, № 1. — С. 435—479.
8. *Höfner, S.* Mass loss of stars on the asymptotic giant branch. Mechanisms, models and measurements / S. Höfner, H. Olofsson // *Astron. and Astrophys.* — 2018. — ЯНВ. — Т. 26, № 1. — С. 1.
9. *Simons, D. A.* The Mauna Kea Observatories Near-Infrared Filter Set. I. Defining Optimal 1-5 Micron Bandpasses / D. A. Simons, A. Tokunaga // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. — 2002. — Февр. — Т. 114, № 792. — С. 169—179. — arXiv: [astro-ph/0110594](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0110594) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0110594)].

10. *Leach, R. W.* CCD and IR array controllers / R. W. Leach, F. J. Low // Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors. Т. 4008 / под ред. М. Iye, A. F. Moorwood. — 08.2000. — С. 337—343. — (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series).
11. A Uniform Database of 2.4-45.4 Micron Spectra from the Infrared Space Observatory Short Wavelength Spectrometer / G. C. Sloan [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2003. — Авг. — Т. 147, № 2. — С. 379—401.
12. A Uniform Database of 2.4-45.4 Micron Spectra from the Infrared Space Observatory Short Wavelength Spectrometer / G. C. Sloan [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2003. — Авг. — Т. 147, № 2. — С. 379—401.
13. The Infrared Astronomical Satellite (IRAS) mission. / G. Neugebauer [и др.] // *Astrophys. J.* — 1984. — Март. — Т. 278. — С. L1—L6.
14. The Two Micron All Sky Survey (2MASS) / M. F. Skrutskie [и др.] // *Astron. J.* — 2006. — Февр. — Т. 131, № 2. — С. 1163—1183.
15. The AKARI/IRC mid-infrared all-sky survey / D. Ishihara [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2010. — Май. — Т. 514. — A1. — arXiv: [1003.0270 \[astro-ph.IM\]](#).
16. The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance / E. L. Wright [и др.] // *Astron. J.* — 2010. — Дек. — Т. 140, № 6. — С. 1868—1881. — arXiv: [1008.0031 \[astro-ph.IM\]](#).
17. VizieR Online Data Catalog: MSX6C Infrared Point Source Catalog. The Midcourse Space Experiment Point Source Catalog Version 2.3 (October 2003) / M. P. Egan [и др.] // *VizieR Online Data Catalog.* — 2003. — Янв. — С. V/114.
18. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties / Gaia Collaboration [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2018. — Авг. — Т. 616. — A1. — arXiv: [1804.09365 \[astro-ph.GA\]](#).
19. Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties / Gaia Collaboration [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2021. — Май. — Т. 649. — A1. — arXiv: [2012.01533 \[astro-ph.GA\]](#).
20. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars / E. Høg [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2000. — Март. — Т. 355. — С. L27—L30.

21. A 3D Dust Map Based on Gaia, Pan-STARRS 1, and 2MASS / G. M. Green [и др.] // *Astrophys. J.* — 2019. — Дек. — Т. 887, № 1. — С. 93. — arXiv: [1905.02734 \[astro-ph.GA\]](#).
22. *Cardelli, J. A.* The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction / J. A. Cardelli, G. C. Clayton, J. S. Mathis // *Astrophys. J.* — 1989. — Окт. — Т. 345. — С. 245.
23. RADMC-3D: A multi-purpose radiative transfer tool / C. P. Dullemond [и др.]. — 2012. — Февр. — ascl: [1202.015](#).
24. The Infrared Space Observatory (ISO) mission. / M. F. Kessler [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 1996. — Нояб. — Т. 315, № 2. — С. L27—L31.
25. Observing with the ISO Short-Wavelength Spectrometer. / T. de Graauw [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 1996. — Нояб. — Т. 315. — С. L49—L54.
26. CASSIS: The Cornell Atlas of Spitzer/Infrared Spectrograph Sources / V. Leboutteiller [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2011. — Сент. — Т. 196, № 1. — С. 8. — arXiv: [1108.3507 \[astro-ph.IM\]](#).
27. *Davies, C. L.* SEDBYS: A python-based SED Builder for Young Stars / C. L. Davies // *SoftwareX.* — 2021. — Июнь. — Т. 14. — С. 100687. — arXiv: [2008.07800 \[astro-ph.SR\]](#).
28. GALEX catalogs of UV sources: statistical properties and sample science applications: hot white dwarfs in the Milky Way / L. Bianchi [и др.] // *Astrophys. and Space Sci.* — 2011. — Сент. — Т. 335, № 1. — С. 161—169.
29. The SCUBA Legacy Catalogues: Submillimeter-Continuum Objects Detected by SCUBA / J. Di Francesco [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2008. — Март. — Т. 175, № 1. — С. 277—295. — arXiv: [0801.2595 \[astro-ph\]](#).
30. APASS - The Latest Data Release / A. A. Henden [и др.] // *American Astronomical Society Meeting Abstracts #225*. Т. 225. — 01.2015. — С. 336.16. — (American Astronomical Society Meeting Abstracts).
31. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey / K. N. Abazajian [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2009. — Июнь. — Т. 182, № 2. — С. 543—558. — arXiv: [0812.0649 \[astro-ph\]](#).

32. The Spitzer Space Telescope Mission / M. W. Werner [и др.] // *Astrophys. J. Suppl.* — 2004. — Сент. — Т. 154, № 1. — С. 1—9. — arXiv: [astro-ph/0406223](#) [[astro-ph](#)].
33. The XMM-Newton serendipitous ultraviolet source survey catalogue / M. J. Page [и др.] // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 2012. — Окт. — Т. 426, № 2. — С. 903—926. — arXiv: [1207.5182](#) [[astro-ph.CO](#)].
34. The estimate of sensitivity for large infrared telescopes based on measured sky brightness and atmospheric extinction / Z.-J. Zhao [и др.] // *Research in Astronomy and Astrophysics*. — 2021. — Май. — Т. 21, № 4. — С. 081. — arXiv: [2009.11049](#) [[astro-ph.IM](#)].
35. Zheltoukhov, S. G. On the Effectiveness of Observations in the Mid-Infrared Wavelength Range on the 2.5-Meter Telescope of the Caucasus Mountain Observatory of Moscow State University with Commercial IR Cameras / S. G. Zheltoukhov, A. M. Tatarnikov // *Moscow University Physics Bulletin*. — 2022. — Дек. — Т. 77, № 6. — С. 886—895. — arXiv: [2401.12146](#) [[astro-ph.IM](#)].
36. Tokunaga, A. T. The Mauna Kea Observatories Near-Infrared Filter Set. II. Specifications for a New JHKL'M' Filter Set for Infrared Astronomy / A. T. Tokunaga, D. A. Simons, W. D. Vacca // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. — 2002. — Февр. — Т. 114, № 792. — С. 180—186. — arXiv: [astro-ph/0110593](#) [[astro-ph](#)].
37. Lord, S. D. A new software tool for computing Earth's atmospheric transmission of near- and far-infrared radiation / S. D. Lord // *NASA Technical Memorandum*. — 1992. — Дек.
38. New Infrared Camera of the Caucasian Mountain Observatory of the SAI MSU: Design, Main Parameters, and First Light / S. G. Zheltoukhov [и др.] // *Moscow University Physics Bulletin*. — 2024. — Апр. — Т. 79, № 1. — С. 97—106. — arXiv: [2404.01246](#) [[astro-ph.IM](#)].
39. Hilbert, B. WFC3 TV3 Testing: IR Channel Nonlinearity Correction / B. Hilbert. — 01.2008. — Instrument Science Report WFC3 2008-39, 14 pages.

40. Data Reduction Pipeline for the MMT and Magellan Infrared Spectrograph / I. Chilingarian [и др.] // Publ. Astron. Soc. Pacific. — 2015. — Апр. — Т. 127, № 950. — С. 406. — arXiv: [1503.07504 \[astro-ph.IM\]](#).
41. ZZ Tau IRS: a Low Mass UX Ori Type Star with Strong Wind / M. A. Burlak [и др.] // Astrophysical Bulletin. — 2024. — ИЮНЬ. — Т. 79, № 2. — С. 281—297. — arXiv: [2401.08387 \[astro-ph.SR\]](#).
42. Zheltoukhov, S. G. Characterization of the ASTRONIRCAM Spectral Mode / S. G. Zheltoukhov, A. M. Tatarnikov, N. I. Shatsky // Astronomy Letters. — 2020. — Март. — Т. 46, № 3. — С. 193—203.
43. Photometric Operation Mode of the ASTRONIRCAM Camera / A. M. Tatarnikov [и др.] // Astrophysical Bulletin. — 2023. — Сент. — Т. 78, № 3. — С. 384—394.
44. Maslennikova, N. A. Classification of bad pixels of the Hawaii-2RG detector of the ASTROnomical NearInfraRed CAMera / N. A. Maslennikova, N. I. Shatsky, A. M. Tatarnikov // X-Ray, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy IX. T. 11454 / под ред. A. D. Holland, J. Beletic. — 12.2020. — С. 1145432. — (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series). — arXiv: [2012.12915 \[astro-ph.IM\]](#).
45. van Dokkum, P. G. Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection / P. G. van Dokkum // Publ. Astron. Soc. Pacific. — 2001. — Ноябрь. — Т. 113, № 789. — С. 1420—1427. — arXiv: [astro-ph/0108003 \[astro-ph\]](#).
46. A theory for image persistence in HgCdTe photodiodes / R. M. Smith [и др.] // High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy III. T. 7021 / под ред. D. A. Dorn, A. D. Holland. — 07.2008. — 70210J. — (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series).
47. Tulloch, S. Predictive model of persistence in H2RG detectors / S. Tulloch, E. George, ESO Detector Systems Group // Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems. — 2019. — ИЮЛЬ. — Т. 5. — С. 036004. — arXiv: [1908.06469 \[astro-ph.IM\]](#).
48. Hsu, J. -. Computation of Flat Fields for the HST Wide Field/Planetary Camera / J. -. Hsu, C. E. Ritchie // Astronomical Data Analysis Software and Systems II. T. 52 / под ред. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, J. Barnes. —

- 01.1993. — C. 418. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
49. *Rao, K. N.* Wavelength standards in the infrared / K. N. Rao, C. J. Humphreys, D. H. Rank. — 1966.
 50. *Tokunaga, A. T.* The Mauna Kea Observatories Near-Infrared Filter Set. III. Isophotal Wavelengths and Absolute Calibration / A. T. Tokunaga, W. D. Vacca // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. — 2005. — Дек. — Т. 117, № 838. — С. 1459—1459.
 51. A study of NIR atmospheric properties at Paranal Observatory / G. Lombardi [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2011. — Апр. — Т. 528. — A43. — arXiv: [1102.1214 \[astro-ph.IM\]](#).
 52. *Koornneef, J.* Near-infrared photometry. II. Intrinsic colours and the absolute calibration from one to five micron. / J. Koornneef // *Astron. and Astrophys.* — 1983. — Ноябрь. — Т. 128, № 1. — С. 84—93.
 53. Study of the Carbon Star T Draconis / A. M. Tatarnikov [и др.] // *Astronomy Letters*. — 2024. — Май. — Т. 50, № 1. — С. 53—61.
 54. Post-AGB candidate IRAS 02143+5852: Cepheid-like variability, three-layer circumstellar dust envelope and spectral features / N. P. Ikonnikova [и др.] // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 2024. — Май. — Т. 530, № 2. — С. 1328—1346. — arXiv: [2403.20066 \[astro-ph.SR\]](#).
 55. *Pickles, A. J.* A Stellar Spectral Flux Library: 1150-25000 Å / A. J. Pickles // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. — 1998. — Июль. — Т. 110, № 749. — С. 863—878.
 56. *Bertin, E.* SExtractor: Software for source extraction. / E. Bertin, S. Arnouts // *Astron. and Astrophys. Suppl.* — 1996. — Июнь. — Т. 117. — С. 393—404.
 57. Automated Astrometry (Invited) / D. W. Hogg [и др.] // *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVII*. Т. 394 / под ред. R. W. Argyle, P. S. Bunclark, J. R. Lewis. — 08.2008. — С. 27. — (Astronomical Society of the Pacific Conference Series).
 58. The Photodetector Array Camera and Spectrometer (PACS) on the Herschel Space Observatory / A. Poglitsch [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2010. — Июль. — Т. 518. — С. L2. — arXiv: [1005.1487 \[astro-ph.IM\]](#).

59. Herschel Space Observatory. An ESA facility for far-infrared and submillimetre astronomy / G. L. Pilbratt [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2010. — Июль. — Т. 518. — С. L1. — arXiv: [1005.5331 \[astro-ph.IM\]](#).
60. *Treffers, R.* High-resolution spectra of cool stars in the 10- and 20-micron regions. / R. Treffers, M. Cohen // *Astrophys. J.* — 1974. — Март. — Т. 188. — С. 545—552.
61. *Suh, K.-W.* Optical properties of the carbon dust grains in the envelopes around asymptotic giant branch stars / K.-W. Suh // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 2000. — Июль. — Т. 315, № 4. — С. 740—750.
62. *Pegourie, B.* Optical properties of alpha silicon carbide. / B. Pegourie // *Astron. and Astrophys.* — 1988. — Апр. — Т. 194. — С. 335—339.
63. Synthetic photometry for carbon rich giants. I. Hydrostatic dust-free models / B. Aringer [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2009. — Сент. — Т. 503, № 3. — С. 913—928. — arXiv: [0905.4415 \[astro-ph.SR\]](#).
64. *Mathis, J. S.* The size distribution of interstellar grains. / J. S. Mathis, W. Rumpl, K. H. Nordsieck // *Astrophys. J.* — 1977. — Окт. — Т. 217. — С. 425—433.
65. *Schöier, F. L.* Models of circumstellar molecular radio line emission. Mass loss rates for a sample of bright carbon stars / F. L. Schöier, H. Olofsson // *Astron. and Astrophys.* — 2001. — Март. — Т. 368. — С. 969—993. — arXiv: [astro-ph/0101477 \[astro-ph\]](#).
66. *Zubko, V.* Interstellar Dust Models Consistent with Extinction, Emission, and Abundance Constraints / V. Zubko, E. Dwek, R. G. Arendt // *Astrophys. J. Suppl.* — 2004. — Июнь. — Т. 152, № 2. — С. 211—249. — arXiv: [astro-ph/0312641 \[astro-ph\]](#).
67. *Knapp, G. R.* Mass loss from evolved stars. IV. The dust-to-gas ratio in the envelopes of Mira variables and carbon stars. / G. R. Knapp // *Astrophys. J.* — 1985. — Июнь. — Т. 293. — С. 273—280.
68. Dust shells around carbon Mira variables / M. A. T. Groenewegen [и др.] // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 1998. — Янв. — Т. 293, № 1. — С. 18—42.

69. A (12) CO ($J=1 \rightarrow 0$) and ($J=2 \rightarrow 1$) atlas of circumstellar envelopes of AGB and post-AGB stars / R. Neri [и др.] // *Astron. and Astrophys. Suppl.* — 1998. — Май. — Т. 130. — С. 1—64.
70. Millimetre observations of infrared carbon stars. II. Mass loss rates and expansion velocities / M. A. T. Groenewegen [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2002. — Авг. — Т. 390. — С. 511—522.
71. Angular Size Measurements of Carbon Miras and S-Type Stars / G. T. van Belle [и др.] // *Astron. J.* — 1997. — Нояб. — Т. 114. — С. 2150.
72. Discovery of water vapour in the carbon star V Cygni from observations with Herschel/HIFI / D. A. Neufeld [и др.] // *Astron. and Astrophys.* — 2010. — Окт. — Т. 521. — С. L5. — arXiv: [1007.1235 \[astro-ph.SR\]](#).
73. Differential speckle polarimetry at Cassegrain and Nasmyth foci / B. Safonov [и др.] // *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* — 2019. — Апр. — Т. 484, № 4. — С. 5129—5141. — arXiv: [1812.05139 \[astro-ph.IM\]](#).
74. *Tatarnikov, A. M.* Spectral Energy Distribution of Late Stage Stars / A. M. Tatarnikov, S. G. Zheltoukhov, E. D. Malik // *Moscow University Physics Bulletin.* — 2024. — Июнь. — Т. 79, № 3. — С. 385—392. — arXiv: [2409.04910 \[astro-ph.SR\]](#).
75. General catalogue of variable stars: Version GCVS 5.1 / N. N. Samus' [и др.] // *Astronomy Reports.* — 2017. — Янв. — Т. 61, № 1. — С. 80—88.

Список рисунков

- 1.1 Зависимость пропускания земной атмосферы от длины волны (для высоты 2000 м над поверхностью Земли и содержания воды в атмосфере 1 мм) и кривые пропускания фильтров L' (штрих-пунктирная линия) и M' (штриховая линия) 21
- 1.2 Спектр фона неба по данным сайта Gemini (<https://www.gemini.edu/observing/telescopes-and-sites/sites#Near-IR-long>) для воздушной массы 1.5. Синяя кривая — фон неба для 10 мм осажденной воды. Оранжевая кривая — для 2.3 мм осажденной воды. Пунктирными линиями показаны кривые пропускания фильтров L' и M' 23
- 1.3 Тепловая карта внутренних частей телескопа, полученная 24 декабря 2021 г. при температуре воздуха вне башни телескопа -15°C . Справа показан увеличенный фрагмент внутренней части изображения; цветовая шкала на изображениях разная. Точка 1 (-7.2°C) — бленда третичного зеркала МЗ, точка 2 (-32.9°C) — небо, видимое после отражения от трех зеркал телескопа, точка 3 ($+7.2^{\circ}\text{C}$) — отражение теплого наблюдателя с тепловизором во вторичном зеркале телескопа, точка 4 (-8.1°C) — отражение внутренней части бленды зеркала МЗ во вторичном зеркале, точка 5 (-30.5°C) — температура, измеряемая вблизи изображения металлических растяжек, на которых крепится вторичное зеркало. 25
- 1.4 Зависимость полного фона в полосе K от температуры зеркала телескопа. Линией показана модельная зависимость, используемая в дальнейших расчетах 28
- 1.5 Форма кривых пропускания (сплошная синяя кривая) и отражения от обеих сторон (штриховая линия — взгляд на фильтр со стороны детектора, пунктирная линия — со стороны телескопа) для типичного интерферометрического фильтра 29

1.6	Зависимость времени экспозиции от блеска звезды при температуре телескопа и фильтров 0°C , $FWHM = 1''$ и $\varepsilon_{fltr} = 0.04$. Красная сплошная линия — фильтр L' для $SNR = 3$. Красная пунктирная линия — фильтр L' для $SNR = 100$. Синяя сплошная линия — фильтр M' для $SNR = 3$. Синяя пунктирная линия — фильтр M' для $SNR = 100$	31
1.7	Схема расположения диафрагм и светофильтров вблизи детектора	33
1.8	Кривые пропускания светофильтров L' и M' и земной атмосферы для высоты 2 км над уровнем моря и содержания водяного пара 5 мм.	34
1.9	3D модель камеры с колесом фильтров (слева) и фотография готового устройства со стороны колеса фильтров (справа).	35
1.10	Фотография готового устройства (слева) и камера установленная на телескопе (справа).	36
1.11	Зависимость сигнала от времени накопления t (точки) и прямая $s(t)$, проведенная по четырем начальным точкам	38
1.12	Зависимость величины нелинейности $NL = s(t)/F_{meas} - 1$ от среднего сигнала (точки) и аппроксимация ее гиперболой (сплошная линия)	39
1.13	Зависимость дисперсии разностных кадров от среднего сигнала .	40
1.14	Гистограмма распределения величины темнового сигнала по пикселям в центральной области детектора и кривая нормального распределения со средним темновым током 19.61 и $\sigma = 0.28$. . .	43
1.15	Текущий вариант интерфейса управления фотометром LMP. На экране выводится результат съемки звезды RY Dra в фильтре M. Так же можно увидеть дифракционные кольца вокруг звезды. . .	45
1.16	Фотографии Юпитера и Марса, полученные 02.02.2023 при тестировании фотометра. Угловые размеры планет в момент наблюдений $36''$ и $10.7''$, соответственно.	46
1.17	Снимки Венеры, полученные 13.04.2023. Фаза Венеры 0.75, угловой диаметр $14''$	47
1.18	Распределение яркости в изображении углеродной звезды RW LMi, полученном 02.03.2023 в полосе M	48
2.1	Камера-спектрограф ASTRONIRAM.	51

2.2	Блок схема первичной редукции данных.	53
2.3	Пример зависимости сигнала от номера считывания до (желтая линия) и после (синяя линия) коррекции за нелинейность (Non Linear Correction). Далее для определения потока синяя кривая аппроксимируется линейной зависимостью. Отрицательный сигнал после коррекции является просто следствием нормировки и не влияет на дальнейшие результаты.	55
2.4	Пример зависимости сигнала от времени при пересвечивании пиксела. Зависимость не является точной прямой из-за эффектов связанных, например, с вариацией FWHM звезды и атмосферной прозрачности. Минимальный сигнал на графике отрицательный, так как коррекция пересвеченных пикселей выполняется после коррекции за нелинейность.	56
2.5	Пример накопления сигнала в пикселе с космическим лучом. Синие точки и прямая показывают данные в пикселе до коррекции, а оранжевые после коррекции.	59
2.6	Теоретическая модель персистенции. При экспозиции заряды могут попадать в ловушки внутри структуры полупроводника и выходить из них на последующих экспозициях, создавая дополнительный темновой ток. Рисунок взят из статьи [46]	62
2.7	Пример эффекта персистенции. Вся равномерная сетка объектов рядом с яркой звездой — это ее остаточные изображения.	62
2.8	Карта интенсивности персистенции в логарифмическом масштабе. Наиболее яркие участки более чем в 2 раза превышают средний уровень.	63
2.9	Зависимость уровня персистенции от времени.	64
2.10	Зависимость амплитуды экспонент от уровня первичной засветки в пикселе. Временные шкалы экспонент составляют 20 секунд и 100 секунд соответственно. В дальнейшем эти зависимости были уточнены аппроксимацией всех параметров модели одновременно.	65
2.11	Пример исправления персистенции алгоритмом. На левом рисунке исходная засветка, на центральном сама персистенция, и на правом результат коррекции.	67

2.12	Фрагмент изображения, полученного вычитанием из кадра без коррекции персистенции кадра с выполненной коррекцией. Справа показана логарифмическая шкала в ADU	68
2.13	Фон неба (слева) и плоское поле (справа) при наблюдении в фильтре Ks. Фон неба получен делением $\frac{CalF1}{CalF2}$ и формально содержит еще и темновой ток разделенной на плоское поле, но амплитуда темного тока мала и не влияет на полученную картинку. Как видно в данном случае амплитуда изменения плоского поля составляет чуть менее 20%, а амплитуда неоднородности фона – 5%.	71
2.14	Кривые пропускания фильтров, выделяющих различные спектральные диапазоны спектрографа	73
2.15	Примеры спектров аргонной лампы в режиме длинной щели (слева) и кросс-дисперсии (справа).	74
2.16	Остаточные отклонения кривизны линий.	76
2.17	Результат коррекции геометрических искажений.	76
2.18	Аппроксимация реального калибровочного спектра (оранжевая линия) модельным (синяя линия)	77
2.19	Усредненные профили щели, построенные с использованием штатного осветителя (пунктирная линия) и по линиям неба (сплошная линия).	81
2.20	Спектры неба в диапазонах Y , J , H и K при температуре воздуха 17°C и воздушной массе 1.5	82
2.21	Фрагмент спектра калибровочной лампы, полученного в режиме кросс-дисперсии в полосах YOS и JOS	84
2.22	Зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до спектральной линии для основной гризмы(пунктирная линия), и аппроксимация рассеянного света экспонентой(сплошная линия). Интеграл по красному прямоугольнику рис. 2.21	85
2.23	Зависимость интенсивности рассеянного света от расстояния до спектральной линии для гризмы кросс-дисперсора (пунктирная линия), и аппроксимация рассеянного света экспонентой(сплошная линия). Интеграл по зеленому прямоугольнику рис. 2.21	86

2.24	Наблюдаемый(сплошная линия) и модельный(пунктирная линия) спектр аргоновой лампы	86
2.25	Духи в рассеянном свете дисперсора	87
2.26	Зависимость смещения спектра на детекторе от угла поворота деротатора.	88
3.1	Внеосевые изображения звезды, получаемые камерой автогида. Указано так же расстояние от оптической оси.	93
3.2	Смещения звезды на матрице с гидированием и без него.	94
3.3	Зависимость точности определения центра звезды от суммарной экспозиции и количества сложенных кадров.	95
4.1	Различие модельных SED с учетом рассеяния (оранжевая кривая) и без его учета (синяя кривая) на примере пылевой оболочки звезды T Dra.	98
4.2	Наблюдаемое SED T Dra в максимуме и минимуме блеска. Черные линии — спектры ISO, синие линии — спектры КГО, красные символы — <i>JHKLM</i> фотометрия KAC, синие символы — литературные данные и данные AAVSO, красная линия — модельный SED. На врезке голубой линией показан фрагмент синтетического спектра углеродной звезды с $T_{eff} = 2400$ К и C/O=1.4 из работы Aringer et al. 2009 [63] и модельный спектр излучения звезды с пылевой оболочкой — зеленая линия.	99
4.3	SED IRAS 02143+5852. Синяя кривая представляет модельный SED, оранжевая - SED центральной звезды, находящейся за пылевой оболочкой, зеленая - излучение самой пылевой оболочки. Символами обозначены точки наблюдательных данных. Для некоторых данных планки ошибок меньше размеров символов.	102
4.4	Модельное распределение плотности пыли в оболочке, построенное в логарифмическом масштабе. Значения r_1, r_2, r_3 и r_4 - граничные положения компонентов пылевой оболочки.	103

4.5	График, иллюстрирующий процесс получения доверительных интервалов для параметров модели. Каждая панель показывает, как изменяется значение критерия Фишера F при изменении одного параметра и фиксировании остальных. Горизонтальная линия указывает критическое значение F	104
4.6	График, иллюстрирующий изменение массы внешней оболочки и соответствующего значения критерия F при варьировании одного из параметров внешней оболочки τ_V , r_3 , r_4 при фиксированных остальных.	105
4.7	Наблюдаемое распределение энергии в спектре V Cyg в максимуме и минимуме блеска	106
4.8	NIR - спектры V Cyg в максимуме и минимуме яркости. Области сильных теллурических полос поглощения заштрихованы серым цветом. Светло-серая полоса при $\lambda \approx 1.14$ мкм отмечает область, в которой возможно восстановление сигнала.	107
4.9	Собранный SED звезды в максимуме (оранжевая кривая) и подобранная модель (синяя кривая)	108
5.1	Пример хорошего совпадения распределения энергии в спектре яркой углеродной звезды S Cer со спектром ISO SWS. Красной линией показан сглаженный SED, по которому вычислялся болометрический поток.	112
5.2	Распределение энергии в спектре post-AGB объекта IRAS 15553-5230. Пример плохого совпадения SED со спектром ISO. Обозначения те же, что на рис. 5.1	113
5.3	Пример неполного совпадения распределения энергии в спектре известной post-AGB звезды V887 Her по результатам фотометрических наблюдений (символы разных цветов) и спектра ISO SWS из Атласа (оранжевая линия). Красной линией показан сглаженный SED, по которому вычислялся болометрический поток	114

Список таблиц

1	Основные параметры 2.5-м телескопа КГО ГАИШ	20
2	Основные параметры фильтров L' и M'	22
3	Фон, создаваемый телескопом	26
4	Фон, создаваемый фотометрическими фильтрами при $\varepsilon = 4\%$ во всем диапазоне	29
5	Расчетные предельные звездные величины точечных источников .	30
6	Параметры светофильтров	35
7	Параметры модуля Gavin-615A, установленного в LMP фотометре (по данным производителя)	37
8	Спектральная разрешающая сила спектрографа ASTRONIRCAM с различными щелями	80
9	Эффективность камеры ASTRONIRCAM в спектральном режиме.	81
10	Результаты ИК фотометрии избранных объектов	90
11	Журнал спектральных ИК наблюдений Т Дра, выполненных на 2.5-м телескопе КГО	92
12	Параметры пылевых оболочек звезды IRAS 02143+5852. Далее оптические толщины оболочек обозначаются τ_1, τ_2, τ_3 , а радиусы границ оболочек (по возрастанию) r_1, r_2, r_3 и r_4 соответственно. .	101
13	Описание полей каталога SED	111