

# Программа моделирования звездных атмосфер \_STAR

Р.Я. Жучков<sup>1</sup>, В.Ф. Сулейманов<sup>2</sup>, В.В. Шиманский<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167, Россия

<sup>2</sup> Кафедра астрономии Казанского государственного университета

Поступила в редакцию 10.02.2004; принята к печати 3.03.2004.

Представлена компьютерная программа для расчета бланкетированных ЛТЭ-моделей атмосфер звезд спектральных классов  $O-K$ . Учет непрозрачности в линиях проводится методом выборочной непрозрачности, число используемых при расчете спектральных линий около 500000. Для звезд спектрального класса  $F$  и позднее учитываются конвекция и молекулярное поглощение в 27-ми основных полосах.

Основным преимуществом программы по сравнению с широко используемым в настоящее время комплексом ATLAS9 является возможность независимого изменения содержания отдельных химических элементов и построения моделей атмосфер химически пекулярных звезд.

Программа тестирована путем сравнения рассчитанных нами моделей атмосфер звезд с моделями Куруца и Фурманна.

**Ключевые слова:** атмосферы звезд, моделирование

**MODEL ATMOSPHERE PROGRAM \_STAR, by R. Ya. Zhuchkov, V. F. Suleymanov, V. V. Shimanskij.** A computer program for calculation of blanketed LTE model atmospheres for stars of spectral classes  $O-K$  is presented. Allowance for the opacity in lines is made by the method of opacity sampling, and about 500000 spectral lines are used for the calculation. For stars of spectral class  $F$  and later convection and molecular absorption in 27 main bands are taken into account.

The main advantage of the program, as compared to the complex ATLAS9 widely used today, is the possibility of independent changing of separate chemical element abundances and construction of model atmospheres of chemically peculiar stars.

The program is tested by comparing model atmospheres of stars, calculated by us, with the models of Kurucz and Fuhrmann.

**Key words:** stars: atmospheres – methods: numerical

## 1. Введение

Одним из способов получения информации о физических характеристиках звезд является сравнение наблюдаемых распределений энергии в их спектрах с полученными из моделей. Для этого необходимо построение самосогласованной модели, адекватной атмосфере звезды, где и формируется подходящее к нам излучение.

На сегодняшний день существует немало программ для выполнения этой задачи. Пожалуй, наиболее используемыми являются программы семейства ATLAS, созданные Куруцем, а также уже рассчитанные с их помощью сетки моделей для различных наборов физических параметров. Развитием одного из вариантов этих кодов (ATLAS5)

и является предлагаемый комплекс.

Большая часть существующих программ учитывает непрозрачность в линиях методом задания распределения непрозрачности (английская аббревиатура — *OPDF*), при котором мы имеем дело с однажды посчитанными таблицами непрозрачности для каждого интервала частот.

Преимуществом такого подхода является возможность, один раз затратив много счетного времени на построение *OPDF*-таблиц и рассчитав их для определенного шага изменения параметров, не возвращаться более к этой процедуре. Это важно, поскольку именно расчет непрозрачности занимает значительную часть счетного времени, и такой метод позволяет учитывать  $\sim 10^7$  спектральных линий. Однако именно в этом кроет-

ся его слабое место — мы не можем рассчитать модель атмосферы с химическим составом, отличающимся от приведенного в существующей сетке таблиц *OPDF*. А такая необходимость существует. В частности, для спектральных исследований химически пекулярных звезд надо уметь рассчитывать модели атмосфер с любым химсоставом. Именно эту задачу решает представляемый в данной работе комплекс *\_STAR* (STellar Atmosphere Researching code), позволяющий осуществлять расчет бланкетированной ЛТР-модели атмосферы звезды с любым химсоставом, даже самым неожиданным, с учетом около 500000 основных спектральных линий.

Такая задача может быть решена с помощью комплекса *ATLAS 12*, аналогом которого и является представляемая в данной работе программа. Однако этот пакет не имеет свободного распространения и недоступен в виде исходных файлов, поэтому создание комплекса, имеющего аналогичные возможности и позволяющего проводить независимое моделирование звездных атмосфер, имеет важное прикладное значение.

Расчет моделей возможен для звезд спектральных классов *O – K*. Для звезд класса *F* и позже учитываются конвекция и основные молекулярные полосы поглощения.

## 2. Программа моделирования звездных атмосфер *\_STAR*

Предложенная программа рассчитывает стационарную плоскопараллельную бланкетированную ЛТР-модель атмосферы звезды. *\_STAR* является развитием созданного Куруцем комплекса *ATLAS5* (он подробно описан в работе Куруца, 1970) и реализована на языке FORTRAN (версия NDP-FORTRAN).

На первом этапе расчетов проводится построение серой модели атмосферы. В первом приближении может использоваться модель, полученная ранее с помощью нашей или других программ. В частности, для конвективных моделей распределение температуры настолько сильно отличается от исходной серой модели, что эффективнее оказалось в качестве первого приближения брать модель атмосферы Куруца (1994) для соответствующих параметров.

Построение серой модели подразумевает решение уравнения гидростатического равновесия для серого распределения температуры, т.е. такого, каким оно было бы при коэффициенте поглощения, не зависящем от частоты. Это приближение далеко от реальности, но описывается аналитически. Как правило, в модели задается 70–

100 точек по глубине, равномерно распределенных по логарифмической шкале росселандовых оптических глубин (обычно используется диапазон  $10^{-6} - 100\tau_{ross}$ ). В результате для каждой точки этой сетки глубин получаем температуру, газовое давление и концентрацию частиц. Используя эти данные в рамках предположения об ЛТР и задав относительное содержание, можно рассчитать концентрацию любого элемента в любой стадии ионизации, а значит, и непрозрачность на любой частоте.

Модель атмосферы звезды должна удовлетворять уравнению энергетического баланса, т.е. каждый элементарный объем атмосферы должен терять столько энергии, сколько он получает. Иными словами, полный поток энергии (лучистой и конвективной) на любой глубине атмосферы должен быть равен выходящему потоку лучистой энергии  $4\pi H_0 = \sigma T_{eff}^4$ , а его производная должна быть равна нулю.

Естественно, что начальная модель не удовлетворяет условию энергетического баланса, поэтому итоговая модель получается путем итераций. В каждой итерации для каждой точки сетки глубин определяется разница между вычисленным интегральным потоком и величиной  $4\pi H_0$  и по этой разнице определяется поправка к текущей температуре. В программе используются стандартные методы температурной коррекции (Куруц, 1970). Количество итераций задается перед началом расчетов. Модель считается удовлетворительной, если ошибка определения интегрального потока не превышает 1% для моделей с лучистой оболочкой и 10–15% — для моделей с конвекцией, которые сходятся существенно хуже и медленнее. Для получения удовлетворительной модели обычно требуется от 10 до нескольких десятков и даже сотен (для конвективных моделей) итераций.

Для вычисления величины чистого потока в ходе каждой итерации необходимо решать уравнение переноса излучения для большого количества частот:

$$\cos \theta \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu,$$

где  $I_\nu$  — интенсивность потока излучения,  $S_\nu$  — функция источника, определяемая как

$$S_\nu = \frac{\kappa_\nu}{\kappa_\nu + \sigma_\nu} B_\nu + \frac{\sigma_\nu}{\kappa_\nu + \sigma_\nu} I_\nu.$$

Здесь  $\sigma_\nu$  — коэффициент рассеяния,  $B_\nu$  — функция Планка,  $\kappa_\nu$  — коэффициент истинного поглощения.

Как уже отмечалось, для построения адекватной модели атмосферы звезды необходимо учитывать непрозрачность не только в континууме,

но и в большом количестве спектральных линий. Так как точно учесть влияние каждой рассматриваемой линии не представляется возможным, был избран следующий метод. Весь рассматриваемый для данной модели спектральный диапазон  $3 \times 10^{13} - 3 \times 10^{20}$  Гц разбивается на большое количество (до 40000) полос, равномерно распределенных по логарифмической шкале частот. Для центральной частоты каждой полосы на каждой заданной оптической глубине точно вычисляется непрозрачность как в континууме, так и в близлежащих спектральных линиях. Далее, мы считаем, что непрозрачность для всей рассматриваемой узкой полосы частот такая же, как на центральной частоте этой полосы. Вообще говоря, это не так, но при разбиении всего спектрального интервала на достаточно большое количество узких полос удается довольно точно воспроизвести как интегральный поток лучистой энергии, так и его спектральное распределение.

При расчетах учитываются линии нейтральных атомов и первых пяти ионов элементов с атомными номерами  $Z \leq 30$ , для остальных элементов учитываются 3 стадии ионизации.

Для построения бланкетированных моделей атмосфер мы использовали около 500000 линий, взятых из работ Куруца (1994). Это количество позволяет при разумных затратах машинного времени достаточно точно учесть непрозрачность во всех диапазонах спектра. Из-за большого количества линий была применена процедура отсева тех из них, которые не дают вклада в непрозрачность на данной частоте. Отсеивались линии, центр которых отстоит от данной частоты более чем на  $35\text{\AA}$ , а также дающие пренебрежимо малый вклад в общую непрозрачность.

Для звезд с разной температурой основной вклад в суммарный коэффициент поглощения на каждой частоте будут давать различные источники непрозрачности, различными будут и механизмы переноса энергии в атмосфере.

Так, в атмосферах звезд класса *A* и более ранних осуществляется преимущественно лучистый перенос энергии. Для звезд класса *F* и позднее ( $T_{eff} < 8000\text{K}$ ) мы должны учесть перенос энергии конвективными потоками и влияние молекулярных полос поглощения, играющих важную роль для звезд позднего класса *G*.

Расчет коэффициента молекулярного поглощения проводился по методике “смазанных линий”, применяемой для электронно-колебательных полос двухатомных молекул в видимой области спектра (Павленко, Яковина, 1994). Суть вычислений состоит в расчете коэффициента непрозрачности, усредненного по вращательной структуре электронно-колебательной полосы данного элек-

тронного перехода молекулы, т.е. полагается, что для любой частоты внутри полосы число вращательных линий так велико, что характеристики отдельных линий не учитываются и распределение интенсивности считается непрерывным.

В программе учитывается поглощение в 27-ми полосах 11-ти молекул (CO, NO, SO, SiO, TiO, MgO, VO, BO, AlO, CN, MgH) (Павленко, Яковина 1994).

Учет конвекции проводился согласно общепринятой теории пути перемешивания (Михалас, 1982; Куруц 1970).

## 2.1. Тестирование программы

Для апробации программы проводилось построение моделей атмосфер двух звезд — звезды класса *A0* ( $T_{eff} = 10000\text{K}$ ,  $\log g = 4.5$ ) и Солнца, для которого принимались параметры  $T_{eff} = 5780\text{K}$ ,  $\log g = 4.44$ ,  $\lg(Fe/H) = -4.49$ . Кроме этого, программа была использована для определения параметров компонент двойной системы 41 Дракона (см. п. 2.2).

Для звезды *A0* рассчитывалась модель атмосферы без молекулярного поглощения и конвекции, для Солнца — с учетом молекулярных полос и конвективности атмосферы. Полученное распределение температуры сравнивалось с моделями Куруца (1994), а также (для Солнца) с моделями Фурманна и др. (1997). Синтетический спектр также сравнивался со спектрами, полученными с использованием указанных выше моделей.

Сравнение температурных распределений приведено на рис. 1. Как видно, звезда *A0* по нашей модели имеет несколько более высокую температуру в верхних слоях, чем по модели Куруца, что можно объяснить меньшим количеством учитываемых нами линий, поглощение в которых приводит как к повышению температуры глубоких слоев, так и к охлаждению внешних оптически тонких слоев за счет потери энергии на излучение в линиях. Однако разница температур мала — она не превышает 3% ( $200\text{K}$ ) для  $\tau_{ross} = 2 \cdot 10^{-5}$ , уменьшается до 0 при  $\tau_{ross} = 0.05$  и остается на уровне 0.5% ( $50-70\text{K}$ ) и менее на  $\tau_{ross} = 0.5 - 50$ . В самых глубоких слоях температура по нашей модели ниже, чем у Куруца, вероятно, из-за недоучета непрозрачности. При  $\tau_{ross} > 50$  разница вновь возрастает до  $200\text{K}$ , но в относительных единицах это составляет не более 0.5%.

Для распределений температуры в атмосфере Солнца ситуация похожа — за тем исключением, что мы видим зависимость градиента температуры от длины пути перемешивания.

Существует небольшая разница между нашей моделью и моделью Фурманна (1997) для высоких

слоев — отличие температур достигает 5%(180) при  $\tau_{ross} < 0.5$ , уменьшаясь на  $\tau_{ross} = 1$  до 30К. Впрочем, различие в значениях температур в приповерхностных, а также самых глубоких ( $\tau_{ross} > 20$ ) слоях имеется и для опубликованных и широко используемых моделей. Так, разница температур между моделями Куруца и Фурманна доходит до 200 К. Это связано с трудностью учета конвекции и молекулярного поглощения, а кроме этого — с существенной зависимостью температуры, особенно в глубоких слоях, от принятого отношения  $l/h$  (отношение высоты однородной атмосферы к длине пути перемешивания).

На рис. 2 изображены участки синтетических спектров, рассчитанных с использованием сравниваемых моделей по программе *SYNTH* (Куруц, 1994).

Отличие потоков от эталонных для *A*-звезды не превышает 3% и в среднем составляет 0.5%, интегральный поток отличается на 0.08%. Спектры, вычисленные для Солнца по моделям Куруца и нашим, различаются по потокам не более, чем на 0.01, показывая полное совпадение.

С помощью программы *SYNTH* (Куруц, 1994) на основе полученных нами и другими авторами моделей были построены синтетические спектры компонентов двойной системы 41 Dra. Сравнение этих спектров с наблюдаемыми позволило определить параметры реальных звезд (п. 2.2).

Из рис. 1, 2 видно, что синтетические спектры, построенные на основе нашей и стандартной моделей, хорошо согласуются между собой, что говорит о корректной работе программы.

## 2.2. Параметры компонент системы 41 Дракона

Система 41 Дракона является спектральной и спекл-интерферометрической двойной с периодом 1247 дней (Токовинин 1995; Балега и др. 1997; Токовинин и др. 2003).

По эшелле-спектрам, полученным Д. Кудрявцевым на спектрографе НЭС БТА (Панчук и др., 2002) в апреле 2001 года и обработанным им же, был проведен анализ физических параметров ее компонентов. Мы использовали 37 неблендированных линий различных тяжелых элементов. Разница лучевых скоростей позволяла проводить измерения отдельно для каждого из компонентов системы (см. Приложение).

Поскольку результирующий спектр представляет сумму спектров компонентов, непосредственно измеренные эквивалентные ширины линий не соответствуют значениям, полученным по модельным спектрам одиночной звезды. Соотношение

Таблица 1: Параметры компонент системы 41 Дракона. [1] — Балега и др. (2001), [2] — Аль-Вардат и др. (2002)

Параметр	Эта работа	[1]	[2]
$T_{eff}(a), K$	$6540 \pm 100$	6500	6100
$T_{eff}(b), K$	$6570 \pm 100$	6500	6100
$\log g(a), dex$	$4.12 \pm 0.08$	3.99	3.86
$\log g(b), dex$	$4.15 \pm 0.08$	4.11	4.01
$Z(a), dex$	$0.031 \pm 0.002$		
$Z(b), dex$	$0.030 \pm 0.002$		
$V \sin I(a), km/sec$	$8.05 \pm 0.5$		
$V \sin I(b), km/sec$	$8.07 \pm 0.5$		

между реальными и наблюдаемыми эквивалентными ширинами может быть записано в виде

$$EW_a = EW_a^{obs}(1 + k),$$

$$EW_b = EW_b^{obs}(1 + k)/k,$$

где  $k = E_{\lambda,b}/E_{\lambda,a}$  — отношение потоков компонентов на данной длине волны. Разумеется, такой подход возможен только при достаточной разнице лучевых скоростей, когда линии компонентов уверенно разделяются.

Для системы 41 Dra  $k = 0.65$  для  $\lambda = 5000\text{\AA}$  и практически не зависит от длины волны.

Модельные спектры строились программой *SYNTH* на основе сетки моделей, рассчитанных комплексом *\_STAR*.

При сравнении с помощью метода наименьших квадратов наблюдаемых эквивалентных ширины линий с модельными определялся набор параметров, дающий наилучшее соответствие их между собой. Такой метод исключает влияние неопределенности скорости осевого вращения, изменяющей профиль линии, но не ее эквивалентную ширину. Так были определены  $T_{eff}$ ,  $\log g$  и металличность  $Z$ .

Проекцию скорости осевого вращения на луч зрения  $V \sin(i)$  находили после определения параметров модели, сравнивая полуширины линий, рассчитанные для различных скоростей вращения, с наблюдаемыми полуширинами. Полученные параметры сравнивались с результатами исследования этой системы другими авторами (табл.1).

Как видно, в пределах ошибок измерений определенные нами параметры совпадают с результатами других авторов, полученными ранее (и также имеющими свои погрешности), что и говорит о возможности применения нашей программы для определения параметров как одиночных звезд, так и компонентов кратных систем.

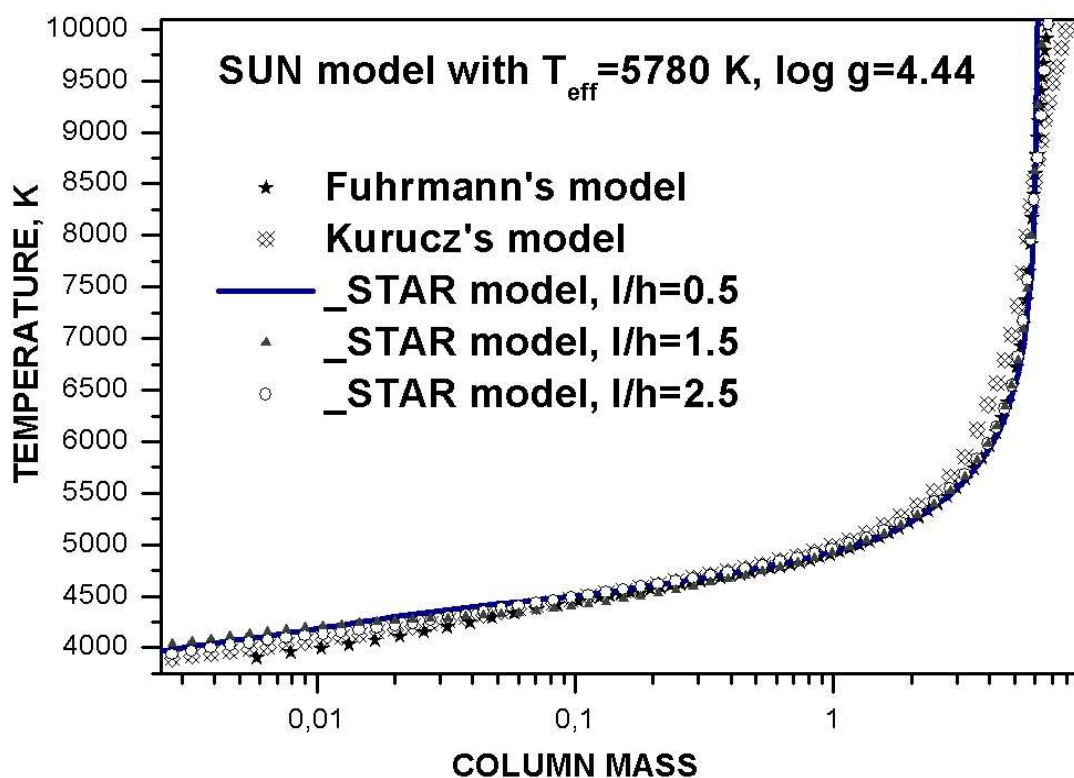
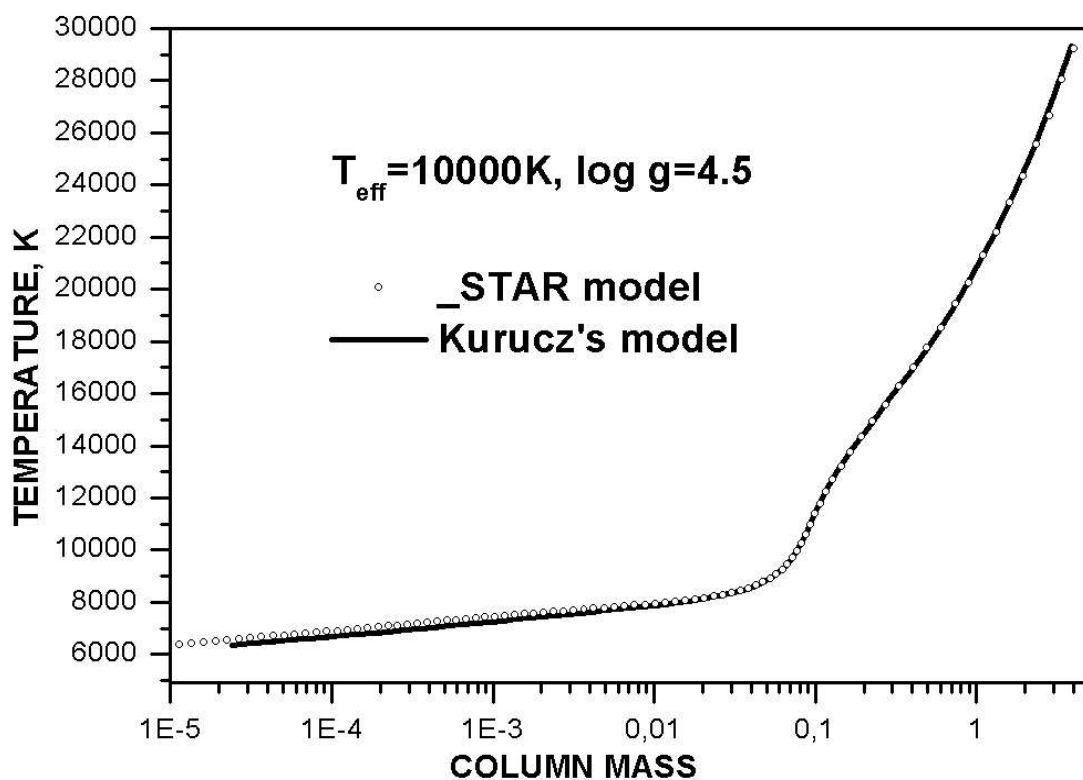


Рис. 1: Вверху: сравнение распределений температуры в атмосфере звезды с  $T_{\text{eff}} = 10000$ ,  $\log g = 4.50$  в модели Куруца (1994) и в нашей модели. Внизу: сравнение распределений температуры для атмосферы Солнца. Приведены: модель Куруца (1994) с  $l/h = 2$ , модель Фурманна (1997) с  $l/h = 0.5$  и наши модели, вычисленные для разных значений  $l/h$ .

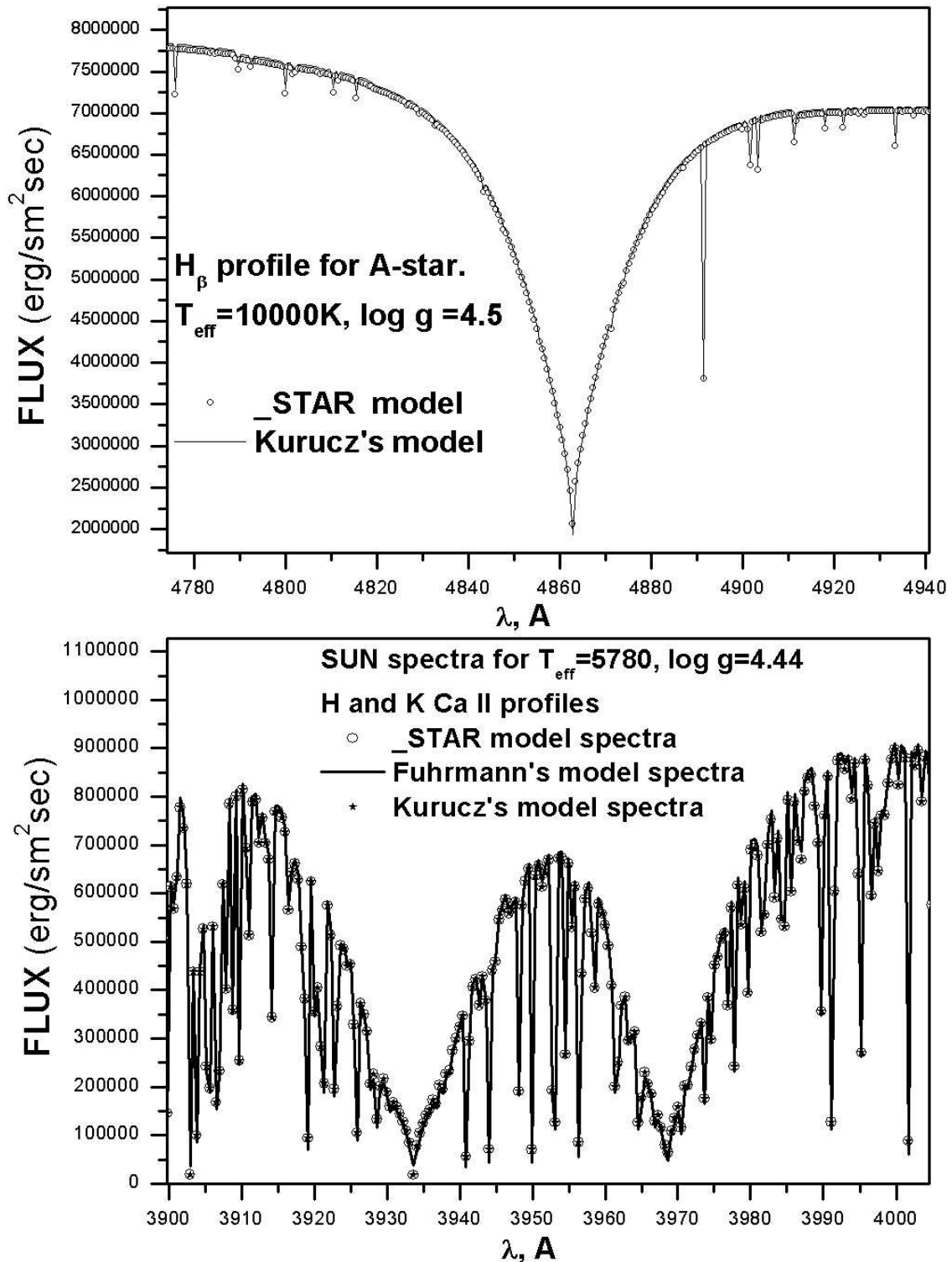


Рис. 2: Вверху: сравнение синтетических спектров в районе линии  $H_{\beta}$  для звезды с  $T_{\text{eff}} = 10000$ ,  $\log g = 4.50$  в модели Куруца (1994) и в нашей модели. Внизу: сравнение синтетических спектров Солнца в районе линий H и K CaII в моделях Куруца (1994), Фурманна (1997) и нашей — для случая  $l/h = 0.5$ .

### 3. Заключение

В данной работе мы представляем программу моделирования звездных атмосфер *\_STAR*, являющуюся развитием комплекса *ATLAS5* (Куруц, 1970). Она позволяет проводить расчет ЛТР-моделей атмосфер с учетом 500000 линий поглощения для любого химического состава, что является важным условием моделирования атмосфер пекулярных звезд.

Программа прошла тестирование и показала хорошее соответствие между результатами, получаемыми с ее помощью, и широко используемыми моделями.

Определение параметров системы 41 Дракона на основе моделирования также показало хорошее соответствие с данными других авторов. Желаящие получить исходные файлы могут обратиться к авторам по адресам: gilgalen@yandex.ru (Р.Я.Жучков), vals@ksu.ru (В.Ф.Сулейманов, В.В.Шиманский).

**Благодарности.** Работа финансировалась грантом РФФИ 02-02-17174 и Президентской программой поддержки ведущих научных школ (номер гранта НШ-1789.2003.2).

### Список литературы

- Аль-Вардат (Al-Wardat M.), 2002, Бюлл. Спец. астрофиз. обсерв., **53**, 51
- Балега И.И. и др. (Balega I.I., Balega Yu.Yu., Falcke H., Osterbart R., Reinheimer T., Schöller M., Weigelt G.), 1997, Письма в астрон. ж., **23**, N 3, 199
- Балега и др. (Balega Y.Y., Leushin V.V., Pluzhnik E.A.), 2001, Бюлл. Спец. астрофиз. обсерв., **51**, 61
- Куруц (Kurucz R.L.), 1970, SAO Special Report, **309**
- Куруц (Kurucz R.L.), 1994, CD-Roms's
- Михалас Д., 1982, Звездные атмосферы, т.1,2, М.:Мир
- Павленко Я.В., Яковина А.А., 1994, Астроном. ж., **76**, N 6, 863
- Панчук В.Е., Пискунов Н.Е., Клочкова В.Н., Юшкин М.В., Ермаков С.В., 2002, Препринт SAO N169
- Токовинин А.А., 1995, Письма в астрон. ж., **21**, N 4, 286
- Токовинин и др. (Tokovinin A.A., Balega Y.Y., Pluzhnik E.A., Shatsky N.I., Gorynya N.A., Weigelt G.), 2003, A&A, **409**, 245
- Фурман и др. (Fuhrmann K., Pfeiffer M., Frank C., Reetz J., Gehren T.), 1997, A&A, **323**, 909

## Приложение

Таблица 2: Список линий, по которым проводились измерения, значения их эквивалентных ширин и полуширин для  $a$  и  $b$  компонентов соответственно

Элемент	$\lambda(\text{\AA})$	$EW_a(\text{\AA})$	$FWHM_a(\text{\AA})$	$EW_b(\text{\AA})$	$FWHM_b(\text{\AA})$
Y II	4883.68	0.067	0.097	0.234	0.215
Fe I	4903.30	0.122	0.118	0.290	0.280
Ni I	4904.41	0.078	0.078	0.260	0.275
Fe I	4988.96	0.074	0.082	0.235	0.236
Fe I	5044.21	0.085	0.067	0.280	0.252
Fe I	5049.82	0.116	0.117	0.255	0.274
Cu I	5105.53	0.036	0.043	0.180	0.228
Ni I	5155.76	0.050	0.070	0.170	0.238
Fe I	5159.05	0.066	0.061	0.247	0.237
Fe I	5162.30	0.117	0.118	0.288	0.271
Ti II	5211.54	0.056	0.055	0.252	0.250
Fe I	5228.40	0.083	0.053	0.356	0.259
Fe II	5234.63	0.098	0.097	0.248	0.268
Fe I	5281.77	0.127	0.128	0.265	0.315
Fe I	5288.52	0.046	0.049	0.247	0.240
Fe I	5322.04	0.052	0.049	0.270	0.245
Fe I	5324.18	0.183	0.155	0.312	0.295
Ti II	5336.77	0.063	0.070	0.215	0.211
Cr I	5348.31	0.067	0.069	0.220	0.241
Ti II	5381.01	0.079	0.068	0.295	0.249
Fe I	5383.37	0.125	0.132	0.265	0.273
Fe I	5391.45	0.076	0.090	0.277	0.316
Fe I	5393.17	0.111	0.114	0.289	0.288
Fe I	5398.27	0.063	0.057	0.280	0.248
Mn I	5399.50	0.024	0.023	0.239	0.236
Fe I	5410.91	0.112	0.125	0.290	0.313
Fe I	5445.04	0.095	0.090	0.254	0.248
Fe I	5464.27	0.046	0.038	0.233	0.263
Fe I	5506.78	0.104	0.095	0.252	0.214
Y II	5509.93	0.079	0.070	0.380	0.348
Fe I	5522.45	0.029	0.029	0.204	0.220
Sc II	5526.79	0.087	0.095	0.250	0.281
Fe I	5569.62	0.111	0.109	0.257	0.247
Fe I	5576.09	0.090	0.092	0.252	0.249
Ni I	5578.71	0.050	0.044	0.301	0.264
Ca I	5581.95	0.072	0.082	0.218	0.245
Ca I	5590.12	0.071	0.073	0.237	0.262