

# Лабораторная работа

## Спектроскопия туманностей и их моделирование с помощью фотоионизационного кода Cloudy

А. С. Винокуров (САО РАН)

*Специальная астрофизическая обсерватория РАН,  
Нижний Архыз, КЧР, Россия*

### Аннотация

Целью данной работы является обучение стандартным методам обработки в среде MIDAS наблюдательных данных, полученных на спектрографах с длинной щелью, и ознакомление с возможностями моделирования физических условий и спектров газовых туманностей с помощью фотоионизационного кода Cloudy. Во второй части работы рассматривается применение полученных результатов для изучения недоступного для непосредственного наблюдения ЭУФ<sup>1</sup>-диапазона спектра ионизирующего туманность ультраяркого рентгеновского источника X-1 в галактике Holmberg II.

### Задачи:

- 1) получение навыков обработки в среде MIDAS оптических спектров, полученных с длинной щелью;
- 2) определение физических условий в туманностях на основе измеренных соотношений потоков в эмиссионных линиях их спектров;

---

<sup>1</sup> экстремальное ультрафиолетовое излучение (ЭУФ) в диапазоне 20 — 1000 Å (ЭУФ) ответственно за ионизацию водорода и гелия

- 3) ознакомление с возможностями моделирования в Cloudy;
- 4) в рамках простой модели оболочечной туманности воспроизведение наблюдаемого спектра туманности вокруг ультраяркого рентгеновского источника Holmberg II X-1 и определение наиболее вероятного наклона и уровня континуума в ЭУФ-диапазоне ионизирующего источника.

**Необходимые ресурсы:** ОС Linux, MIDAS, интернет.

**Данные:** ПЗС-изображения со спектрами и калибровочными данными, а также необходимые дополнительные материалы, могут быть получены по адресу:

[http://jet.sao.ru/~vinokurov/laboratory\\_work.tar](http://jet.sao.ru/~vinokurov/laboratory_work.tar)

**Продолжительность работы:** 1-2 недели.

**Проверочные вопросы:**

1. Назовите основные этапы редукции длиннощелевых спектров.
2. Физические условия и процессы, протекающие в HII-областях и небулярных туманностях.

**Литература:**

1. Osterbrock, D.,E., Ferland, G., J., Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, 2006, UNIVERSITY SCIENCE BOOKS, Sausalito, California
2. Соболев В.В., Курс теоретической астрофизики, 2-е издание, «Наука», Москва, 1975
3. Засов А.В., Постнов К.А., Общая астрофизика, Учебное пособие, «Век», Фрязино, 2006
4. Ильин В.Б., Желенкова О.П., Структура данных и программирование в MIDAS, учебное пособие, Санкт-Петербург, 2006

## 1. Введение

Свечение туманностей возникает в результате воздействия на газ излучения горячих звезд (или других источников жесткого излучения и ударных волн). Туманность поглощает высокочастотное излучение звезды и перерабатывает его в кванты меньших частот. Так возникают яркие эмиссионные линии в спектрах туманностей. Подобным же образом (хотя в некоторых отношениях и более сложным) возникают яркие линии в спектрах звезд типов Ве, Вольфа — Райе, новых и других объектов. Поэтому результаты изучения газовых туманностей широко используются в разных разделах астрофизики.

Идущий в газовых туманностях процесс переработки высокочастотного излучения звезд в кванты меньших частот говорит о сильном отклонении состояния туманностей от термодинамического равновесия (ТР). Это резко отличает туманности от звездных атмосфер, для которых предположение о наличии термодинамического равновесия оказывается достаточным как первое приближение к действительности. При изучении туманностей формулы Больцмана и Саха уже не применимы для вычисления количества атомов в разных состояниях, а формула Планка - для вычисления интенсивности излучения на разных частотах. В каждом отдельном случае указанные величины определяются путем рассмотрения тех элементарных процессов, которые протекают в реальных туманностях.

Качественно идущий в туманностях процесс перераспределения излучения объясняется наличием громадного несоответствия между интегральной плотностью излучения  $\rho_\nu$ , приходящего от звезды в туманность, и его спектральным составом, определяемым температурой звезды  $T_*$ :

$$\rho_\nu = W \rho_\nu^* , \quad (1)$$

где  $\rho_\nu^*$  - плотность излучения при ТР, выражаемая формулой Планка с температурой  $T_*$ , а  $W$  - так называемый коэффициент дилуции (ослабления) излучения.  $W$  показывает, во сколько раз телесный угол, под которым видна звезда из данной точки туманности, меньше телесного угла всей небесной сферы, равного  $4\pi$ . Для температуры, определяемой по формуле Стефана-Больцмана, выражение (1) имеет вид

$$T_l = W^{1/4} T_* , \quad (2)$$

где  $T_1$  – температура, соответствующая интегральной плотности излучения в туманности. Таким образом, при взаимодействии излучения звезды с газом туманности, согласно термодинамике, происходит перераспределение излучения по частотам в направлении установления наиболее вероятного распределения. Иными словами, в таком случае должна происходить переработка квантов больших частот в кванты меньших частот.

Вследствие чрезвычайно малой плотности излучения в туманностях подавляющее большинство атомов находится в основном состоянии. Поэтому туманности оказываются непрозрачными для излучения за лаймановской серией и совершенно прозрачными для излучения в бальмеровской, пашеновской и других субординатных сериях. Таким образом, туманность поглощает энергию звезды в частотах лаймановской серии и переизлучает ее в кванты субординатных серий, которые беспрепятственно выходят из туманности. При достаточно большой оптической толщине туманности за границей лаймановской серии она будет светиться в водородных линиях в основном за счет энергии звезды за границей этой серии (так как энергия, поглощаемая туманностью в лаймановских линиях, будет гораздо меньше). Таким образом, по свечению туманности в бальмеровской серии можно судить о энерговыделении за границей лаймановской серии и температуре звезды.

Указанные рассуждения могут быть применены к определению температуры и светимости не только звезд, но и любых других источников жесткого излучения, способных ионизовать туманность. В данной работе для изучения предоставляются спектральные наблюдения туманности, окружающей ультраяркий рентгеновский источник Holmberg II X-1, для которого в качестве одного из результатов работы должна быть получена оценка потока в ЭУФ-диапазоне. Данные получены на спектрографе FOCAS телескопа Subaru в феврале-марте 2011 года. Двумерный спектр оптического компонента Holmberg II X-1 и окружающей его туманности представлен на рисунке 1.

Туманность вокруг Holmberg II X-1 принадлежит к ULXN - классу оболочечных туманностей высокого возбуждения, окружающих многие ультраяркие рентгеновские источники (ULXs), к которым относят галактические объекты (но не ядра галактик) с рентгеновскими светимостями более  $3 \times 10^{39}$  эрг/с. Природа самих ультраярких рентгеновских источников на настоящий момент остается невыясненной. Вероятнее всего они представляют собой аккрецирующие черные дыры в двойных системах. Однако открытым вопросом остаются массы черных дыр: согласно двум наиболее популярным моделям ULXs в их состав входят либо чер-

ные дыры промежуточных масс (100-10000 масс Солнца), находящиеся в режиме докритической аккреции (темп аккреции меньше величины  $\frac{2L_{\text{эдд}}R_{\text{внутр}}}{GM_X}$ , где  $L_{\text{эдд}}$  – эддингтоновская светимость для черной дыры данной массы  $M_X$ ;  $R_{\text{внутр}}$  – внутренний радиус аккреционного диска;  $G$  – гравитационная постоянная), либо черные дыры звездных масс ( $\sim 10 M_{\odot}$ ) в режиме сверхкритической аккреции.

Туманность имеет внешний вид с достаточно явно выраженными кольцевыми структурами (рисунок 1, врезка слева). Угловой размер туманности вокруг Holmberg II X-1 составляет  $2.54'' \times 1.45''$ , что соответствует физическому размеру  $38 \times 22$  пк. Расстояние до туманности принимается равным 3.05 Мпк. Родительская галактика Holmberg II является низкометаллической - содержание кислорода в этой галактике  $\log(O/H) + 12 = 7.92$ , тогда как солнечное значение 8.69.

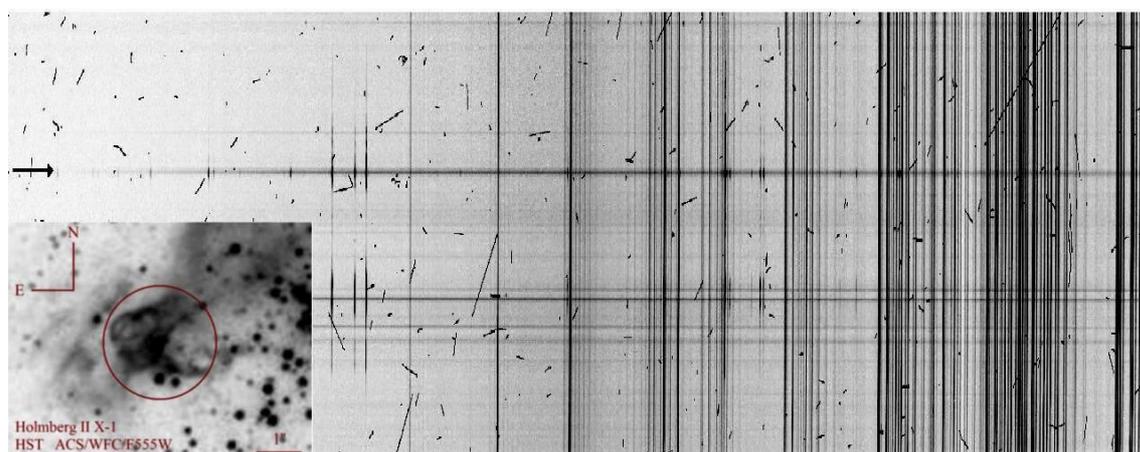


Рисунок 1. «Сырой» двумерный спектр оптического компонента ультраяркого рентгеновского источника Holmberg II X-1 (отмечен стрелкой) и окружающей его туманности, полученные на спектрографе с длинной щелью FOCAS. Ось дисперсии направлена по оси X. Черные разнонаправленные штрихи на спектре – следы космических частиц. На врезке внизу слева – снимок туманности, полученный на космическом телескопе имени Хаббла.

Помимо ярких эмиссионных линий бальмеровской серии, спектр туманности характеризуется наличием яркой линии He II  $\lambda 4686$  и аномально высоким в условиях низкого содержания тяжелых элементов отношением интенсивностей

$\frac{[O\ III]\ \lambda 5007}{H\beta} \sim 3$ , более характерным для планетарных туманностей. Яркую линию гелия чаще всего считают возбужденной рентгеновским излучением и приводят в качестве аргумента в пользу идеи изотропии рентгеновского источника, между тем как экстремальное ультрафиолетовое излучение гораздо эффективнее перерабатывается в линии He II. По этой причине туманности вокруг ULXs, и в частности туманность вокруг Holmberg II X-1, могут и не быть ионизованными рентгеном. В оптическом диапазоне для туманности Holmberg II не найдено никаких признаков присутствия ударных волн, поэтому следует считать, что состояние туманности, а следовательно и ее спектр, будет определяться только излучением центрального объекта. Из последнего, в свою очередь, следует, что анализ соотношений интенсивностей линий туманностей и величин потоков в этих линиях может дать дополнительную информацию о распределении энергии ионизирующего источника в недоступном для непосредственного наблюдения ЭУФ-диапазоне. В следующих главах описаны шаги редукции спектров, полученных на спектрографах с длинной щелью, указания для получения оценок температуры, плотности и массы туманности, необходимые как входные параметры для моделирования ее спектра и получения характеристик ионизирующего источника с помощью кода Cloudy.

## 2. Первичная редукция спектроскопических данных

Обычно во время наблюдений, кроме изображений спектра объекта (object), получают спектр сравнения от лампы (reference), спектр звезды - спектрофотометрического стандарта (standard), делают несколько изображений при закрытом затворе, сразу после очистки матрицы считывая заряд (bias), получают плоские поля (flatfield).. Иногда необходимо дополнительно снимать темновые токи (dark) и спектр сумеречного неба (sky). Все эти дополнительные изображения используют для различных коррекций и калибровок при обработке спектра самого объекта.

Проведение первичной редукции полученных изображений спектров предполагает следующие шаги: удаление следов космических частиц, вычитание электронного нулевого уровня (bias), вычитание вклада темнового тока (dark), исправление за мелкомасштабные вариации чувствительности ПЗС-матрицы (flatfield) и коррекцию изображений за виньетирование вдоль щели спектрографа (потери

света оптикой вдоль щели). Дополнительно при выполнении первичной редукиции может возникнуть необходимость в ретушировании дефектных пикселей на матрице – операция выполняется путем замены отсчетов интенсивности «плохих» пикселей на усредненные по соседним пикселям значения.

Для данных, полученных на спектрографе FOCAS, первичная редукиция предусматривает еще две дополнительные процедуры: вычитание областей overscan и коррекцию дисторсии. Области overscan, представляющие собой неэкспонируемые прямоугольные участки на краях матрицы, используются для отслеживания вариаций уровня bias при считывании каждого нового изображения. Обе операции проводятся в среде IRAF с помощью специализированного пакета программ focasred и уже выполнены для предоставляемых данных. Другими особенностями обработки данных с FOCAS являются отсутствие необходимости вычитания вклада темнового тока (его уровень  $< 0.1 \text{ e}^-/\text{s}$ ), коррекции за виньентирование на щели и маскирование дефектных пикселей.

Ниже более детально рассматриваются указанные шаги редукиции с примерами команд системы обработки MIDAS.

## 2.1 Начало работы

Вход в систему MIDAS можно осуществить командой **inmidas**. Выполнение команды приводит к старту MIDAS-сессии и созданию окружения MIDAS. При этом в директории, в которой выполнена команда, создается новая поддиректория со стандартным названием **/midwork**. Это рабочая директория MIDAS, содержащая служебные файлы для текущей сессии. Команда **gomidas** возобновляет прерванную сессию, используя сохраненные в служебных файлах параметры.

Следует помнить, что все операции проводятся с файлами во внутренних форматах MIDAS: для изображений это формат bdf, для таблиц – tbl. Для конвертирования изображений в fits-формате в формат bdf используется команда **INDISC/FITS**. Вопрос о преобразовании текстовых файлов в MIDAS-таблицы будет детально рассмотрен в главе «Дальнейшая редукиция спектров».

Почти все процедуры как первичной, так и последующей редукиции выполняются в пакете программ long, поэтому после входа в MIDAS следует сразу подключить соответствующий контекст с помощью команды **SET/CONT long**. Так-

же заранее следует создать дисплей изображений и графический дисплей заданных (удобных для просмотра) размеров, например:

```
CREATE/DISP ? 1400,800
CREATE/GRAP ? 1400,800 .
```

Загрузка изображений в соответствующий дисплей осуществляется командой **LOAD/IMAG** и командами пакета **PLOT**. Более подробную информацию о конкретной команде можно получить, набрав строку

```
HELP имя команды ,
```

либо вызвав графическое окно справки командой **CREATE/GUI help**.

## 2.2 Удаление следов космических частиц

Полученные во время наблюдений изображения содержат следы попадания на ПЗС-матрицу космических частиц. Они искажают полезный сигнал и затрудняют обработку данных. Для удаления следов космических частиц, как правило, применяют алгоритмы, основанные на медианной фильтрации одного изображения или медианном сложении нескольких экспозиций спектра объекта. Лучший результат дает сложение нескольких экспозиций, чем чистка по одному изображению. Однако при хорошем подборе параметров в соответствующих программах можно добиться практически полного удаления следов частиц и с одного изображения.

В случае наличия нескольких не сдвинутых друг относительно друга изображений для удаления космических частиц может использоваться команда **COMBIN/LONG**. Параметрами этой команды являются входной каталог изображений и имя изображения, получаемого на выходе и представляющее собой среднее по входным изображениям, а также метод суммирования, который следует установить в значение *median*. Каталоги могут быть созданы командой **CREATE/ICAT**, добавление нового изображения в уже существующий каталог осуществляется командой **ADD/ICAT** (следует отметить, что одинаковые для многих изображений процедуры часто удобнее выполнять используя систему каталогов, нежели работать с каждым изображением в отдельности).

Чистка одиночного изображения выполняется командой **FILTER/COSMIC**. Перед использованием данной программы необходимо иметь величину уровня фона, *gain* в единицах  $e^-/ADU$  и шум считывания матрицы в  $ADU$ . Уровень фона

проще всего оценить, получив значение интенсивности пикселей в различных областях матрицы с помощью команды **GET/CURS**. Для рассматриваемого здесь случая спектров, полученных на новой ПЗС-матрице НРК спектрографа FOCAS, команда должна иметь следующий вид:

```
FILTER/COSMIC inframe outframe 50,1,4,4,2 mask
```

## 2.3 Вычитание bias

В ПЗС-приемниках отсчет сигнала ведется не от нулевого значения, а от некоторой, заранее установленной, величины, которая и является нуль-пунктом. Чтобы добиться большей точности определения этого нуль-пункта, во время наблюдений, делается несколько считываний матрицы сразу после ее очистки от накопленного ранее заряда (bias). Эта процедура выполняется при закрытом затворе. Затем эти изображения усредняются для улучшения статистики и исключения отскакивающих по интенсивности пикселей. Полученный средний bias вычитается из изображения спектра объекта и стандартной звезды, спектра сравнения и плоского поля.

Для приготовления среднего bias можно использовать команду **COMBINE/LONG**. После этого при помощи команды **COMPUTE/IMAGE** из всех изображений вычитается средний bias.

```
COMBINE/LONG bias.cat sbias.bdf median
```

```
COMPUTE/IMAGE outframe = inframe - sbias.bdf
```

## 2.4 Деление на плоское поле

Для проведения коррекции изображений за мелкомасштабные вариации чувствительности матрицы во время наблюдений (обычно в начале и в конце ночи) получают изображения плоского поля (flatfield). С этой целью производят засветку матрицы матовой лампой, системой светодиодов или как в случае методики, применяемой на Subaru, снимают освещенный купол обсерватории. Основное требование – спектр источника света должен быть плоским. Обычно получают не менее пяти таких изображений, которые затем осредняются для повышения отношения сигнал/шум. Следующий этап - это удаление крупномасштабных двумерных трендов со среднего плоского поля, для чего можно использовать подходящие ал-

горитмы сглаживания с большим окном (обычно медианное сглаживание). Исходное среднее плоское поле делится на сглаженное изображение и нормируется. На полученное нормированное среднее плоское поле делаются все изображения спектра объекта и звезды-стандарта, а также спектр сравнения. В среде MIDAS все перечисленные операции выполняются с помощью следующего набора команд

```
COMBINE/LONG flatb.cat sflat median
FILTER/MEDI sflat medflat 10,10
COMPUTE/IMA normflat = sflat / medflat
COMPUTE/IMA outframe = inframe / normflat
```

Первая из списка команда позволяет получить среднее плоское поле (предварительно должен быть создан каталог с flat). Удаление двумерного тренда с плоского поля и его нормировка к единице могут быть выполнены при помощи медианного сглаживания (команда **FILTER/MEDI**) и деления исходного изображения на результат сглаживания. С помощью последней команды все изображения делятся на нормированное среднее плоское поле. При работе с каталогами многократное исполнение команды COMPUTE/IMA outframe = inframe / normflat может быть заменено единственной операцией вида

```
EXECUTE/CAT COMPUTE/IMAGE out.cat = in.cat / normflat
```

Пример спектра, для которого проведены все описанные выше этапы первичной редукции, представлен на рисунке 1.

### 3. Дальнейшая редукция спектров

После проведения первичной редукции спектр объекта необходимо перевести из пиксельных координат в систему координат, связанную с длинами волн (линеаризовать), вычесть фон неба и перевести инструментальные потоки в абсолютные, выраженные в энергетических единицах ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1} \text{ s}^{-1}$ ). Поскольку двумерный спектр вследствие неполной компенсации атмосферной дисперсии, аберраций оптической системы или неточной юстировке спектрографа и других причин может быть искривлен вдоль дисперсии, то на завершающем этапе редукции двумерного спектра производится его спрямление по континууму (в предлагаемой

работе предоставляемые данные уже исправлены за дисторсию, а влиянием кривизны спектров вдоль дисперсии можно пренебречь). После этого двумерный спектр считается пригодным для каких-либо научных исследований. Далее может производиться интегрирование в выбранных апертурах с целью получения одномерного спектра. Ниже описаны соответствующие шаги редукции, выполняемые в среде MIDAS в контексте long.

### 3.1 Преобразование текстовых файлов в MIDAS-таблицы

Для дальнейшей обработки спектров возникает необходимость работы с таблицами во внутреннем формате MIDAS tbl. Как пример рассмотрим преобразование каталога длин волн ThArlamp.dat. Для создания Midas-таблицы из текстового файла используется команда **CREATE/TABL**. В качестве параметров следует указать имя новой таблицы, имя текстового файла с расширением .dat и файл спецификаций с расширением .fmt следующего содержания:

```
DEFINE/FIELD R :WAVE  
END
```

В общем случае число строк **DEFINE/FIELD** зависит от количества столбцов в таблице. В более старых версиях MIDAS иногда после типа переменной R необходимо указывать фортрановский формат числа, например F5.2. Полностью текст команды имеет вид

```
CREATE/TABL ThArlamp.tbl ? ? ThArlamp.dat ThArlamp.fmt
```

### 4.2 Линеаризация спектров

Для линеаризации двумерного спектра строится двумерная дисперсионная кривая, используемая далее для линеаризации спектра - перевода пиксельных координат в систему координат, связанную с длинами волн. Построение дисперсионной - кривой это нелинейное сопоставление между собой пиксельных координат и координат, выраженных в длинах волн. Изображения спектра лампы (спектр сравнения) дают положение каждой линии в пиксельных координатах и в длинах волн, следовательно, можно построить функцию, которая переводит пиксельные координаты в систему координат длин волн. В зависимости от используемого метода такая функция может строиться как независимо в каждой строке, так и для всего спектра сравнения сразу. При построении дисперсионной кривой выбира-

ются коэффициенты степенных полиномов, сплайнов, полиномов Чебышева или Лежандра так, чтобы функция наилучшим образом аппроксимировала точки на плоскостях  $(X_{\text{pixel}}, X_{\lambda})$  и  $(X_{\text{pixel}}, Y_{\text{pixel}})$ . На основе построенной двумерной дисперсионной кривой строится двумерный спектр объекта и стандартной звезды в новой системе координат, выраженной в длинах волн. Данная процедура называется линеаризацией спектра.

На Subaru для получения спектра сравнения используется торий-аргоновая лампа. Особенностью этой лампы является наличие существенно более ярких линий в красной области спектра, поэтому для получения спектра сравнения в диапазоне от  $\sim 4000 \text{ \AA}$  до  $\sim 8000 \text{ \AA}$  снимаются два изображения с различной экспозицией. В предоставляемых для работы наблюдательных данных два спектра сравнения уже скомбинированы в одно общее изображение.

Работу по линеаризации спектров следует начинать с установки переменных окружения с помощью команды **SET/LONG**

```
SET/LONG dcx=5,2 lincat=ThArlamp.tbl TWODOPT=yes TOL=0.15 YSTART=300 THRES=5 .
```

Текущие значения всех параметров могут быть просмотрены командой **SHOW/LONG w**. Поиск линий в спектре сравнения осуществляется командой **SEARCH/LONG**

```
SEARCH/LONG reference .
```

Результат работы команды можно просмотреть при помощи **PLOT/SEARCH**. Количество найденных линий зависит от порога THRES - чем меньше его величина, тем больше отождествляется линий. Однако нельзя присваивать этому параметру слишком малое значение, поскольку в этом случае к линиям могут быть отнесены детали фона. Для автоматического отождествления длин волн всех линий на спектре сравнения вначале указываются длины волн нескольких из них (желательно не менее 10). Эта операция и само автоматическое отождествление выполняется командой **IDENTIFY/LONG** с указанием имени спектра сравнения (reference). Результат контролируется при помощи **PLOT/IDENT**. Предварительно необходимо указать таблицу - каталог длин волн, используя которую программа будет выполнять автоматическое отождествление. Далее в **CALIBRATE/LONG** вычисляются коэффициенты степенного полинома, обеспечивающие преобразование пиксельных координат в координаты, выраженные в длинах волн. Эта команда в зависимости от переменной окружения TWODOPT вычисляет коэффициенты одномерного или двумерного полинома. Степени вдоль и поперек дисперсии для аппроксимирующего полинома задаются через переменную окружения DCX. Ка-

чество построения дисперсионной кривой можно посмотреть, используя команды **PLOT/CALIBRATE**, **PLOT/DELTA**, **PLOT/RESIDUAL**, **PLOT/DISTORTION**. Коэффициенты дисперсионной кривой записываются в MIDAS-таблицу командой **SAVE/LONG**. После этого двумерные изображения спектра объекта и стандарта могут быть преобразованы в систему координат, выраженную в длинах волн. С этой целью используется команда **RECTIFY/LONG**

```
RECTIFY/LONG object objectwave reference ,  
RECTIFY/LONG standard standardwave reference .
```

### 4.3 Вычитание фона неба

Следующий шаг редукции заключается в удалении из сигнала объекта (и звезды-стандарта) вклада от фона неба, который необходимо вычесть. Для этого, как правило, одномерными полиномами проводится аппроксимация фона неба вдоль щели. Степень выбирается исходя из минимизации ошибок аппроксимации методом наименьших квадратов. Под самим объектом фон неба интерполируется с участием точек, которые соответствуют фону неба снизу и сверху от объекта. Полученная модель фона неба вычитается из объекта и стандартной звезды.

Аппроксимация фона неба выполняется командой **SKYFIT/LONG**, для работы которой необходимо указать две области с фоном неба. Выбирать эти участки следует так, чтобы на них практически отсутствовали эмиссионные линии туманности. На остальных участках спектра фон неба интерполируется степенными полиномами вдоль щели спектрографа. Полученный фон неба вычитается из исходного изображения.

```
SKYFIT/LONG objectwave sky 235,250,390,405 2  
COMPUT/IMA objectsky = objectwave - sky
```

Для спектра стандарта вычитание фона неба проводится аналогичным образом.

Пример линейаризованного спектра с вычтенным фоном неба показан на рисунке 2.

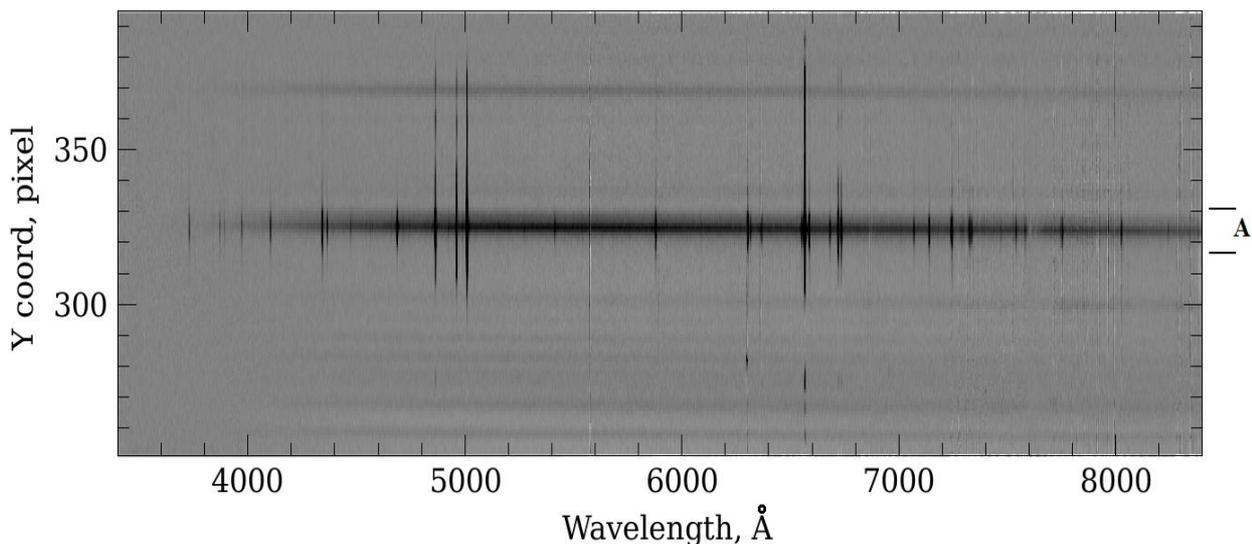


Рисунок 2. Линеаризованный спектр туманности, окружающей Holmberg II X-1. Фон (и линии) неба вычтен. Меткой «А» обозначена область излучения в туманности линии HeII  $\lambda 4686$ .

#### 4.4 Переход от инструментальных потоков к абсолютным

Интенсивность полученного спектра выражена в инструментальных величинах (яркость пикселей). Чтобы сравнить интенсивности с данными других источников, необходимо перевести инструментальные потоки в абсолютные, выраженные в  $\text{erg cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1} \text{ s}^{-1}$ , для чего во время наблюдений снимают спектр стандартной звезды с известным распределением абсолютного потока. Интегрирование вдоль щели потока от звезды-стандарта позволяет получить одномерный спектр, в котором поток выражен в инструментальных единицах. Полученный спектр делится на известное распределение абсолютного потока и выраженное в секундах время экспозиции, в результате чего будет построена так называемая кривая спектральной чувствительности (DQE). Переход к абсолютным потокам для спектра исследуемого объекта выполняется делением его одномерного спектра на кривую спектральной чувствительности и время экспозиции.

##### 4.4.1 Учет поглощения в атмосфере

Прежде чем переходить к абсолютным потокам, необходимо исправить спектры объекта и стандарта за поглощение в атмосфере. Коррекция осуществляется с помощью команды **EXTINCTION/LONG**. Ее параметрами являются коэффициент `airmass`, характеризующий оптическую толщину на луче зрения, и таблица (`AtmExt.tbl`), содержащая данные о зависимости поглощения от длины волны. В случае спектров, полученных на FOCAS, в дескрипторах AIRM-STR и AIRM-END (просматриваются в fits-шапке в программе ds9 или в MIDAS командой **READ/DESC**) записаны два значения оптической толщины, соответствующие ее величине в начале и в конце экспозиции. Параметр `airmass` может быть получен усреднением указанных значений. Пример использования перечисленных команд:

```
READ/DESC objectsky AIRM-STR
READ/DESC objectsky AIRM-END
EXTINCTION/LONG objectsky objectextin airmass AtmExt.tbl
READ/DESC standardsky AIRM-STR
READ/DESC standardsky AIRM-END
EXTINCTION/LONG standardsky standardextin airmass AtmExt.tbl .
```

#### 4.4.2 Интегрирование спектра

Дальнейшая работа проводится с одномерными спектрами объекта и стандарта, для получения которого двумерный спектр необходимо проинтегрировать вдоль щели. В самом простом случае интегрирование заменяется суммированием строк. Выбирать отрезок интегрирования следует так, чтобы в него попало как можно больше строк исследуемого объекта, но, в то же время, не было бы перекрытия со спектрами других объектов. В данной работе в качестве области интегрирования туманности предлагается использовать размер наиболее яркой части линии HeII  $\lambda 4686$  (рисунок 2, область A), для интегрирования звезды-стандарта – область шириной  $\sim 40$  пикселей. Вертикальный срез для выбора области делается командой **PLOT/COLU**, координаты крайних точек определяются при помощи команды **GET/CURS** или **GET/GCUR**. Суммирование осуществляется командой **AVERAGE/ROW** с флажком `sum`:

```
AVERAGE/ROW object_1d.bdf = objectextin.bdf @315,@330 sum ,
AVERAGE/ROW standard_1d.bdf = standardextin.bdf @300,@340 sum .
```

### 4.4.3 Проведение континуума по спектру стандарта

Для дальнейшей обработки спектр, содержащийся в таблице, должен быть преобразован в одномерное изображение. Данная процедура осуществляется командой **CONVERT/TABL**. Параметрами команды являются имя нового изображения, имя таблицы, номера или имена столбцов, используемых в качестве независимой и зависимой переменных, и имя опорного изображения (из него считываются дескрипторы, приписываемые новому файлу).

```
CONVERT/TABL fg191b2b.bdf = fg191b2b.tbl :WAVE :FLUX standard_1d spline
```

Кривую спектральной чувствительности можно получить делением континуума спектра стандартной звезды, полученного на инструменте, на континуум спектра, полученного из таблицы. Для аппроксимации одномерного континуума используется команда **NORMAL/SPEC**, позволяющая пользователю на выведенном на дисплей спектре указать опорные точки. Континуум следует проводить по шумовой дорожке, а также использовать априорную информацию о форме континуума в объектах такого типа (пример приведен на рисунке 3).

```
NORMAL/SPEC fg191b2b.bdf fg191b2bCONT.bdf
```

```
NORMAL/SPEC standard_1d standard_1dCONT
```

Также континуум можно провести в автоматическом режиме командой **CONTIN/SPEC**. Команда сама подбирает опорные точки и аппроксимирует континуум степенным полиномом. В качестве параметров запрашивается диапазон фильтрации, тип спектра (absorbtion), величина окна сглаживания и степень полинома. Команда выведет график с отмеченными опорными точками и предложит произвести коррекцию в интерактивном режиме (для отказа необходимо ввести «n»).

```
CONTIN/SPEC fg191b2b.bdf fg191b2bCONT.bdf 3 ABS 5000 5
```

```
CONTIN/SPEC standard_1d standard_1dCONT 3 ABS 5000 5
```

### 4.4.4 Переход к абсолютным потокам

Если в изображении присутствуют пиксели с нулевыми отсчетами, при делении могут возникать ошибки. Как правило, такие области возникают в коротковолновой части диапазона, где чувствительность приемника низка. В таком случае следует повторно провести континуум или обрезать край спектра при помощи функ-

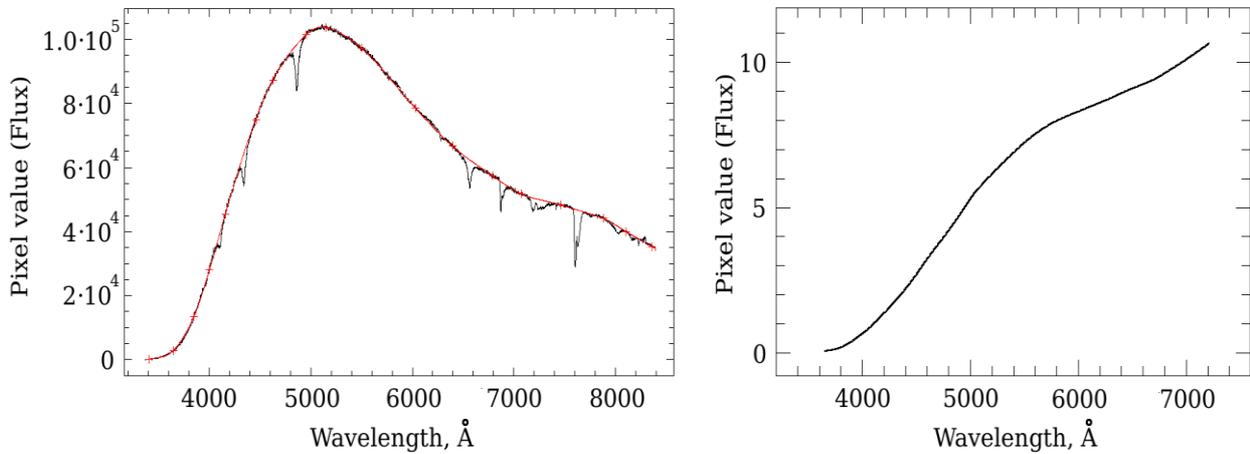


Рисунок 3. На вкладке слева: проинтегрированный спектр звезды-стандарта в апертуре 40 пикселей и континуум, проведенный с помощью NORMAL/SPEC. На вкладке справа: характерный вид DQE.

ции **EXTRACT/IMAG**. В случае используемых в настоящей работе данных необходимость обрезки спектров связана еще и с наличием рассеяния света в спектрографе FOCAS короче  $\sim 3700 \text{ \AA}$  и наложением второго порядка на  $\lambda > 7200 \text{ \AA}$ . Кривая спектральной чувствительности DQE может быть получена с помощью команды **COMPUTE/IMAG**. Следует помнить, что команда оперирует «мировыми» координатами (в данном случае  $\text{\AA}$ ), при этом значение дескриптора STEP во всех изображениях должно совпадать. Переход к абсолютным потокам осуществляется делением одномерного спектра объекта на DQE и время экспозиции (записано в дескрипторе EXPTIME) и умножением на коэффициент  $10^{-16}$ , связанный с приведенными в таблице со спектром звезды-стандарта единицами потока. Пример спектра объекта в абсолютных потоках показан на рисунке 4.

```
EXTRACT/IMAG fg191b2bCONText = fg191b2bCONT [4000:7200]
EXTRACT/IMAG standard_1dCONT extr = standard_1dCONT [4000:7200]
EXTRACT/IMAG object_1dextr.bdf = object_1d.bdf [4000:7200]
COMPUTE/IMAG DQE.bdf = standard_1dCONT extr.bdf / (20 * fg191b2bCONText.bdf)
COMPUTE/IMAG ObjAbs = (object_1dextr * 1e-16) / (1200 * DQE)
```

На этом этапе заканчивается редукция наблюдательных данных – спектр объекта подготовлен для дальнейшего исследования.

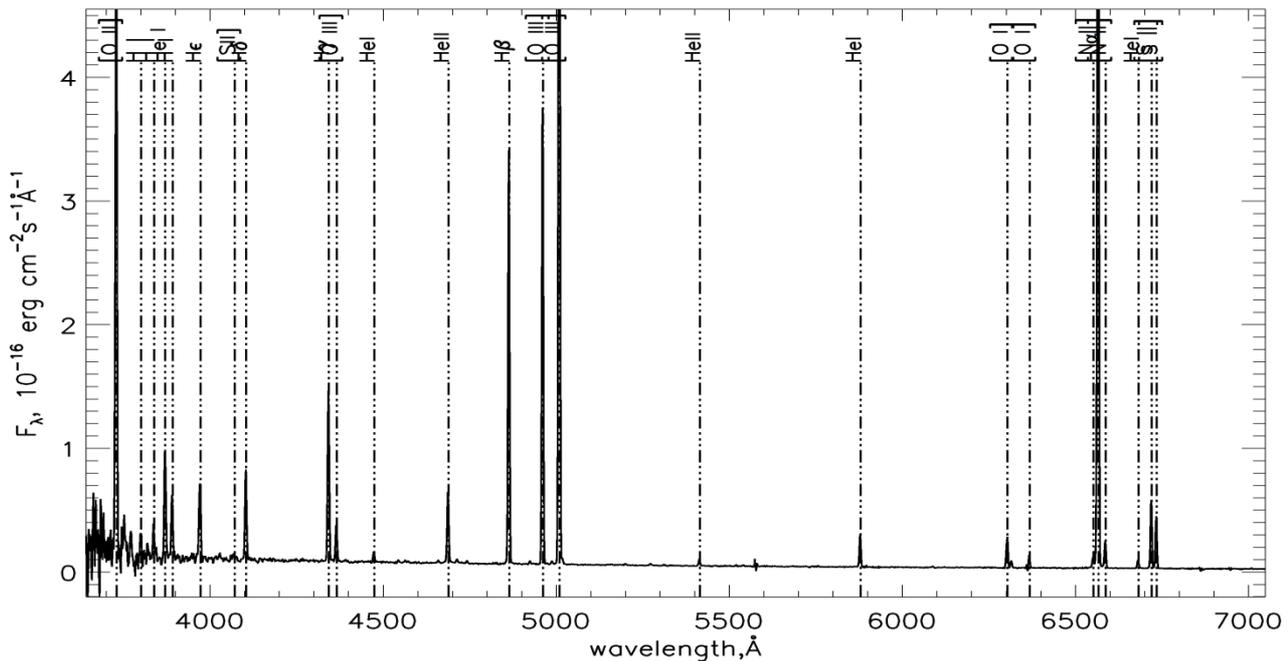


Рисунок 4. Одномерный спектр туманности Holmberg II, полученный после интегрирования по области излучения линии HeII  $\lambda 4686$ .

## 5. Вычисление потоков в эмиссионных линиях

Потоки в линиях могут измеряться как с помощью инструментов системы MIDAS, так и в любой внешней программе, позволяющей получить интеграл потока под спектральной линией. Ниже приводится набор MIDAS-процедур, необходимых для нахождения искомым потоков. Отождествление линий может быть проведено либо при помощи рисунка 4, либо с помощью таблицы из файла LineList.dat, где в первом столбце указана несмещенная длина волны линии, во втором – ее идентификатор. Для работы с внешним ПО изображение спектра из формата bdf следует преобразовать в fits-изображение или ASCII-файл. Перевод в формат fits осуществляется командой **OUTDISK/FITS**. Для получения ASCII-файла применяется набор из трех команд. Сначала изображение переводится в таблицу (tbl) с помощью **COPY/IT** с ключевым словом world\_coord. Командой **ASSIGN/PRINT** определяется текстовый файл, в который будет записана таблица; печать таблицы выполняется с помощью команды **PRINT/TABL**:

```
COPY/IT image.bdf tbl.tbl world_coord
```

```
ASSIGN/PRIN file tbl.dat
```

PRINT/TABL tabl.tbl

Для упрощения задачи вычисления потоков посредством аппроксимации линий каким-либо законом из спектра обычно вычитают континуальную составляющую. Континуум, как и в рассмотренном ранее случае его проведения по спектру звезды-стандарта, может быть проведен при помощи команд **NORMAL/SPEC** или **CONTIN/SPEC**. После вычитания континуума можно вычислять потоки в эмиссионных линиях. В спектре туманности имеются как одиночные линии, так и бленды. Поток в одиночных линиях вычисляется обычным интегрированием сигнала в границах линии. Границы линий определяются путем приближения линий функцией Гаусса, Лорентца и другими, а также различными комбинациями этих функций. Поток в блендируемых линиях вычисляется после вписывания в них методом наименьших квадратов гауссиан. Полные ошибки определения потоков складываются из погрешностей в статистике Пуассона, дисперсии шума и качества аппроксимации гауссианами бленд.

Для вычисления потоков в одиночных линиях можно воспользоваться командой **INTEGRATE/LINE**. Вписывание гауссиан в блендированные линии выполняется с помощью команд **SET/FIT**, **FIT/IMAGE**, **COM-PUT/FIT** и **SAVE/FIT**. Перед началом аппроксимации необходимо создать fit-файл с описанием аппроксимирующих гауссиан (или других функций) и начальных параметров для них. Файл создается в интерактивном режиме командой **EDIT/FIT**. Отдельная строка в fit-файле соответствует одной функции. Выход из интерактивного режима осуществляется нажатием комбинации клавиш CTRL+z с последующей командой exit. **SET/FIT** задает метод, веса и другие параметры фитирования. Затем командой **FIT/IMAGE** выполняется аппроксимация блендируемой линии в одномерном спектре. Аппроксимация может выполняться с весами, выбранными по какому-либо критерию. При помощи команды **COMPUTE/FIT** строится изображение аппроксимирующих функций. С помощью команды **SAVE/FIT** можно сохранить параметры функций в указанной таблице.

```
SET/FIT method=NR weight=I
EDIT/FIT SII6716_6731
FIT/IMAGE 1000,0.001,0.001 object_1d SII6716_6731
COMPUT/FIT fitgauss = SII6716_6731(object_1d)
SAVE/FIT fitgauss_tab @1
```

В файле SII6717\_6731.fit может содержаться следующее

```
GAUSS(X;A1,B1,C1) A1=5000. B1=6716.44 C1=5.
```

GAUSS(X;A2,B2,C2) A2=4500. B2=6730.81 C2=C1

POLY(X;a,b) a=300@ b=-0.001.

Последняя функция служит для описания полиномом континуальной составляющей, если она не была вычтена из спектра до этапа измерения потоков. Параметры, помеченные символом @, во время аппроксимации остаются постоянными и не меняют своего значения. Следует также помнить, что объект (и его родительская галактика) имеют ненулевое красное смещение, поэтому необходимо предварительно измерить с помощью команды **GET/GCUR** приблизительное положение линии, которое и будет использоваться в качестве начального значения параметра В.

Далее, используя найденные параметры аппроксимирующих функций (в данном случае гауссиан), можно вычислить поток в каждой линии в бленде.

Следующий этап заключается в исправлении полученных потоков за межзвездное поглощение. Величину межзвездного поглощения можно оценить исходя из отношения потоков  $H\alpha / H\beta$ , которое для фотоионизованной плазмы в широком диапазоне условий (при температурах  $5000 \div 20000$  К и плотностях  $1 \div 10^4$  см<sup>-3</sup>) с точностью 10% равно 3. На этом основании для кривой покраснения Cardelli с параметром  $R_V = 3.1$  для полосы V получено значение  $A_V = 0^m.23$ . На основе этой величины с помощью интернет-ресурсов Doug's Excellent Absorption Law Calculator на <http://dogwood.physics.mcmaster.ca/Acurve.html> или York Extinction Solver на <http://www4.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/community/YorkExtinctionSolver/> рассчитываются значения полного поглощения (в звездных величинах) для длины волны каждой измеренной эмиссионной линии. В случае использования York Extinction Solver необходимо выбрать ветвь Compute Extinction Coefficients, позволяющую получить таблицу «длина волны – нормированная величина поглощения» для заданных  $R_V$  и закона поглощения; переход к ненормированной величине осуществляется умножением колонки «A lambda/E(B-V)» на значение  $A_V/R_V$ . Поправочные коэффициенты К для потоков в линиях рассчитываются согласно формуле Погсона

$$F_{correct} = F * K , \quad (3)$$

$$K = 2.512^{(A_{lambda})} . \quad (4)$$

## 6. Моделирование в Cloudy

Численное моделирование позволяет понять сложные физические процессы, происходящие в различных средах, исходя из первых принципов. Для этого и создавался фотоионизационный код Cloudy. Он позволяет определять физические условия в неравновесном газе, подвергающемся воздействию излучения внешнего источника, и предсказывает результирующий спектр, что дает возможность прогнозировать многие наблюдаемые величины, указав лишь свойства газового облака и возбуждающего его поля излучения.

С помощью Cloudy вычисляются неравновесная ионизация, термическое и химическое состояния облаков, которые могут (или нет) быть подсвечены внешним источником. Обычно предполагается, что все элементарные атомные процессы успели стать стационарными во времени. Плотность заселенности уровня  $i$  иона задается уравнением баланса вида

$$\frac{\partial n_i}{\partial t} = \sum_{j \neq i} n_j R_{ji} + \text{Source} - n_i (\sum_{ij} R_{ij} + \text{Sink}) = 0 \text{ [cm}^{-3}\text{s}^{-1}\text{]}, \quad (5)$$

где  $R_{ij}$  представляет собой скорость в единицах  $[s^{-1}]$ , с которой электрон с уровня  $i$  переходит на уровень  $j$ ,  $\text{Source}$  – темп на единицу объема  $[\text{cm}^{-3}\text{s}^{-1}]$ , с которой новые атомы переходят в состояние  $i$ ,  $\text{Sink}$  – скорость в  $[s^{-1}]$ , с которой они его покидают (например, в результате вторичной ионизации или, наоборот, рекомбинации). Это уравнение, наряду с уравнениями сохранения энергии, массы и заряда, полностью определяют задачу. Для большинства расчетов газовые облака полагаются статичными. Хотя сейчас и заложена возможность проведения зависящих от времени расчетов, но эта часть кода еще до конца не доработана.

При работе с Cloudy необходимо учитывать имеющиеся ограничения по физическим характеристикам моделируемых сред. Предполагается, что средняя плотность газовых облаков соответствует диапазону от разреженного межгалактического газа ( $\sim 10^{-4} \text{ см}^{-3}$ ) до плотностей, при которых могут реализовываться условия локального термодинамического равновесия. Интервал температур ограничен снизу значением  $\sim 3 \text{ К}$ , сверху -  $\sim 10^{10} \text{ К}$ , а по физическому состоянию – от полностью ионизованной плазмы до молекулярного газа.

Более подробную информацию об основных предположениях и возможностях моделирования в Cloudy можно узнать в томах HAZY 1 и HAZY 2 документации, предоставляемой вместе с кодом программы.

## 5.1 Установка кода

Cloudy является свободно распространяемым программным кодом; домашняя страница находится по адресу <http://www.nublado.org/> . Все необходимые рекомендации по установке кода могут быть найдены на вкладке [StepByStep](#).

Для загрузки кода Cloudy с главной страницы необходимо пройти на [StepByStep](#) > [DownLoad](#) > [DownloadLinks](#). Существуют четыре основных способа загрузки кода, выбор которых зависит от настроек конкретного рабочего терминала и предпочтения пользователя. Помимо указанных на странице DownloadLinks вариантов с использованием svn и curl, имеется возможность получения кода в виде архива непосредственно через загрузчик веб-браузера (вкладка The release version, C10.00, is available for download as a tarball [here](#)), либо из командной строки с помощью программы **wget**

```
wget http://data.nublado.org/cloudy_releases/c10.00.tar.gz
```

или

```
wget http://data.nublado.org/cloudy_releases/old/cxx.xx.tar.gz ,
```

где символами «xx.xx» обозначен номер более старых версий Cloudy. Распаковка архива может быть выполнена командой tar, например

```
tar xfvz c10.00.tar.gz
```

Будет организована папка c10.00 в активной на данный момент директории (если не было перехода ни в какие другие директории с помощью команды **cd**, то по умолчанию в домашней директории).

Далее, после перехода в директорию ./c10.00/source, при наличии необходимых версий компилятора gcc и библиотеки glibc (см. [CompilingCloudyC10](#)) командой **make** организуется исполняемый файл, который по умолчанию имеет название cloudy.exe.

Следующим шагом является запуск самого простого теста программы «smoke test», цель которого заключается в выяснении общей работоспособности установленной на машине версии Cloudy. Перед тестированием необходимо создать в какой-либо внешней по отношению к c10.00 директории текстовый файл test.in с единственной строкой, содержащей слово test. Запуск осуществляется с помощью исполняемого файла cloudy.exe

```
./cloudy.exe <путь/к/файлу/test.in> путь/к/файлу/test.out ,
```

если тестирование выполняется из директории c10.00/source, или

```
~/c10.00/source/./cloudy.exe <путь/к/файлу/test.in> путь/к/файлу/test.out
```

из любой другой директории. В случае успешного прохождения теста в конце выходного файла test.out должна содержаться строка вида

```
[Stop in main() at .main1.cpp:417, Cloudy exited OK] .
```

Другие два теста (auto и slow) занимают крайне много машинного времени (от полусуток) и в рамках данной работы нет необходимости их проведения.

## 5.2 Входные параметры, форматы команд и результаты расчетов

В качестве входных параметров Cloudy в обязательном порядке должны быть указаны следующие:

- Форма спектра и интенсивность «подсвечивающего» газовое облако поля излучения;
- Полная плотность водорода в единицах  $\text{см}^{-3}$ , складываемая из четырех составляющих: плотности нейтрального  $\text{H}^0$ , ионизованного  $\text{H}^+$  и молекулярного  $\text{H}_2$  водорода, а также плотности водорода, входящего в состав различных молекул;
- Состав газа и присутствие/отсутствие пыли.
- Толщину облака — может быть выражена как непосредственно в сантиметрах, так и через массу и геометрию туманности, граничную электронную температуру или состояние ионизации.

Если не будет указано иное, обилие тяжелых элементов по умолчанию будет соответствовать солнечному, пыль — не учитываться. а полная плотность водорода оставаться постоянной с расстоянием. Сама идея кода предусматривает наличие некоего разумного заданного по умолчанию набора физических условий, а вся система команд предназначена для обеспечения возможности изменения этих условий.

В соответствии с набором входных условий, команды подразделяются на нес-

сколько типов<sup>2</sup>:

- определяющие форму спектра (INCIDENT RADIATION FIELD SHAPE), среди которых основными являются модели чернотельного излучения (Blackbody), спектра активных ядер галактик (AGN), фонового излучения галактики (Background), реликтового излучения (CMB), степенные законы (Power law), а также различные варианты задавания спектра в форме таблиц (например Interpolate);
- указывающие значение интенсивности ионизирующего излучения (INCIDENT RADIATION FIELD LUMINOSITY). В этой группе команды разделяются на две подгруппы: определяющие интенсивность (intensity case) подсвечивающего излучения, т.е. энергию, падающую на единицу площади газового облака, или светимость (luminosity case) центрального источника — полную мощность, излучаемую в  $4\pi$  стерадиан;
- задающие химический состав газа туманности (CHEMICAL COMPOSITION). Этот блок команд предусматривает возможность включения в расчет пылевой составляющей среды (команды grains), изменение солнечного химсостава на ряд других моделей, изменение на произвольный фактор содержания тяжелых элементов (т.е., тяжелее гелия) в целом или каждого элемента в отдельности и т.д.;
- задающие закон изменения плотности (DENSITY LAWS). Важно отметить, что поскольку в основном коде Cloudy предусмотрено пространственно одномерное моделирование, то весь имеющийся набор команд позволяет определять закон изменения плотности только с расстоянием в облаке, но не по углам;
- предназначенные для определения геометрии туманности (GEOMETRY). Одним из основных входных параметров является радиус туманности (расстояние до ионизирующего источника), однако если параллельно будет указано значение интенсивности подсвечивающего излучения (intensity case), то в определении величины этого параметра нет необходимости. В этом случае на выходе будет получен спектр излучения туманности, рассчитанный на единицу ее площади;
- команды, регулирующие расчет оптической толщины и переноса излучения (OPTICAL DEPTHS AND RADIATIVE TRANSFER). Данный блок ко-

---

<sup>2</sup> Более подробную информацию о форматах команд можно узнать в HAZY 1

манд позволяет проводить более точные вычисления в условиях значительной оптической толщины в спектральных линиях;

- определяющие детали баланса процессов нагрева и охлаждения газа (THERMAL SOLUTIONS), в частности, позволяющие задать в соответствие с определенными законами дополнительные источники нагрева или охлаждения, ход температуры внутри туманности, учесть влияние космических частиц и прочее;
- команды, позволяющие выполнять динамические расчеты (DYNAMICAL & TIME-DEPENDENT CALCULATIONS): вычислительный процесс носит итерационный характер, т.е., различные состояния динамически изменяющейся среды рассчитываются как последовательные стационарные состояния.
- задающие критерии остановки выполнения расчета (STOPPING CRITERIA). По умолчанию расчет модели газового облака заканчивается по достижении кинетической температуры 4000 К. Данный набор команд позволяет изменить это значение, а также задать другие критерии остановки вычислений, например, внешний радиус или массу туманности;
- команды, предназначенные для вывода как в ходе, так и по окончании расчета различной информации о структуре туманности и эволюции с глубиной в облаке ионизирующего поля излучения (CONTROLLING OUTPUT);
- широко используемый в данной работе блок команд, отвечающий за возможность изменения значений входных параметров и критериев прекращения расчета в целях воспроизведения наблюдаемого эмиссионного спектра туманности (THE OPTIMIZE COMMAND);
- позволяющие создавать сетки моделей (THE GRID COMMAND);

Весь набор команд, используемых для реализации заданной модели туманности, должен быть сформирован в виде входного файла с расширением «.in». Команды вводятся без пропусков по одной в каждой строке файла, который затем будет подаваться на вход программы. За некоторым важным исключением команды могут быть введены в произвольном порядке. Каждая команда определяется первыми 4-5 буквами в строке. Параметры задаются числами и вводятся в линейном или логарифмическом представлении. Например, число, отвечающее за значение температуры будет интерпретироваться как логарифм, если оно меньше или равно 10, и как линейное зна-

чение температуры, если оно больше 10. Многие команды имеют ключевые слова `log` и `linear` для изменения интерпретации чисел.

Расчет модели может быть запущен с помощью следующей команды

```
~/c10.00/source ./cloudy.exe <sim.in> sim.out ,
```

где в качестве параметров переданы имена файла с входной информацией и файла вывода и пути к ним.

Стандартный вывод программы предусматривает наличие следующей информации в выходном файле: в начале приводится список команд модели, за которым, в случае использования команд блока `Optimize`, представляются полученные в каждой итерации значения варьируемых и воспроизводимых наблюдательных параметров. Далее из наиболее важных параметров модели выводятся использованный в расчете химический состав газа, электронная температура  $T_e$ , концентрация водорода  $N_{\text{H}}$  и электронная плотность  $N_e$ , за которыми следуют значения внутреннего радиуса  $R$ , толщины нулевой зоны, шаг вдоль пространственной координаты  $dR$  и прочее. Также с различными пометками выводятся сообщения программы о ходе и результатах вычислений. В зависимости от количества итераций расчета конечного варианта модели, несколько раз могут выводиться списки наиболее ярких линий туманности с идентификаторами элементов, абсолютными интенсивностями или светимостями туманности в этих линиях, а также нормированными на значение в  $H_{\beta}$  потоками. Далее приводятся усредненные по радиусу и объему газового облака значения оптических толщин. В конце файла выводятся сведения об усредненном по радиусу состоянии ионизации и кинетической температуре различных элементов. Завершают вывод финальные значения варьируемых и аппроксимируемых параметров и строка с флагом об успешном завершении расчета ([`Stop in main at main1.cpp:331, Cloudy exited OK`]). Более подробно о выводимой информации можно прочитать в главе 7 документа `hazy2.pdf`.

### 5.3 Физические условия в туманности

Как уже отмечалось в предыдущем разделе, одним из основных входных параметров является плотность водорода. В условиях почти полной ионизации водорода ее значение близко к электронной плотности, оценку которой можно получить на основании измеренных и исправленных за межзвездное поглощение потоков в эмиссионных линиях совместно с величиной электронной температуры газа. Приближенные значения этих параметров для чисто фотоионизованной плазмы могут быть найдены с помощью интернет-ресурса `NEBULAR.temden` на

<http://stdas.stsci.edu/nebular/temden.html>. Для оценки электронной плотности часто используется соотношение компонент дублета серы [S II] 6716, 6731, а для температуры - отношение потоков в линиях ионов [O III] 4959,5007,4363.

В качестве критерия останковки расчета в случае туманности, окружающей Holmberg II X-1, предполагается использовать значение массы туманности. Грубая оценка массы излучающего газа может быть получена из величины полной светимости туманности в H $\beta$ . В предположении постоянной плотности и температуры:

$$M \simeq \frac{4\pi}{3} N_p r_N^3 \epsilon (1 + 4y) m_H, \quad (6)$$

где  $N_p$  — плотность водорода,  $r_N$  — радиус зоны Стремгрена,  $\epsilon$  — фактор заполнения (filling factor,  $f(r)$ , или скважность среды, - это доля объема среды, занятая веществом, в данной модели считался постоянной по радиусу величиной),  $y$  — отношение плотности гелия к плотности водорода,  $m_H$  — масса атома водорода. Светимость туманности в H $\beta$  может быть представлена как

$$L_{H\beta} = \frac{4\pi}{3} N_p N_e r_N^3 \epsilon \alpha_{H\beta}^{eff} h\nu_{H\beta}, \quad (7)$$

где  $N_e$  — электронная плотность,  $\alpha^{eff}(H\beta) = (2.1 \pm 0.1) \times 10^{-14} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$  — эффективный коэффициент рекомбинации (случай B<sup>3</sup>). Итоговое выражение для массы туманности имеет следующий вид

$$M \simeq \frac{(1 + 4y) m_H L_{H\beta}}{\alpha_{H\beta}^{eff} N_e h\nu_{H\beta}} \quad (8)$$

Светимость туманности Holmberg II в линии H $\beta$  составляет:  $L_{H\beta} = (1.23 \pm 0.06) 10^{37} \text{ эрг c}^{-1}$ .

---

<sup>3</sup> В случае A (case A) предполагается, что оптическая толщина туманности в лаймановских линиях очень мала по сравнению с 1; в случае B (case B, который для наблюдаемых туманностей гораздо ближе к действительности, чем предыдущий случай) оптическая толщина туманности в лаймановских линиях считается очень большой.

## 5.4 Моделирование

Моделирование является наиболее творческой частью работы, поскольку не имеется никаких точных сведений о детальной структуре туманности, распределении газа и пыли (в случае ее присутствия), химсоставе и многом другом. Все эти параметры, а также характеристики центрального источника, являются неизвестными задачи моделирования. Ниже представлен только один из возможных вариантов набора команд и граничных условий, оправданных имеющимися наблюдательными данными и общими представлениями о природе туманности.

Модель строится из предположения, что туманность представляет собой тонкую полностью ионизованную сферическую оболочку (задается командой **sphere**). Практически все физические параметры туманности задаются как варьируемые в процессе расчета. Водородная плотность указывается на основе полученного с помощью NEBULAR.temden значения с помощью команды **hden** с ключевым словом **vary**, означающим, что данный параметр является изменяемой величиной:

```
hden = 2.1 vary
```

В приведенном примере число интерпретируется программой как десятичный логарифм плотности, выраженной в единицах  $\text{cm}^{-3}$ . Ограничения на диапазон варьирования параметра определяются командой **optimize range**, а размер шага – командой **optimize increment**

```
optimize range 2.0 to 2.3
```

```
optimize increment = .1 dex
```

Работу более наглядно вести со светимостями центрального объекта в континууме и туманности в линиях (luminosity case), поэтому необходимо указать внутренний радиус оболочки. В качестве начального значения радиуса может быть использовано среднее от размеров полуосей туманности ( $19 \times 11$  пк), а в качестве диапазона изменения – величины самих полуосей:

```
radius 19.66 vary
```

```
optimize range 19.5 to 19.8
```

```
optimize increment = .1 dex
```

На снимках туманности, полученных на космическом телескопе имени Хаббла (см. для примера рисунок 1), хорошо заметны неоднородности в структуре оболочки и наличие волокон. Для описания подобной неоднородности в распределении вещества целесообразно ввести параметр, отвечающий за скважность среды.

По оценкам разных авторов, величина фактора заполнения колеблется от 0.05 до 0.2.

```
filling factor = -1.0 vary
optimize range -1.3 to -0.7
optimize increment = .2 dex
```

Исследования газовых комплексов родительской галактики Holmberg II показало существенно более низкое по сравнению с солнечным химсоставом содержание тяжелых элементов:  $\sim 0.1 Z_{\odot}$ . Однако ввиду различных причин реальное значение металличности может достаточно сильно отличаться от среднего по галактике. Поэтому содержание тяжелых элементов также следует брать в качестве свободного параметра. С помощью команды **metals** содержание всех элементов тяжелее гелия может быть изменено на общий масштабный фактор  $Z$ . Кроме того, обилие серы и азота по отношению к водороду командой **element scale factor** дополнительно необходимо уменьшить на факторы 2 и 6 соответственно по сравнению с солнечным для согласования с результатами Van Zee & Haynes, полученными по большой выборке галактик с низкой металличностью. В рамках указанной работы приводятся следующие усредненные значения:  $\log(N/O) = -1.43 \pm 0.15$ ,  $\log(S/O) = -1.53 \pm 0.09$ . Для сравнения, "солнечное" значение этих отношений  $\log(N/O) = -0.76$  и  $\log(S/O) = -1.15$ .

```
metals -1.0 vary
optimize range -1.0 to -0.6
optimize increment = .1 dex
element scale factor nitrogen 0.16
element scale factor sulphur 0.5
```

В качестве критерия остановки расчета предлагается использовать величину массы туманности, хотя возможен вариант использования других критериев, таких как значение внешнего радиуса оболочки или температуры в порядка 4000 K, при которой водород становится нейтральным. Масса туманности задается командой **stop mass**:

```
stop mass=36.4 vary
optimize range 36.0 to 36.8
```

optimize increment = .2 dex

Далее определяются параметры, характеризующие спектральный состав излучения и энерговыделение центрального источника. Наблюдаемая светимость в рентгеновском диапазоне (0.3 - 10 кэВ) ультраяркого рентгеновского источника Holmberg II X-1 составляет  $\sim 1.3 \times 10^{40}$  эрг  $\text{с}^{-1}$ . Вид рентгеновских спектров ULXs характеризуется двумя компонентами: жесткой степенной (спектральный индекс  $\Gamma \sim 1,5 - 3,0$ ), на которую приходится большая часть рентгеновского излучения, и мягким избытком, неплохо описываемым тепловой компонентой с температурой порядка 0,1 — 0,3 кэВ. Тепловая компонента часто описывается моделью многоцветного диска (MCD), согласно которой диск является оптически толстым с зависимостью температуры от радиуса  $T \propto r^{-3/4}$ . Наблюдаемый поток излучения с видимой поверхности диска определяется выражением

$$f_d(E) = \frac{\cos \theta}{D^2} \int_{r_{in}}^{r_{out}} 2\pi r B(E, T) dr = \frac{8\pi r_{in}^2 \cos \theta}{3D^2} \int_{T_{out}}^{T_{in}} \left(\frac{T}{T_{in}}\right)^{-11/3} B(E, T) \frac{dT}{T_{in}}, \quad (9)$$

где  $r_{in}$  и  $r_{out}$  — соответственно внутренний и внешний радиусы диска,  $B(E, T)$  — распределение Планка,  $T_{in} = T(r_{in})$ ,  $T_{out} = T(r_{out})$ ,  $\theta$  - угол наклона оси диска к лучу зрения,  $D$  — расстояние до объекта. В целях избежания возможных ошибок при расчетах модели рентгеновского спектра для работы предоставляется готовая таблица MCD\_PO\_NoII.dat со значениями логарифмов частоты в ридбергах и относительного потока. В файле модели этот форма спектра задается командой **interpolate**, в качестве параметров которой используются значения из указанной таблицы. Каждая новая строка начинается с ключевого слова continue. Для ввода можно использовать не все записанные в MCD\_PO\_NoII.dat, а лишь часть из них с определенным, не обязательно равномерным шагом.

```
interpolate (-1.5107 -29.3583) (-1.1607 -29.2459) (-0.9507 -29.1765) (-0.8007 -29.1268)
continue (-0.5107 -29.0305) (-0.2507 -28.9444) (-0.0607 -28.8819) (0.0193 -28.8559)
.....
continue (2.4893 -29.9406) (2.5893 -30.0916) (2.6893 -30.2426) (2.7693 -30.3634)
```

Логарифм светимости рентгеновской составляющей спектра задается командой **luminosity**:

```
luminosity = 40.13
```

Второй составляющей спектра Holmberg II X-1, определение параметров которой и является конечной целью обсуждаемой здесь работы, является континуальное излучение в ЭУФ-диапазоне. Один из самых простых способов моделирова-

ния этой части спектра состоит в его аппроксимации моделью чернотельного излучения с помощью команды **blackbody**, параметром которой является значение температуры в кельвинах (по умолчанию, если введенное число меньше 10, то оно воспринимается программой как десятичный логарифм температуры). Светимость определяется командой **luminosity** с указанием границ ЭУФ-диапазона. Обе величины являются свободными параметрами модели.

```
blackbody 5.0 vary
optimize range 4.5 to 5.5
optimize increment = .25 dex
luminosity 39.5 range 0.9 to 45.6 Ryd vary
optimize range 39.0 to 41.0
optimize increment = .25 dex
```

Следующими двумя командами определяются измеренные величины потоков в линиях, которые необходимо воспроизвести в процессе расчета. Привязка к энергетическим единицам осуществляется командой **optimize luminosity**. В качестве параметров команде может быть передано значение светимости туманности в какой-либо спектральной линии (по умолчанию в  $H_{\beta}$ ), выраженной в единицах  $\text{erg/s}$ , и относительная ошибка определения этой величины. Команда **optimize lines** служит для указания остального набора нормированных на величину в  $H_{\beta}$  потоков в выбранных для аппроксимации линиях вместе с их относительными ошибками измерения. Ввод значений относительных потоков необходимо завершить строкой с ключевым выражением «end of lines».

```
optimize luminosity = 37.09 error = 0.05
optimize lines
TOTL 3727 intensity = 1.90 error = 0.02
H 1 4340 intensity = 0.47 error = 0.02
...
He 2 4686 intensity = 0.18 error = 0.03
O 3 5007 intensity = 3.17 error = 0.01
...
H 1 6563 intensity = 2.76 error = 0.01
N 2 6584 intensity = 0.07 error = 0.1
S II 6716 intensity = 0.15 error = 0.03
S II 6731 intensity = 0.12 error = 0.04
```

end of lines

По умолчанию, количество итераций, в течении которых программа пытается подобрать значения варьируемых параметров, ограничено двадцатью, а количество итераций расчета финальной модели, используемых для уточнения оптических толщин в различных линиях, - одной. Изменить эти числа можно с помощью команд **optimize iterations** и **iterate** соответственно.

```
optimize iterations = 50
```

```
iterate 5 times
```

Для вывода дополнительной информации или стандартной в более удобном для восприятия виде необходимо использовать команды из блока `controlling output`, например:

```
print line sort wavelength
```

```
save continuum units Angstroms "HoII_spectra.txt" last
```

Первая команда служит для сортировки списка линий в выходном файле по их длине волны. С помощью второй команды формируется текстовый файл, содержащий в первой колонке длины волн, а в остальных – соответствующие этим длинам волн потоки подсвечивающего туманность и прошедшего сквозь нее излучения центрального источника, отраженный и собственный эмиссионный спектры туманности и различные их комбинации. Для построения графика по примеру рисунка 5 необходимо использовать столбцы 1, 2 (ионизирующий спектр источника) и 4 (эмиссионный спектр туманности). Подробнее о каждой описанной выше команде можно посмотреть в первом томе документации (HAZY 1).

Описанные выше команды, задающие геометрию туманности, количество оболочек, распределение плотности и химсостав, а также форму спектра центрального источника в ЭУФ-диапазоне, являются лишь одним из возможных вариантов решения задачи. Например, ЭУФ-составляющая спектра ультраяркого рентгеновского источника может быть задана одним или несколькими степенными законами (команда `power law`), туманность – представлена в виде сферических сегментов, определив величину `covering factor`.

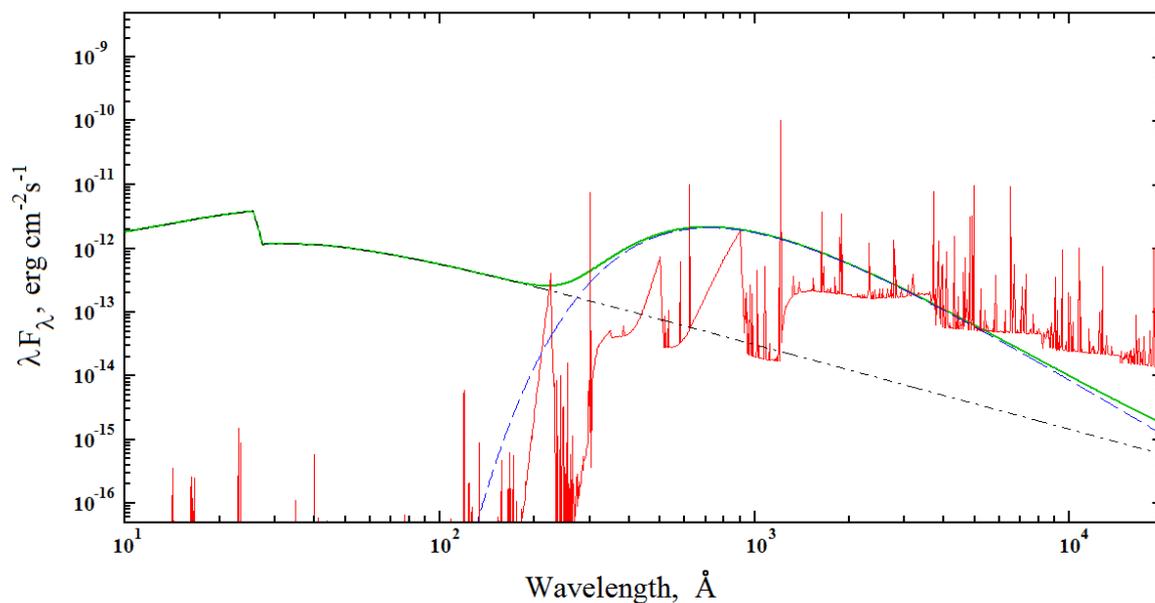


Рисунок 5. Представлено восстановленное распределение энергии в спектре ультраяркого рентгеновского источника Holmberg II X-1 – зеленым цветом. Штриховой и штрихпунктирной линией отображены ЭУФ- и рентгеновская составляющие спектра Holmberg II X-1. Красным цветом показан воспроизведенный спектр туманности.

## 7. Отчет

Отчет должен содержать:

1. Краткое описание выполненных этапов редукции спектральных данных;
2. Таблицу с измеренными и исправленными за поглощение потоками в отождествленных линиях туманности;
3. Таблицу с использованными при моделировании наблюдаемыми и расчетными значениями относительных потоков в линиях и полученное значение светимости туманности в  $H\beta$ ;

4. Полученные на основании соотношений потоков в линиях и модельные значения параметров туманности (водородная плотность, радиус оболочки и масса туманности, скважность и металличность газа), а также характеристики ЭУФ-составляющей спектра центрального источника: температура (в случае чернотельного излучения) или показатель степени (в случае использования приближения степенным законом) и светимость.