РОССИЙСКАЯ АКАДЕМИЯ НАУК
СПЕЦИАЛЬНАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ

На правах рукописи

УДК 524.31.08-355/36:520.35

ЕРМАКОВ Сергей Владимирович

СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ АТМОСФЕР МАЛОМАССИВНЫХ ЗВЕЗД

(01. 03. 02 – астрофизика, радиоастрономия)

Д И С С Е Р Т А Ц И Я
на соискание ученой степени
кандидата физико - математических наук

Научный руководитель:
доктор физико - математических наук
Панчук Владимир Евгеньевич

Научный консультант:
доктор физико - математических наук
Клочкова Валентина Георгиевна

Нижний Архыз – 2002

Оглавление

Введение **4**

1 Моделирование процесса регистрации звездных спектров **20**
1.1 Расчет синтетических спектров звездных атмосфер 20
1.2 Учет аппаратной функции спектрографа 22
1.3 Моделирование шума в синтетическом спектре 23
1.4 Оценка накопленного сигнала 24
1.5 Формирование сдвига спектра 27
1.6 Методы кросс-корреляции 27
1.7 Учет влияния магнитного поля 28
1.7.1 Экспрессный метод поиска магнитных полей 30
1.8 Корреляционный метод измерения лучевых скоростей 32
1.9 Метод восстановления спектра 35
1.10 Выводы 40

2 Исследование методов спектроскопических наблюдений **41**
2.1 Функция рассеяния точки 41
2.2 Информативность спектров и оптимизация наблюдений 44
2.3 Эшелле-спектрограф первичного фокуса БТА 47
2.3.1 Конструкция спектрографа PFES 49
2.3.2 Позиционные характеристики PFES 53
2.3.3 Фотометрические характеристики PFES 55
2.3.4 Демонстрационные спектры, полученные на PFES 57
2.4 Спектрографы фокуса Нэсмит-2 БТА 61
2.5 Техника измерения лучевых скоростей 66
2.5.1 Обработка спектров методом 'от линии к линии' 66
2.5.2 Кросс-корреляционный метод на спектрографах с эшелле 67
2.5.3 Методы одновременной позиционной калибровки 71
2.6 Выводы 78

3 Спектры холодных звезд разных типов **80**
3.1 Атлас спектров F и G звезд в диапазоне 4540-6620 ÅÅ 82
3.1.1 Наблюдения и обработка спектров 87
3.1.2 Эффекты температуры, светимости и металличности 88
3.2 Атлас спектров звезд с дефицитом металлов в диапазоне 3550-5000 ÅÅ 90
3.2.1 Наблюдения и особенности обработки спектров 92
3.2.2 Список спектральных линий 93

3.2.3 Описание атласа . . . 94
3.3 Спектры избранных переменных звезд . . . 97
3.3.1 Спектрально-двойная звезда гало . . . 97
3.3.2 Звезда ветви гигантов в шаровом скоплении . . . 98
3.3.3 Цефеида в ассоциации . . . 100
3.3.4 Спектры избранных звезд в районе линии H-альфа . . . 101
3.4 Линии тяжелых элементов в спектрах старых звезд . . . 102
3.5 Выводы . . . 107

4 Химический состав атмосфер маломассивных звезд 108
4.1 Происхождение химических элементов . . . 108
4.1.1 Первичный нуклеосинтез в эпоху Большого Взрыва . . . 108
4.1.2 Формирование галактик . . . 110
4.1.3 Химическая эволюция Галактики . . . 113
4.2 Наблюдения . . . 120
4.3 Параметры моделей звездных атмосфер и данные для атомных линий . . . 122
4.3.1 Параметры моделей атмосфер . . . 122
4.3.2 Силы осцилляторов . . . 127
4.3.3 Ошибки определения содержаний элементов . . . 130
4.4 Результаты определения содержаний элементов . . . 131
4.4.1 Литий . . . 131
4.4.2 Кислород . . . 134
4.4.3 Элементы α-процесса . . . 135
4.4.4 Натрий и алюминий . . . 138
4.4.5 Калий . . . 138
4.4.6 Ванадий, хром и никель . . . 139
4.4.7 Скандий и марганец . . . 141
4.4.8 Медь и цинк . . . 142
4.4.9 Элементы s- и r-процесса . . . 143
4.4.10 Связь химического состава и кинематических характеристик. . . . 150
4.4.11 G 251-54 – звезда с аномальным химическим составом. . . . 159
4.5 Выводы . . . 163

Заключение 165

Литература 168

Введение

Общая характеристика работы

В работе представлены научные и научно-технические результаты решения задачи исследования атмосфер звезд, имеющих массы порядка солнечной, по спектрам высокого разрешения, полученным на 6-метровом телескопе. Основное внимание уделено исследованию химического состава атмосфер звезд с дефицитом металлов (т.е. звезд, в атмосферах которых содержание тяжелых элементов в десятки и сотни раз меньше, чем в атмосфере Солнца).

Одной из основных задач, стоящих перед астрофизикой, является исследование химического состава атмосфер звезд, имеющее конечной целью решение вопроса о том, где, как и когда были образованы те или иные химические элементы, которые мы наблюдаем в окружающем нас мире.

Согласно современным представлениям, наблюдаемая часть Вселенной была образована в результате Большого Взрыва. В течение нескольких первых минут был образован весь водород и значительная часть наблюдаемого в настоящее время гелия (в пропорции по массе 76 и 24%), а также небольшое количество лития. Примерно через 1 миллиард лет после фазы первичного нуклеосинтеза наступила фаза образования галактик. При этом часть исходного вещества, из которого формировались протогалактические облака, была израсходована на образование первых звезд. Первые звезды (население III) состояли только из трех химических элементов (водород, гелий и литий). Все остальные элементы синтезированы в процессах ядерных реакций на различных стадиях эволюции звезд, с последующим выходом части вновь синтезированного вещества в межзвездную среду, перемешиванием его со старым межзвездным веществом, образованием новых поколений звезд, (население II и затем I), повторением в недрах этих звезд процессов синтеза с новым исходным химическим составом. В Галактике наблюдаются звезды населений II (звезды гало) и I (звезды диска), звезды населения III не найдены. Звезды населения I представлены широким спектром масс, у звезд населения II сохранилась маломассивная часть функции масс, звезды населения III, по-видимому, не имели маломассивной составляющей, и к настоящему времени проэволюционировали полностью.

Модели химической эволюции Галактики опираются на следующие группы ядерных реакций, эффективно протекающих при существенно различных температурах и плотностях. При достижении в центральных областях сжимающейся звезды температуры порядка 10^7 K, в pp-цепочке или в CNO-цикле начинается синтез ^{4}He из протонов. После того, как водород в ядре звезды практически полностью выгорает, ядро сжимается, нагревается и начинается этап горения гелия в ядре, с продолжением горения водорода в слое вокруг ядра, при этом синтезируются ^{12}C и ^{16}O. После выгорания гелия температура звездного ядра вновь растет, обеспечивая синтез (в реакциях присоединения α-частиц) ядер с четным числом протонов – элементов α-процесса (Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti). При еще более высоких температурах реакции захвата ядер гелия находятся в равновесии с реакциями фоторасщепления ядер, в этом равновесном e-процессе происходит синтез элементов группы железа (V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni). Более тяжелые элементы синтезируются в реакциях нейтронного захвата, в которых уже существующие ядра элементов железного пика облучаются потоками нейтронов высокой и низкой плотности (r- и s- процессы соответственно). Перечисленные процессы эффективно реализуются в звездах различных масс, разных поколений, и на различных стадиях звездной эволюции.

Хотя каждый элемент может поступать в межзвездную среду из нескольких источников, в общих чертах схема обогащения вещества Галактики химическими элементами выглядит следующим образом.

Вещество, частично переработанное в звездах гипотетического населения III, служит исходным материалом для звезд населения II, маломассивную компоненту которого мы наблюдаем в гало. Сверхмассивные звезды населения III являлись основным поставщиком первичных элементов – ядер O, а также относительно небольшого количества C и Fe, и, возможно, элементов r-процесса. Массивные звезды ($M > 10\ M_\odot$), заканчивающие эволюцию взрывом сверхновой второго типа (SNeII), выступали как основной поставщик элементов α-процесса, и, в меньшей степени, углерода и элементов группы железа. Основным подтверждением указанной схемы является тот факт, что вещество малометалличных звезд населения II показывает повышенное (относительно железа) содержание O и элементов α-процесса. Кроме этого, при взрывах массивных звезд создаются условия для протекания r-процесса, где могут быть синтезированы тяжелые элементы, в т.ч. и радиоактивные изотопы ^{232}Th, ^{235,238}U. Период полураспада этих изотопов сопоставимый с характерным временем эволюции Галактики, поэтому они могут быть использованы в методах радиоактивной хронометрии. Звезды населения III с массой $6-8$ M$_\odot$, входящие в состав тесных двойных систем и заканчивающие эволюцию взрывом сверхновой первого типа (SNeIa), являлись основным поставщиком элементов группы железа, а также, возможно, некоторого количества элементов от Ne до Ca.

Еще одним важным источником новых элементов выступают звезды на стадии асимптотической ветви гигантов (AGB), благодаря которым межзвездная среда получает элементы s-процесса, а также C и N. Протекание s-процесса возможно только при наличии элементов железного пика, т.е., начиная со звезд населения II; синтезируемые при этом элементы называются вторичными. Население II представлено звездами в широком интервале металличностей, причем по мере нарастания дефицита элементов железного пика, дефицит элементов s-процесса нарастает быстрее (т.н. сверхдефицит).

Итак, основным экспериментальным подтверждением указанной выше роли различных звезд – вкладчиков в синтез различных элементов, является избыток (относительно кривой распространенности, нормированной на данное содержание железа), элементов α-процесса, и сверхдефицит элементов s-процесса. Этот эффект выражен сильнее при нарастании дефицита железа. Существуют и более тонкие эффекты.

Хотя картина образования элементов стала ясна в общих чертах еще со времен первых работ по исследованию химического состава, практическую значимость исследования в этой области приобрели лишь после массового ввода в астрономическую практику новых твердотельных малошумящих приемников – полупроводниковых приборов с зарядовой связью (ПЗС). Именно технология ПЗС позволила расширить область применения спектрографов высокого разрешения на значительное число слабых звезд, среди которых методами фотометрии были выделены в том числе и звезды со сверхдефицитом металлов. Вслед за применением ПЗС на старых реконструированных спектрографах, разработанных под светоприемники предыдущих поколений, были созданы новые спектрографы, оптимально приспособленные под формат и линейное разрешение ПЗС. Развитие вычислительной техники позволяет моделировать все этапы спектроскопических наблюдений, включая первые попытки создания полной модели "телескоп - спектрограф - светоприемник - метод обработки", что, с одной стороны, позволяет определять оптимальный режим наблюдений в каждом конкретном случае, а с другой, – в ряде случаев создавать специальную аппаратуру под конкретную задачу. Этот вид деятельности спектроскопистов представляется важным, если иметь ввиду массовый (статистический) характер исследований химического состава звезд.

При формировании программы исследования химической эволюции Галактики посредством определения химического состава атмосфер непроэволюционировавших звезд, следует оценить количество звезд данной металличности, доступных в конкретных условиях наблюдений (телескоп, спектрограф, приемник). Число звезд $\Delta\mathrm{N}$ ярче предельной величины ($\mathrm{V} < \mathrm{V}_{\mathrm{lim}}$), в данном интервале металличностей $\Delta[\mathrm{Fe/H}]$, оценено в приближении модели химической эволюции изолированного объема, в предположении, что уже известны все звезды с дефицитом металлов ярче 10-й величины (Ниссен, 1992). Число звезд в точке поворота в интервалах металличности $-2 > [\mathrm{Fe/H}] > -3$, $-3 > [\mathrm{Fe/H}] > -4$, $-4 > [\mathrm{Fe/H}] > -5$, ярче $\mathrm{V} = 12^{\mathrm{m}}$ оценивается как 200, 20, и 2, соответственно, а для звезд ярче $\mathrm{V} = 11^{\mathrm{m}}$ оценки вчетверо меньше. Эти теоретические оценки хорошо согласуются с данными фотографического обзора с объективной призмой (Бирс и др., 1985). Итак, доля доступных для наблюдений звезд быстро падает с уменьшением металличности. Крайне малометалличные звезды представляют огромный интерес, т.к. они отражают наиболее ранние этапы эволюции Галактики. Поэтому необходимость продвижения спектроскопии в область все более слабых звезд, (т.е. создания все более мощной аппаратуры для наблюдений), очевидна.

В спектрах атмосфер маломассивных холодных звезд количество линий, их интенсивность и эквивалентная ширина, степень блендированности линий, в сильной степени зависят от параметров звездной атмосферы, в том числе и от металличности. При переходе от горячих звезд к спектральным классам F, G и K, средняя величина проекции скорости осевого вращения звезды на луч зрения ($V \sin i$) снижается, что приводит к необходимости получения спектров с более высоким спектральным разрешением. Роль эффектов взаимного блендирования спектральных линий также возрастает и для поиска неблендированных линий необходимо регистрировать более широкий спектральный интервал. Ширина спектрального диапазона является определяющей и в том случае, когда необходимо получить информацию о линиях максимально большого числа элементов. При переходе к звездам с сверхдефицитом металлов интенсивности линий металлов становятся столь малыми, что для изучения основных характеристик распространенности химических элементов следует наблюдать в синем и ультрафиолетовом диапазонах спектра, где плотность спектральных линий выше, что также означает необходимость наблюдений с высоким разрешением.

Основанное на расчете синтетических спектров, моделирование некоторых моментов процесса получения спектрального материала, позволяет в значительной степени оптимизировать процесс массовых наблюдений и последующий анализ полученного материала на каждом конкретном приборе, и в определенной степени облегчает создание новой аппаратуры.

Актуальность проблемы

Актуальность **спектроскопических исследований** звезд с массами порядка солнечной, принадлежащих разным типам населения Галактики, обусловлена недостатком информации о химическом составе атмосфер и кинематике этих объектов.

Возросший уровень технологии наблюдений позволяет формулировать и решать ряд задач, из которых в рамках данной работы отметим: а) изучение кривой распространенности химических элементов в космическом веществе разного возраста и генезиса, б) массовое изучение кинематических характеристик звезд разных типов населений, в) исследование макроскопических движений в звездных атмосферах, г) поиск и исследование спектроскопических двойных систем, в т.ч. и с маломассивными спутниками. Эти задачи являются ключевыми в эмпирическом подходе к проблемам эволюции маломассивных звезд, химической эволюции Галактики и синтеза элементов во Вселенной. Поэтому выход на соответствующий методический уровень и последующее выполнение массовых спектроскопических наблюдений холодных звезд представляются актуальными.

Цели и задачи исследования

В процессе выполнения диссертационной работы были поставлены следующие задачи. Во-первых, требовалось выполнить моделирование ряда основных инструментальных эффектов, используя технику расчета синтетических звездных спектров. Во-вторых, необходимо было усовершенствовать ряд алгоритмов работы со спектрами, а в ряде случаев создать новые алгоритмы. В-третьих, требовалось провести исследования используемых спектральных приборов. В-четвертых, следовало выполнить массовые спектральные наблюдения холодных звезд и провести обработку спектров. И, наконец, необходимо было выполнить анализ наблюдательного материала методом моделей атмосфер. Структура диссертации последовательно отражает перечисленные этапы.

Научная новизна

Введенный в строй более четверти века назад, 6-метровый телескоп БТА неоднократно переоснащался светоприемной аппаратурой. Состоялись две смены поколений светоприемников (в частности, в задачах, решаемых в Лаборатории спектроскопии звезд САО РАН, с 1990 года двумерные системы счета фотонов были заменены матрицами приборов зарядовой связи). Под данный тип светоприемников было создано несколько спектрографов, в т.ч. и для исследования звезд с высоким спектральным разрешением на БТА (Панчук и др., 1998a, 1999a, 1999б). Эти работы сопровождались адаптацией существующих алгоритмов, и созданием нового математического обеспечения, необходимого как для исследования спектрографов, так и для обработки наблюдательного материала. Рост вычислительных возможностей позволил распространить нашу деятельность и на задачи моделирования процесса наблюдений, что в итоге привело к экономии наблюдательного времени. Совершенствование инструментальной базы БТА и методов анализа спектров позволило поставить новый тип наблюдательных задач, к числу которых отнесем и задачу статистического исследования холодных звезд разных населений. Спектры этих звезд характерны узкими линиями, что выдвигает определенные требования к спектральному разрешению, а наличие слабых линий в спектрах малометалличных звезд требует применения малошумящих светоприемников. Необходимость исследования содержания многих химических элементов в сочетании с небольшим числом линий в спектрах малометалличных звезд не позволяют применять приближение кривой роста, поэтому в работе был использован метод моделей атмосфер. У самых малометалличных звезд в классическом диапазоне исследования (5000–7000ÅÅ) практически нет линий металлов, поэтому требовалось технологически освоить диапазон 3500–5000ÅÅ. Совокупность перечисленных моментов исследования в целом определяет новизну работы.

Впервые в задачах исследования химического состава реализовано высокое сочетание наблюдательных характеристик (число одновременно передаваемых элементов спектра, спектральное разрешение, светосила по потоку), что позволяет исследовать содержание большого числа химических элементов у малометалличных звезд до 12 зв. вел. включительно.

Впервые создан уникальный атлас спектров малометалличных звезд в ультрафиолетовой и синей части спектра с высоким спектральным разрешением (R=60000). Это стало возможным в результате ввода на БТА кварцевого эшелле спектрографа НЭС, оснащенного матрицей ПЗС с высокой чувствительностью в коротковолновой области спектра.

Впервые создан атлас спектров F и G звезд различной светимости и металличности (диапазон 4540–6620ÅÅ, R=15000), в совокупности с другими атласами являющийся опорным для исследования пекулярных объектов на БТА.

Впервые исследованы позиционные и фотометрические характеристики эшелле спектрографа главного фокуса БТА, это послужило основой как для выполнения данного исследования, так и для обеспечения других разнообразных наблюдательных программ 6-м телескопа (от спектроскопии комет до спектроскопии квазаров).

Впервые с высокой точностью были получены содержания ряда элементов в атмосфере субкарлика G251-54, имеющего аномальный (для своей металличности) химический состав. Вещество, из которого была сформирована эта звезда (в отличие от всех остальных наблюдавшихся звезд близкой металличности), не прошло фазу обогащения продуктами нуклеосинтеза, образующимися в результате взрывов сверхновых второго типа (SNeII). Не исключается внегалактическое происхождение этого вещества.

Сочетание методов моделирования основных моментов спектроскопических наблюдений с главными моментами разработки и исследования спектральной аппаратуры, с последующим выполнением большого объема наблюдений холодных звезд и анализом результатов на адекватном теоретическом уровне – в рамках отдельной диссертационной работы реализовано впервые.

Научная и практическая значимость работы

- Практическую ценность имеет спектральный материал высокого качества, полученный для малометалличных слабых объектов.

- Практическую ценность имеют атласы спектров, списки отождествления и параметры линий, составленные в широком спектральном диапазоне.

- Научную значимость представляют определенные в работе фундаментальные параметры звезд: эффективные температуры, светимость, металличность и распространенность химических элементов, а также параметры атмосферной турбуленции.

- Практическую ценность имеют результаты исследования основных характеристик эшелле спектрографа высокого разрешения в главном фокусе 6-м телескопа, позволяющие оптимально организовать подготовку и выполнение значительной части наблюдательных программ, а также сформулировать требования к новой аппаратуре высокого спектрального разрешения в главном фокусе БТА.

- Практическую ценность представляет вывод о возможности выполнения на БТА программы исследования содержания радиоактивных элементов в атмосферах непроэволюционировавших звезд – т.е. реализации метода радиоактивного хронометра.

- Научную значимость представляет вывод о наличии в Галактике старого вещества, имеющего различную историю нуклеосинтеза.

- Научную значимость представляет сравнение содержаний химических элементов, синтезируемых в различных процессах, с кинематическими характеристиками движения звезд в Галактике.

Основные положения, выносимые на защиту

1. Результаты математического моделирования процесса спектроскопических наблюдений холодных звезд и результаты исследования характеристик эшелле спектрографа главного фокуса 6-метрового телескопа.

2. Результаты спектроскопических наблюдений с высоким спектральным разрешением выборки звезд различной металличности, в широком спектральном диапазоне, в т.ч.: атласы спектров представительных объектов; каталог эквивалентных ширин около 7000 линий для 38 звезд. Вывод о пригодности полученных УФ спектров для решения задач по радиоактивной хронометрии Галактики.

3. Результаты определения фундаментальных параметров звездных атмосфер и содержаний 29 элементов в атмосферах 38 звезд. Результаты исследования корреляций содержаний элементов, синтезируемых в разных ядерных процессах, с металличностью и кинематическими характеристиками звезд.

4. Результаты исследования субкарлика, в атмосфере которого наблюдается значительный дефицит элементов α-процесса, некоторых элементов железного пика и элементов s-процесса. Вывод о существовании звезд, история формирования которых отличается от основной схемы химической эволюции Галактики.

Апробация результатов

Основные результаты исследования были представлены:

- на астрофизических семинарах:
  - Лаборатории спектроскопии звезд САО;
  - Специальной астрофизической обсерватории РАН;
  - АО Одесского национального университета;
  - Национального центра им. Коперника, Торунь, Польша;
  - Шанхайской обсерватории, КНР;
  - Национальных астрономических обсерваторий Академии наук КНР, Пекин;
  - Парижской обсерватории, секция Медон;
- на международных конференциях:
  - "Магнитные звезды" (САО, 1996);
  - "Звездные атмосферы" (КрАО, 1997);
  - "Галактическая эволюция" (Париж-Медон, 1998);
  - "Галактическое гало: от шаровых скоплений до звезд поля" (Бельгия, 1999);
  - "Joint European and National Astonomical Meeting" (JENAM–2000) (г. Москва, 2000);
- на региональной научной конференции "Теоретические и прикладные проблемы современной физики" (г. Ставрополь, 2002).

По результатам диссертации опубликовано 19 работ.

Личный вклад автора

Автору принадлежат:

- Разработка методов моделирования спектроскопических наблюдений,
- Разработка методов исследования спектральной аппаратуры высокого разрешения в главном фокусе 6–метрового телескопа,
- Разработка техники построения атласов звездных спектров, зарегистрированных на эшелле спектрографах с матрицами ПЗС,
- Результаты сравнения химического состава и кинематических характеристик звезд.

Автору принадлежат, равноправно с соавторами:

- Результаты исследования позиционных и фотометрических характеристик эшелле спектрографа высокого разрешения в главном фокусе БТА, и выработка характеристик спектрографа нового поколения,
- Результаты спектроскопических наблюдений выборки малометалличных звезд,
- Результаты определений фундаментальных характеристик звездных атмосфер, выполненных по спектрам 38 исследованных объектов,
- Результаты определения содержания 29 химических элементов в атмосферах 38 маломассивных звезд,
- Вывод о наличии в гало объектов с неклассической историей нуклеосинтеза.

Содержание работы

Работа состоит из Введения, 4-х глав, и Заключения, всего 180 страниц, 67 рисунков, 19 таблиц. Список литературы включает 199 ссылок.

Во Введении дана характеристика центральной задачи – проблемы происхождения химических элементов во Вселенной. Определенное внимание уделено мотивировке включения в текст работы значительного объема аппаратурно-методических исследований.

В первой части диссертации – первых двух главах – рассмотрены соответственно две группы спектроскопических методов – численное моделирование и экспериментальный анализ конкретных технических решений. Еще недавно первая группа методов для ряда исследователей казалась излишеством, отвлекающим от практических проблем астрономической спектроскопии. Поэтому изложение результатов диссертации начинается именно с перечисления возможностей численного моделирования.

В первой главе последовательно изложены основные этапы моделирования процесса регистрации спектров: вычисление синтетического спектра, оценка влияния эффектов уширения (вращение, макротурбуленция, магнитное поле), учет аппаратной функции спектрографа, учет шумов светоприемника, оценки потерь света на элементах спектрографа, моделирование позиционных нестабильностей спектрографа. Рассмотрен метод кросскорреляционного определения лучевых скоростей в применении к эшелле спектрографам, оснащенным твердотельными светоприемниками. Предложен экспрессный метод поиска магнитных полей звезд вблизи главной последовательности. Рассмотрена задача оптимального восстановления основных характеристик звездного спектра: эквивалентных ширин, центральных интенсивностей и положений линий.

Во второй главе изложены методы и результаты исследования спектральной аппаратуры, в применении, главным образом, к эшелле спектрографу первичного фокуса БТА (PFES). Предварительно рассмотрена задача выбора характеристик спектрального прибора с целью оптимальной регистрации спектральных линий. Вывод о предпочтительном увеличении спектрального разрешения R, полученный в задаче восстановления профилей линий, подтвержден при рассмотрении вопроса о точности измерения эквивалентных ширин на спектрографах с различным R. Приведены результаты исследования позиционной стабильности спектрографа PFES, разработанные для этого методы использованы при исследовании двух других спектрографов БТА. Получены экспериментальные кривые проницающей способности и спектральной чувствительности спектрографа PFES, анализируются возможности прибора в задачах детальной спектроскопии слабых объектов. Приведены образцы наблюдений различных объектов (квазаров, туманностей, звезд разных типов). Роль идентичности функции рассеяния точки (PSF) в задачах выделения слабой компоненты сигнала демонстрируется на примере разделения спектров пылевой и газовой составляющей головы кометы Хэйла-Боппа. Рассмотрены особенности метода определения лучевых скоростей по эшелле спектрам с неразведенными порядками. Обсуждаются преимущества метода определения лучевых скоростей с непрерывной привязкой к реперному спектру паров йода.

В третьей главе изложены результаты создания библиотеки спектров звезд спектральных классов F и G, включая звезды различной металличности и разных классов светимости. Представлены фрагменты атласа спектров F- и G-звезд в диапазоне длин волн 4540–6620 ÅÅ, полученного по наблюдениям на спектрографе PFES (R=15000). На примере атласа рассмотрены эффекты температуры, светимости, металличности, проекции скорости осевого вращения. Ассортимент заявок, поступающих на 6-м телескоп, состоит, преимущественно, из задач исследования объектов с особенностями (пекулярностями) спектров. Рутинные задачи массовой спектроскопии звезд менее популярны. Поэтому атлас прежде всего представляет ценность как систематизированная информация о спектрах обычных объектов, полученных в идентичных условиях (диапазон, спектральное разрешение, отношение сигнал/шум (S/N)). На основе атласа могут быть построены системы спектральных критериев, аналогично тому, как это было сделано по фотографическому (синему) спектральному диапазону в эпоху создания системы спектральной классификации. Вторую часть третьей главы занимает описание атласа звезд с дефицитом металлов, построенного в диапазоне 3550–5000 ÅÅ по результатам наблюдений на кварцевом эшелле спектрографе НЭС. В синем и УФ диапазонах спектра плотность линий атомов и ионов такова, что у звезд солнечной металличности спектр представляет собой сплошную бленду, и точность спектра ограничивается неопределенностью "навешивания" уровня непрерывного спектра над этой блендой. По мере понижения содержания металлов, немногочисленные линии длинноволнового диапазона ослабевают вплоть до полного исчезновения, и коротковолновый диапазон оказывается наиболее информативным. В результате оснащения спектрографа NES матрицей ПЗС с числом элементов 2048x2048 и с высокой квантовой эффективностью в синей области спектра (Панчук и др., 2002а), стали доступны наблюдения слабых звезд в указанном диапазоне, в частности, выполнены наблюдения группы малометалличных звезд с высоким S/N. Наблюдательный материал послужил основой для составления атласа малометалличных звезд в диапазоне 3550–5000 ÅÅ (R=60 000). Атлас не имеет мировых аналогов.

В четвертой главе изложены результаты спектроскопического исследования холодных звезд с большими собственными движениями. Поскольку выборка звезд, представленная в данной работе, охватывает практически весь диапазон металличностей, наблюдаемый в Галактике, перечислены основные наблюдательные и теоретические проблемы, связанные с исследованием химического состава атмосфер непроэволюционировавших звезд.

Современные наблюдательные возможности (в первую очередь это спектрографы высокого разрешения в сочетании с большими телескопами), определяют круг главных задач данного направления.

Во-первых, это задача получения химических обилий в атмосферах звезд во всем диапазоне металличностей от 0 до -3 dex и ниже, с высокой точностью и полученных на возможно более однородном спектральном материале. При этом для исключения систематических погрешностей в результатах желательно проводить анализ данных в одной системе (система сил осцилляторов, метод получения фундаментальных параметров модели звездной атмосферы). Задача осложняется тем, что для звезд различной металличности измерениям доступны различные наборы спектральных линий, слабо перекрывающиеся друг с другом. Выявляемые при этом общие закономерности поведения содержаний различных элементов с металличностью являются эмпирической основой моделей химической эволюции Галактики.

Современный уровень наблюдений позволяет выявлять для конкретных звезд отклонения в содержании тех или иных элементов от общих закономерностей. Ранее такие отклонения было принято объяснять ошибками определения содержаний. Теперь проблема (доходящей до 1.5–2 dex) дисперсии содержания тяжелых элементов в звездах с сверхдефицитом металлов ([Fe/H] $<$ 3) является второй крупной задачей, решение которой определяется повышением спектрального разрешения и возможностью получения спектров слабых звезд.

Третьей задачей является определение различий в химическом составе для разных составляющих населения Галактики, в первую очередь в звездах гало и диска в области перекрытия значений металличности $-1.5 <$ [Fe/H] < -0.5. Эти различия не превышают (в зависимости от элемента) нескольких сотых dex, точность определения содержаний в этом случае должна быть высокой, а это опять же означает необходимость получения спектров с как можно более высоким отношением S/N при высоком спектральном разрешении. Эта задача требует учета кинематических характеристик звезд.

Спектроскопические исследования, приведенные в четвертой главе, в совокупности с опубликованными данными, могут привлекаться для решения этих трех задач.

Приведен список исследованных звезд, даются их основные характеристики.

Изложена методика определения эффективной температуры, силы тяжести, микротурбулентной скорости и химического состава. Поскольку как при расчете химических обилий, так и при определении фундаментальных параметров моделей звездных атмосфер важную роль играют атомные данные, вопросу выбора системы сил осцилляторов уделено особое внимание. Анализируются ошибки определения содержаний элементов, вносимые различными причинами, а именно: ошибками измерения эквивалентных ширин и используемых атомных данных, определения фундаментальных параметров, игнорированием эффектов отклонений от приближения локального термодинамического отклонения и сверхтонкого расщепления.

Приведены результаты определения содержаний 29 элементов в атмосферах 38 звезд. Содержания анализируются для каждого элемента или группы элементов с описанием возможных источников синтеза. Как правило, рассматриваются зависимости содержаний [X/Fe] от металличности [Fe/H]. Для большинства звезд в интервале металличности от -2.5 dex до 0 dex получены содержания, характерные для данного диапазона металличностей. Содержания химических элементов, синтезируемых в процессах разного типа, сравниваются с кинематическими характеристиками звезд: тангенциальной составляющей скорости, максимальным удалением от галактической плоскости, апогалактическим расстоянием.

Отдельное внимание уделяется звезде G251-54 ([Fe/H] $= -1.55$ dex), в атмосфере которой наблюдается, в отличие от других звезд близкой металличности, сверхдефицит ряда элементов. Нами были получены следующие отношения содержаний элементов в атмосфере G251-54 по отношению к железу: [O/Fe] $= +0.47$, [α/Fe] ≈ -0.3, [Na/Fe] $= -0.60$, [Sc/Fe] $= -0.57$, [Cr, Ni/ Fe] ≈ 0, [Mn/Fe] $= -0.52$, [Cu/Fe] $= -0.66$, [Y/Fe] $= -0.70$, [Ba/Fe] $= -1.35$ dex.

Проведен анализ химического состава звезд с сверхдефицитом металлов ([Fe/H] < -2.5 dex). Для ряда элементов, особенно для элементов s- и r-процесса, в совокупности этих звезд наблюдается разброс содержаний, составляющий 1 dex и более. Другая часть элементов показывает лишь небольшое отклонение от общих закономерностей (например, Cr, V), а некоторые (Ni), следуют им в точности.

Сделаны следующие выводы: во-первых, перемешивание вещества в Галактике на ранних стадиях ее эволюции не было полным, что подтверждается сильным разбросом содержания ряда элементов в атмосферах сверхмалометалличных звезд; во-вторых, не наблюдается статистически значимых зависимостей содержаний химических элементов от тангенциальной составляющей скорости, максимального удаления от галактической плоскости, апогалактического расстояния; в-третьих, существуют звезды (например, G 251-54), происхождение которых существенно отличается от происхождения подавляющего большинства звезд гало, наблюдавшихся до последнего времени.

В Заключении сформулированы основные выводы работы.

Атласы спектров, списки эквивалентных ширин линий в спектрах исследованных звезд, использованные при расчете химических обилий силы осцилляторов, результаты определений содержаний по отдельным линиям – доступны **в электронной форме** по адресу www.sao.ru/˜ valenta/Lss.html

Основное содержание диссертации изложено в следующих работах:

1. Ermakov S.V., Panchuk V.E. *On the problem of measurement of radial velocity* // 1996, Bull. Spec. Astropys. Observ., v. 39, p. 161-163.

2. Klochkova V.G., Ermakov S.V., Panchuk V.E. *Express method of search for strong magnetic fields* // 1996, Bull. Spec. Astropys. Observ., v. 41, p. 58-63.

3. Panchuk V. E., Najdenov I. D., Klochkova V. G., Ivanchik A. B., Ermakov S. V., Murzin V. A. *On the problem of high spectral resolution observations of faint objects* // 1998, Bull. Spec. Astropys. Observ., v. 44, p. 127-131.

4. Panchuk V.E., Ermakov S.V., Bondarenko Yu. *The iodine absorption cell for the BTA Nasmyth-2 focus spectrometers* // 1998, Bull. Spec. Astropys. Observ., v. 44, p. 132.

5. Ermakov S. V., Klochkova V. G. *Spectroscopy of halo stars* // 1998, Bull. Spec. Astropys. Observ., v. 46, p. 110-117.

6. Klochkova V.G., Ermakov S.V., Panchuk V.E. *High resolution spectroscopy of selected faint stars* // 1999, Astrophys. & Space Sci., v. 265, p. 185.

7. T.V.Mishenina, V.G.Klochkova,V.E.Panchuk, S.V.Ermakov. *Spectroscopic investigation of the metal-poor binary star G176-27* // 1999, Proceeding of the 35th Liege Int.Astroph. Coll. July 5-8, 1999. "The galactic halo: from globular clusters to field stars", eds. A. Noels, P.Magaine, D.Caro, E.Jehin, G. Parmentier, A.Thoul., p. 261-264.

8. Usenko I.A., Kovtyukh V.V., Klochkova V.G., Panchuk V.E., Ermakov S.V. *Spectroscopic investigations of classical Cepheids and main-sequence stars in galactic open clusters and associations. I. Association Cas OB2 and the small-amplitude Cepheid SU Cassiopeae* // 2001, Astron. Astrophys., v. 367, p. 831-839.

9. Клочкова В.Г., Ермаков С.В., Панчук В.Е. *Атлас спектров F- и G-звезд* // 2001, Препринт САО №157, с. 1-41.

10. Ченцов Е.Л., Ермаков С.В., Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Бьеркман К., Мирошниченко А.С. *Атлас спектров гипергигантов и сверхгигантов B6–A2 в диапазоне от 4800 до 6700 Å* // 2001, Препринт САО №161, с. 1-36.

11. Ермаков С.В., Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Жао Г. *Химический состав звезд в гало Галактики* // 2002, Астрон. журн., т. 79, №11.

12. Панчук В.Е., Пискунов Н.Е., Клочкова В.Г., Юшкин М.В., Ермаков С.В. *Спектральный комплекс фокуса Нэсмит 6-м телескопа БТА. X. Позиционные и фотометрические характеристики кварцевого эшелле-спектрографа НЭС с крупноформатной матрицей ПЗС* // 2002, Препринт САО №169, с. 1-15.

13. Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Пискунов Н.Е., Монин Д.Н., Юшкин М.В., Ермаков С.В., Найденов И.Д. *Комплекс аппаратуры для спектроскопических исследований звезд на 6-метровом телескопе БТА* // 2002, Препринт САО №170, с. 1-11.

14. Панчук В.Е., Ермаков С.В., Клочкова В.Г. *Исследование звезд гало. I. Атлас спектров в диапазоне 3550-5000ÅÅ.* // 2002, Препринт САО №172, с. 1-62.

15. Chentsov E.L., Ermakov S.V., Klochkova V.G., Panchuk V. E., Bjorkman K. S., Miroshnichenko A. S. *An atlas of spectra of B6-A2 hypergiants and supergiants from 4800 to 6700 AA* // 2002, Astron. Astrophys., (accepted 23/07/2002).

Глава 1

Моделирование процесса регистрации звездных спектров

Модель спектроскопического наблюдения включает моделирование процессов переноса излучения в звездной атмосфере (расчет идеального звездного спектра), моделирование переноса излучения в земной атмосфере, через телескоп и спектральный прибор, моделирование процесса регистрации спектра светоприемником, а также учет свойств метода обработки изображений спектров и их одномерных модификаций (векторов). Разработка математической модели спектроскопических наблюдений позволяет экономить ресурсы на создание конкретных наблюдательных методов и способствует правильному выбору технических средств исследования. Кроме того, адекватное моделирование помогает при разработке средств извлечения полезной информации из зарегистрированного сигнала.

Подчеркнем, что уровень и объем изложенных ниже моделей не является максимально достижимым сегодня, а определяется теми алгоритмическими и техническими решениями, которые были использованы в данной работе для массового исследования объектов. В некоторых пунктах мы ограничилась ссылками на источники, где приведен соответствующий математический аппарат.

1.1 Расчет синтетических спектров звездных атмосфер

Существенным этапом развития техники расчета моделей звездных атмосфер явилось создание метода синтетических спектров. Понятие синтетический спектр включает и сложные эмиссионно-абсорбционные спектры горячих звезд с оболочками, и спектры систем, состоящих из HII-областей и

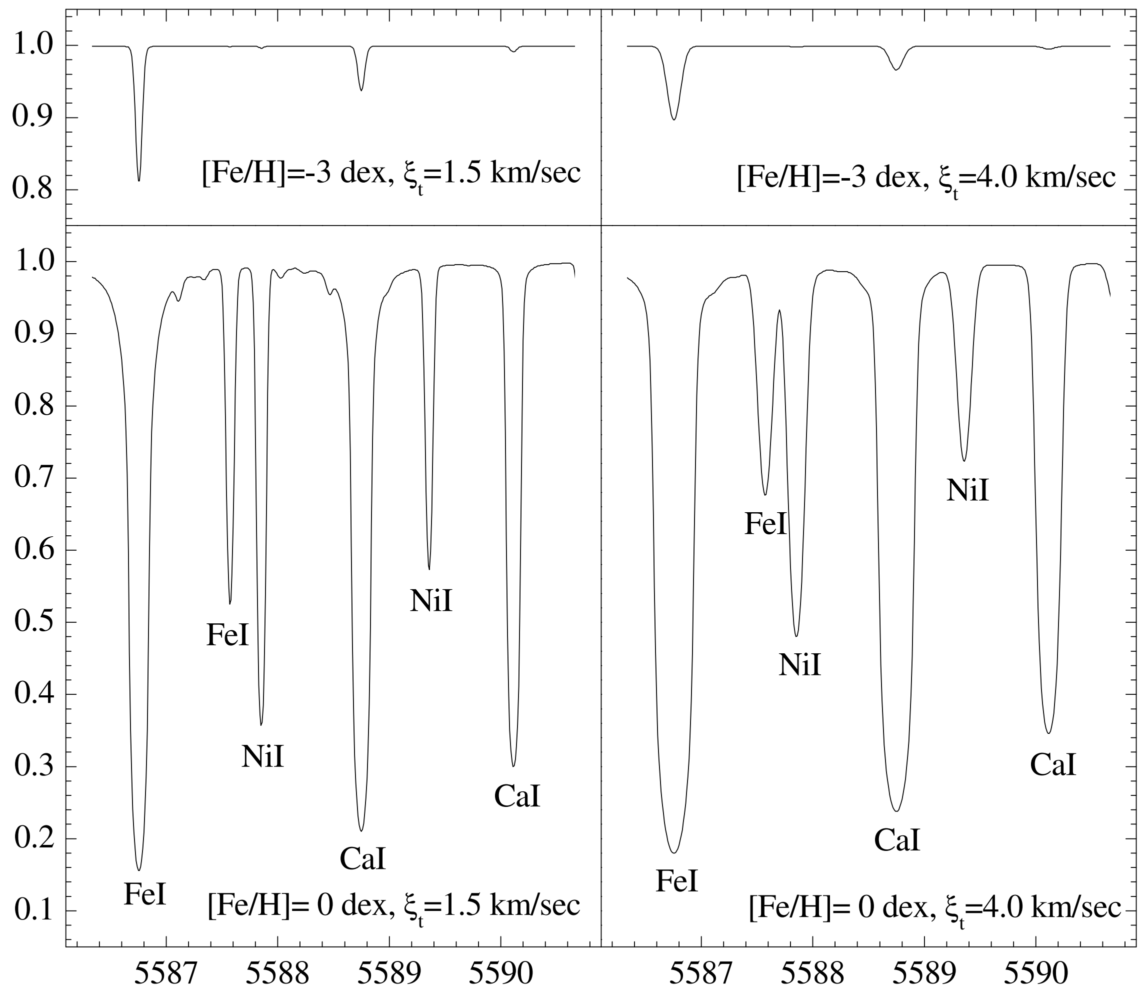

Рис. 1.1: Фрагменты синтетического спектра, рассчитанные для модели с эффективной температурой $T_{\rm eff} = 5750$ K, ускорением силы тяжести $\lg g = 4.0$, двух значений микротурбулентной скорости $\xi_t = 1.5$ и 4.0 км/с, и двух значений металличности [Fe/H] = 0 и −3 dex. Указаны некоторые атомные линии.

звезд, и абсорбционные спектры звездных населений, соответственно различается и техника расчетов таких спектров. В данной работе мы ограничиваемся только расчетом абсорбционных синтетических спектров звезд спектральных классов A, F и G.

Как и в работе Панчука и Цымбала (1985), использовано приближение плоскопараллельной стационарной атмосферы (Куруч, 1979, 1993a). Содержание химических элементов принято либо солнечное (Гривесс и др., 1996), либо нормировалось на величину дефицита элементов железного пика [Fe/H]. Силы осцилляторов атомных линий, использованных при расчете химических обилий, взяты из работы Ковтюха и Андриевского (1999) и базы атомных данных VALD (Пискунов и др., 1995; Купка и др., 1999; Рябчикова и др., 1999). Использовался алгоритм расчета, базирующийся на

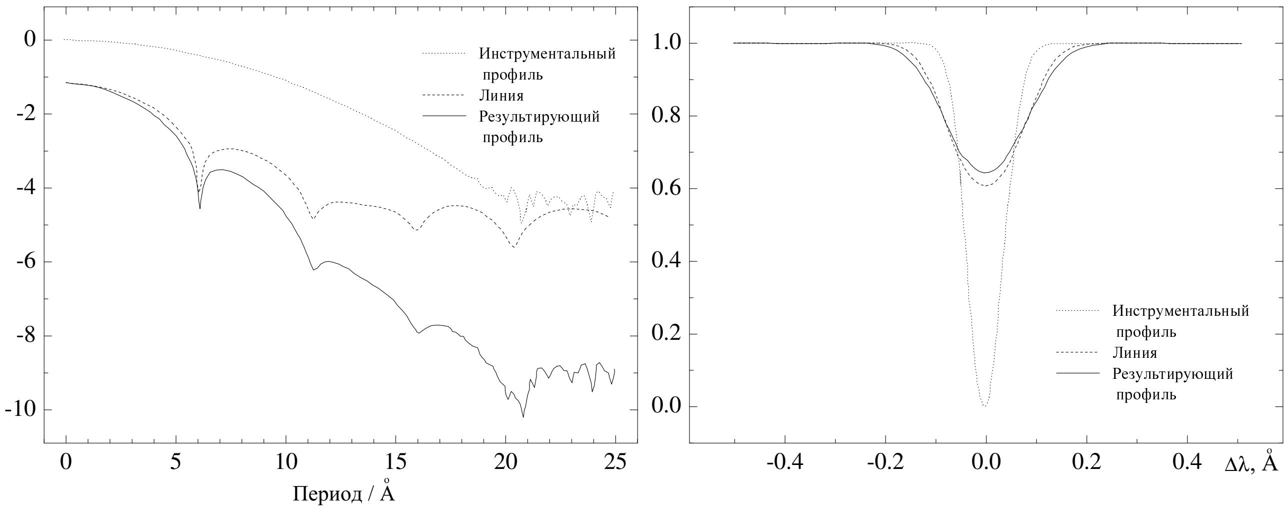

Рис. 1.2: а) Фурье-образы инструментального профиля, профиля исходной линии и их произведение; б) Исходная линия $\lambda 5590$ Ca I, инструментальный профиль (гауссиана с $\beta = 0.05$ Å) и результат их свертки.

комплексе программ WIDTH (Куруч, 1993a), и модифицированный Цымбалом (1996) для работ на ПЭВМ серии AT. На рис. 1.1 приведены фрагменты синтетического спектра, рассчитанного для двух значений металличности [Fe/H] и двух значений микротурбулентной скорости.

Кроме микротурбулентного уширения линии, следует учитывать уширение осевым вращением звезды и макротурбулентные движения в атмосфере. Технику учета этих эффектов можно найти в монографии Грея (1980).

1.2 Учет аппаратной функции спектрографа

Свертка рассчитанного синтетического спектра с заданным инструментальным профилем осуществлялась с помощью программы GRAF (Ермаков, 1995). Фурье-образы линии и инструментального профиля просчитывались в одном интервале частот $-\sigma_{\rm N} \le \sigma \le \sigma_{\rm N}$ с одинаковым шагом $\Delta\sigma = 1/{\rm N}\Delta{\rm x}$ (здесь $\sigma_{\rm N}$ - частота Найквиста для участка спектра, который сворачивался с инструментальным профилем, N - количество точек в изображении спектра, Δx - шаг по длине волны). Затем фурье-образы линии и инструментального профиля перемножались и выполнялось обратное преобразование Фурье. На рис. 1.2 а приведены фурье-образы инструментального профиля, профиля исходной линии и их произведение (фурье-образ результирующего профиля). На рис. 1.2 б сравниваются три соответствующих профиля.

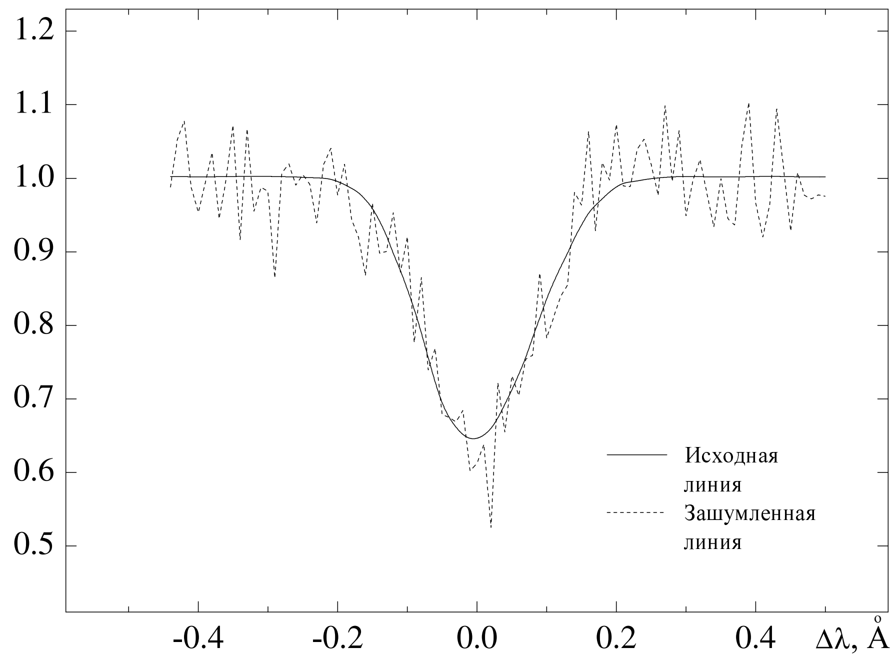

Рис. 1.3: Свертка профиля линия $\lambda 5590$ Ca I с гауссианой с дисперсией $\beta = 0.25$ Å. Исходная линия и "зашумленная" с S/N=20.

1.3 Моделирование шума в синтетическом спектре

На спектр, полученный в результате свертки синтетического спектра звездной атмосферы с инструментальным контуром спектрографа, накладывался нормально распределенный шум, параметром которого являлось отношение "сигнал/шум" (S/N). На рис. 1.3 приведен пример работы алгоритма "зашумления"спектральной линии.

Строго говоря, алгоритм зашумления должен отражать как природу светоприемника, так и особенности конструкции и условия работы спектрального прибора. Например, при работе сканирующего спектрометра типа Сейя-Намиока (см., например, Харитонов и Клочкова, 1972), шумы на спектрограмме определяются атмосферными условиями (качество изображения и прозрачность), условиями гидирования, шумами ФЭУ, шумами электронных усилителей, регулировкой демпфирующих устройств регистратора. При работе матрицы ПЗС при слабых потоках доминирующими являются шумы считывания, на больших потоках - статистика фотоотсчетов.

1.4 Оценка накопленного сигнала

Вычисление накопленного сигнала предполагает учет потерь (поглощение и рассеяние) в земной атмосфере, учет влияния атмосферной турбулентности, учет особенностей системы сопровождения объекта, учет потерь на оптике телескопа, щели и оптике спектрографа, учет квантовой эффективности светоприемника. Здесь укажем только сведения, позволяющие оценить баланс потерь.

Излучение, попадающее в атмосферу, ослабляется, во-первых, за счет процессов рассеяния на молекулах газов, на пылинках, на капельках воды облаков. Во-вторых, происходят процессы селективного поглощения озоном (верхние слои атмосферы), водяным паром, углекислотой и кислородом (нижние слои). При молекулярном рассеянии фиолетовые лучи рассеиваются более чем на порядок сильнее, чем красные (коэффициенты рассеяния единичным объемом равны $7.9 \text{x} 10^{-7}$ и $0.35 \text{x} 10^{-7}$ см$^{-1}$ для 3500 Å и 7500 Å соответственно). Чисто "релеевская" атмосфера с добавлением поглощения в полосах озона является предельным эталоном прозрачности. Законы рассеяния более крупными частицами сложны (Ван дер Хюлст, 1961). Спектральная прозрачность атмосферы в месте установки БТА исследована в работах Васильева и Фролова (1965) – летняя ночная атмосфера, Карташевой и Чунаковой (1978) – ночная атмосфера, для разных сезонов, и Бергнера и др. (1978) – дневная атмосфера, мониторинг каждый ясный день в течение года. Для высоты h = 2000 м над уровнем моря, прозрачность стандартной атмосферы составляет 0.65 и 0.81 на 4000 Å и 5000 Å соответственно.

Эффективность спектроскопии ограничивается турбулентными явлениями, происходящими в приземном (толщиной около 400 метров) слое атмосферы, где не всегда подтверждается гипотеза локально-изотропной турбулентности. По средним многолетним среднемесячным данным получено четырехпараметрическое (в зависимости от давления, скорости ветра, температуры и влажности) представление угла турбуленции для места установки БТА (Васильев и Нелюбин, 1970). В практических целях также важна низкочастотная составляющая турбуленции, исследованная для места установки БТА в работе (Нелюбин, 1972). Наибольший вклад в наклон слоев равной плотности, обуславливающий колебания рефракции, может быть вызван локальными изменениями состояния приземного слоя. Например, при различии температуры в 1° в двух точках на расстоянии в 20 м, колебания рефракции составляют $0.2''$ при $z = 0^{\circ}$, и $0.8''$ при $z = 60^{\circ}$. Отсюда, например, очевидна роль астроклимата подкупольного пространства БТА.

Система управления БТА отрабатывалась на макете с 10-кратным уменьшением, и, естественно, не учитывала спектра собственных частот натуральной конструкции телескопа. По ряду причин большую часть времени эксплуатации БТА использовалась система ручной коррекции положения объекта. При минимальной скорости коррекции движения телескопа возникали колебания с амплитудой до $1''$, время затухания колебаний составляло 25 сек. (напомним, что при разработке системы управления предполагалась поминутная коррекция). В этой ситуации потери в проницающей способности при спектроскопии с высоким разрешением составляли 1.5-2 раза по потоку. Для фокуса Нэсмит-2 БТА был разработан локальный корректор положения звезды (Иванов и др., 2001), внедрение и опытная эксплуатация которого выполнены при активном участии соискателя. Было показано, что выигрыш от применения корректора составляет до 1^m, а режим эксплуатации приводов телескопа стал более экономичным.

Официальных сведений о качестве отражающей поверхности зеркал БТА мы не нашли. Известно, что после замены главного зеркала БТА в 1979 году, энергетическая освещенность возросла на 25%, а концентрация энергии в кружке рассеяния на уровне, сравнимом с шириной щели ($0.5''$) при наблюдениях с высоким спектральным разрешением, возросла почти вдвое (Шабанов и др., 1979). Потери из-за старения (возрастающей шероховатости) поверхности главного зеркала оцениваются около 15%. Потери на алюминированной поверхности главного зеркала примем 20%. Из-за неидеальной поверхности зеркала, а также из-за тепловых и механических деформаций, концентрация энергии в кружке рассеяния диаметром $0.5''$ составляет в среднем 0.65 (Шабанов и др., 1979), т.е. при идеальных атмосферных условиях на щели указанной ширины теряется около 35% света.

Потери на щели из-за атмосферной турбуленции, при отсутствии колебаний телескопа, для разных вариантов спектроскопических наблюдений оценены в работе Иванова и др. (2001). Например, при наблюдениях на камере $F = 604$ мм Основного звездного спектрографа (ОЗСП) с нормальной щелью $0.58''$ и качестве изображений $2''$ потери на щели составляют 75%.

Пропускание оптики спектрографа можно оценить в предположении френелевских потерь на каждой поверхности, пренебрегая эффектами виньетирования в камере спектрографа, например, для эшелле спектрополяриметра первичного фокуса БТА пропускание без учета потерь на щели составляет 0.12 (Панчук и др., 2001a).

Таблица 1.1: Ориентировочный бюджет потерь света для спектроскопии с высоким разрешением в первичном фокусе БТА ($\lambda = 5000\,\mathring{A}$, качество изображения $2''$).

	пропускание
атмосфера	0.75
колебания	0.50
зеркало	0.68
щель	0.25
спектрограф	0.12
светоприемник	0.60
Итого	0.0046

Квантовая эффективность современных матриц ПЗС достигает 90% в максимуме концентрации (Соренсен, 2001).

Ориентировочный бюджет потерь света для спектроскопии с высоким разрешением в первичном фокусе БТА дан в табл. 1.1.

Итак, при наблюдениях с высоким спектральным разрешением в первичном фокусе БТА регистрируется около 1% фотонов, приходящих от объекта к верхней границе атмосферы на площадь, равную площади собирающей поверхности зеркала.

Моделирование вышеперечисленных факторов затрагивает широкий спектр проблем, поэтому для практических нужд часто ограничиваются полуэмпирическими моделями. Наиболее простой является зависимость "сигнал/шум" (S/N) в данной длине волны от звездной величины V, рассчитанная по формуле (1.1) с эмпирической нормировкой величины N_o, выполняемой по нескольким наблюдениям звезд – энергетических стандартов.

$$S/N = \frac{N_o \kappa T \cdot 10^{-0.4(m-m_o)}}{(N_o \kappa T \cdot 10^{-0.4(m-m_o)} + W b^{-1} N_r^2 + WTD)^{0.5}} \tag{1.1}$$

где N_o – эффективность в $\mathrm{e^- \, hr^{-1} \, pix^{-1}}$ для звезды с величиной m_o при качестве изображения $1''$, W – ширина спектра в пикселях, N_r – шум считывания в $\mathrm{e^- \, pix^{-1}}$, D – темновой отсчет в $\mathrm{e^- \, hr^{-1} \, pix^{-1}}$, T – время экспозиции в часах, b – фактор биннинга в направлении, перпендикулярном дисперсии, κ – отношение пропусканий щели при качестве изображения звезды в момент наблюдения и при качестве изображения $1''$.

1.5 Формирование сдвига спектра

При кросс-корреляционном определении лучевых скоростей, при обработке спектров, полученных на нежестком спектрографе, при учете влияния магнитного поля, при моделировании сложных спектров, образованных из компонент с различной лучевой скоростью (спектрально двойные системы, спектры звезд, зарегистрированные через абсорбционную ячейку) – необходимо моделировать сдвиг спектра. Поскольку при изменении лучевой скорости сдвиг шкалы длин волн в Å зависит от длины волны, в используемых программах предусмотрена возможность перехода в шкалу лучевых скоростей. Для работы с несколькими спектрами (при вычитании одного спектра из другого и т.д.) необходимо производить перевод шкал длин волн (лучевой скорости) каждого спектра в одну систему. Для выполнения этой процедуры предусмотрена возможность пересчета шкалы длины волны с заданным шагом, при этом вычисление интенсивности в каждой точке производится интерполяцией сплайнами. Наряду с возможностью автоматического выбора шага, который определяется как среднее расстояние между соседними элементами светоприемника (пикселями) по всему спектру, предусмотрена возможность задания шага разбиения вручную (например, для разделения кометного и солнечного спектров мы уменьшали шаг по длине волны в 10 раз относительного среднего интервала между пикселями).

1.6 Методы кросс-корреляции

При вычислении кросс-корреляционных функций использовался алгоритм Тонри и Дэвиса (1979), который был использован изначально для определения красных смещений и дисперсий скоростей в далеких галактиках, и впоследствии получивший применение в широком круге астрофизических задач. Адаптированный нами для ПЭВМ АТ, алгоритм позвляет определять как положение пика кросс-корреляционной функции, так и его ширину. При этом точность определения этих параметров зависит от количества спектральных деталей в регистрируемом спектральном интервале, их "резкости" (чем у̀же линии, тем выше точность определения положения кросс-корреляционного пика), и отношения S/N. Поскольку кросс-корреляционный метод является интегральным, он особенно чувствителен к уровню проведения континнума. При работе со спектрами с низким отношением S/N, когда проведение уровня континуума вручную затруднено, необходимо предусмотреть возможность проверки правильности проведения этой процедуры (в частности, можно использовать информацию о распределении энергии в каждом порядке по спектрам, полученным с хорошим отношением S/N). После деления на континуум необходимо привести уровень непрерывного спектра к нулю. Метод использует информацию сразу о всех спектральных линиях, регистрируемых в спектре, поэтому его применение возможно в том числе и для определения лучевых скоростей по спектрам с достаточно низким отношением S/N, вплоть до S/N=5, когда уверенное выделение в спектре отдельных линий уже не представляется возможным. "Сшивание" отдельных порядков эшелле-спектра также позволяет существенно увеличить точность определения положения и ширины кросс-корреляционного пика.

Метод использовался при исследовании позиционной стабильности эшелле спектрографов БТА (PFES, Рысь, НЭС), а также при разработке специальных режимов наблюдений с целью определения лучевых скоростей (Клочкова и др., 2001a).

1.7 Учет влияния магнитного поля

В поисковых задачах роль экспрессных алгоритмов высока, т.к. появляется возможность оперативного изменения программы в ходе наблюдений. Работу вышеперечисленных элементов моделирования продемонстрируем на примере разработки алгоритма экспрессной оценки магнитного поля (Клочкова и др., 1996a).

Первоначально мы вычислили семейство синтетических спектров в диапазоне 3900-7000 ÅÅ, для набора значений эффективной температуры $\mathrm{T_{eff}}$, логарифма ускорения силы тяжести в атмосфере $\lg g$, микротурбулентной скорости ξ_{t}. Спектры были свернуты гауссианами различной ширины, имитирующими спектральное разрешение $\mathrm{R} = \lambda/\Delta\lambda$ в диапазоне $\mathrm{R} = 10000 - 43000$, полученные спектры назовем опорными.

Относительный сдвиг π и σ компонент вычисляли в приближении нормального триплета

$$\Delta\lambda = 4.67\mathrm{x}10^{13}\lambda^2 \mathrm{g_{eff}} \mathrm{H_0}, \tag{1.2}$$

где $\Delta\lambda$ – сдвиг σ-компоненты относительно π-компоненты, $\mathrm{g_{eff}}$ – эффективный фактор Ланде, $\mathrm{H_0}$ – величина продольной составляющей магнитного поля. Факторы Ланде взяты из списков базы данных VALD (Пискунов и

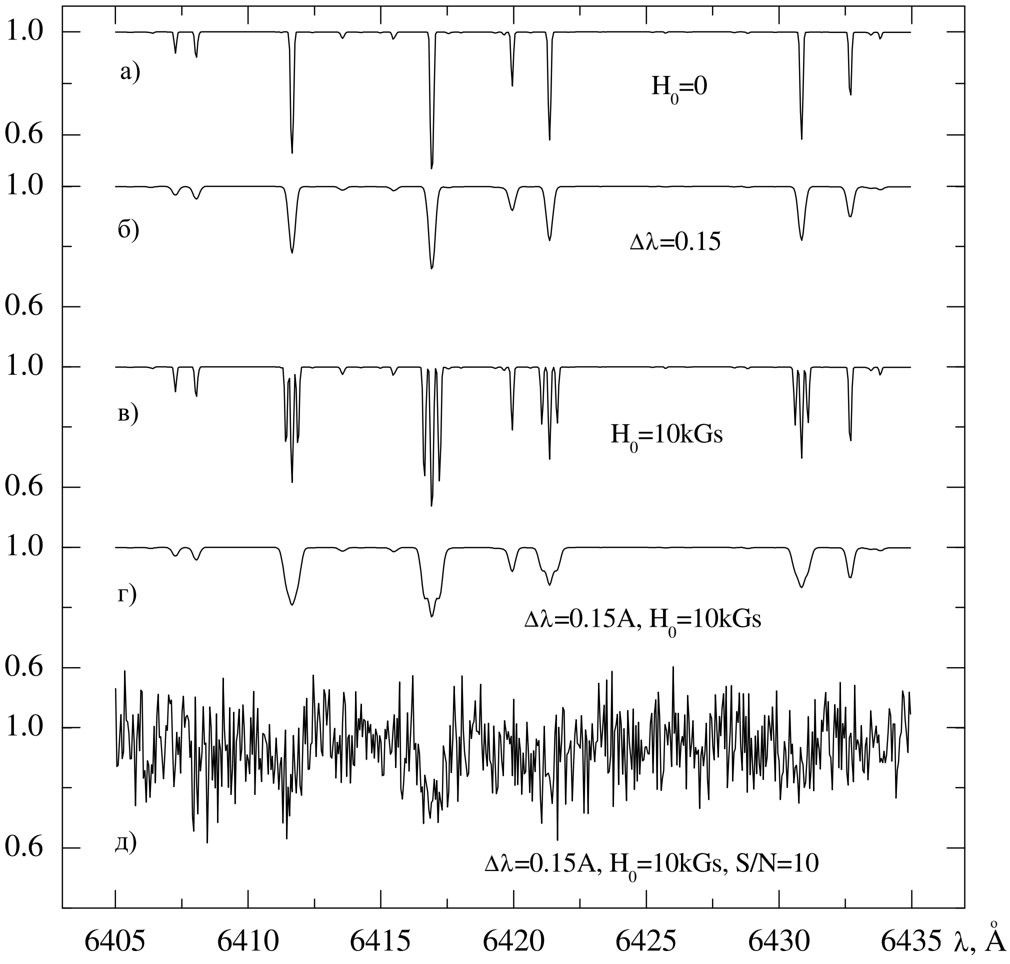

Рис. 1.4: Процесс расчета спектра магнитной звезды с уширением инструментальным профилем и зашумлением. Сверху вниз: а) синтетический спектр; б) синтетический спектр, свернутый с гауссианой $\beta = 0.15\,\text{Å}$; в) синтетический спектр с учетом магнитного поля $\mathrm{H_0} = 10$ kGs; г) то же, что и в предыдущем случае, но с учетом аппаратной функции $\beta = 0.15\,\text{Å}$; д) то же, что и в предыдущем случае, но с шумом $\mathrm{S/N} = 10$.

др., 1995; Купка и др., 1999; Рябчикова и др., 1999). Таким образом, для каждой величины поля $\mathrm{H_0}$ был получен список положений π и σ компонент. Затем по этим спискам, с учетом разности интенсивностей компонент, были вычислены синтетические спектры. Для имитации разного спектрального разрешения R синтетические спектры были свернуты с гауссианами различной полуширины. Затем был смоделирован шум разной интенсивности. Последовательность вычислительных операций показана на рис. 1.4.

Таким образом мы получили семейство функциональных зависимостей $\mathrm{I_\lambda(T_{eff}}, \lg g, \xi_\mathrm{t}, \mathrm{H_0, R, S/N})$, имитирующих спектры звезд с разной величиной продольной компоненты эффективного поля, зарегистрированные на различных спектрографах до различной величины отношения сигнал/шум.

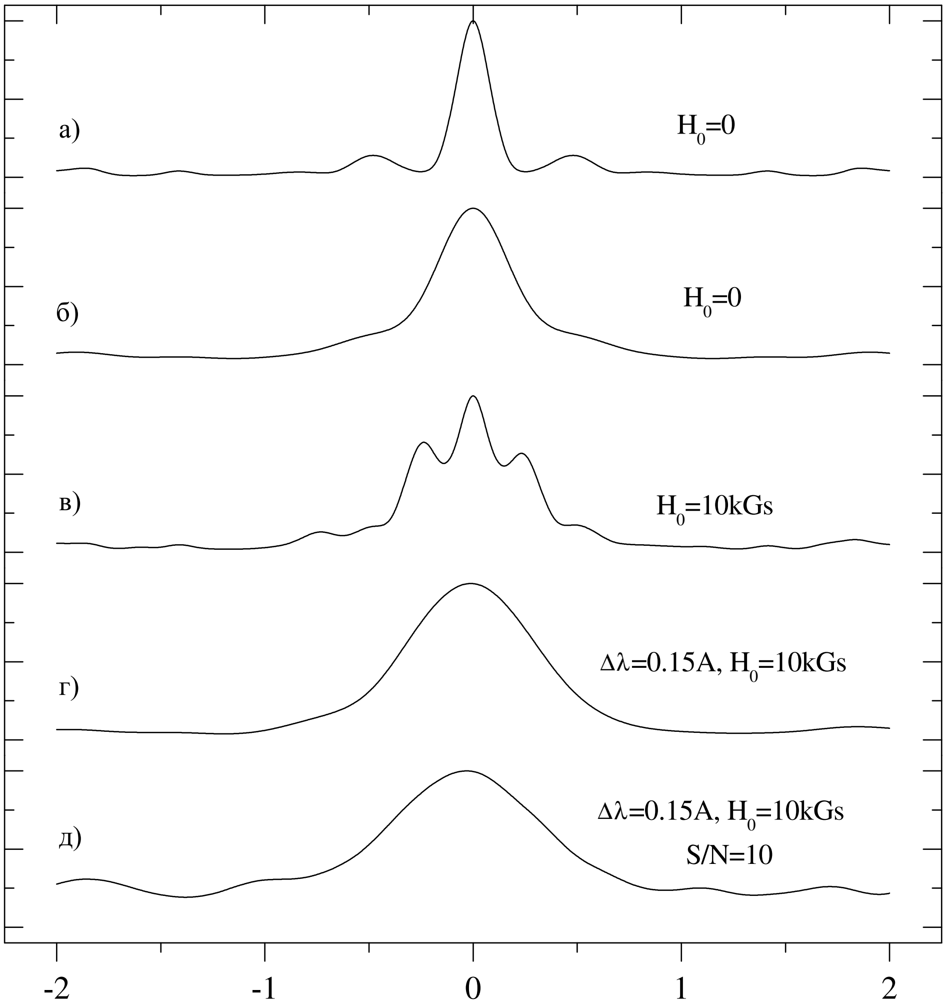

Рис. 1.5: Примеры кросс-корреляционных функций для спектров, приведенных на рис. 1.4. Сверху вниз: а) автокорреляционная функция для рис. 1.4 а; б) автокорреляционная функция для рис. 1.4 б; в) кросс-корреляционная функция для рис. 1.4 а и 1.4 в; г) кросс-корреляционная функция для рис. 1.4 б и 1.4 г; д) кросс-корреляционная функция для рис. 1.4 б и 1.4 д.

1.7.1 Экспрессный метод поиска магнитных полей

Для каждой из таких зависимостей и соответствующего опорного спектра по участкам длиной 50 Å мы вычислили корреляционные функции. Примеры автокорреляционных и кросс-корелляционных функций даны на рис. 1.5.

Далее для каждого спектрального интервала вычислили отношение ширины кросс-корреляционной функции к ширине автокорреляционной функции опорного спектра (ширина последней в каждом интервале принята единичной). Таким образом были выделены спектральные интервалы (4500-4550, 4800-4850, 5150-5200, 5600-5650, 5850-5900, 5950-6000, 6400-6450ÅÅ),

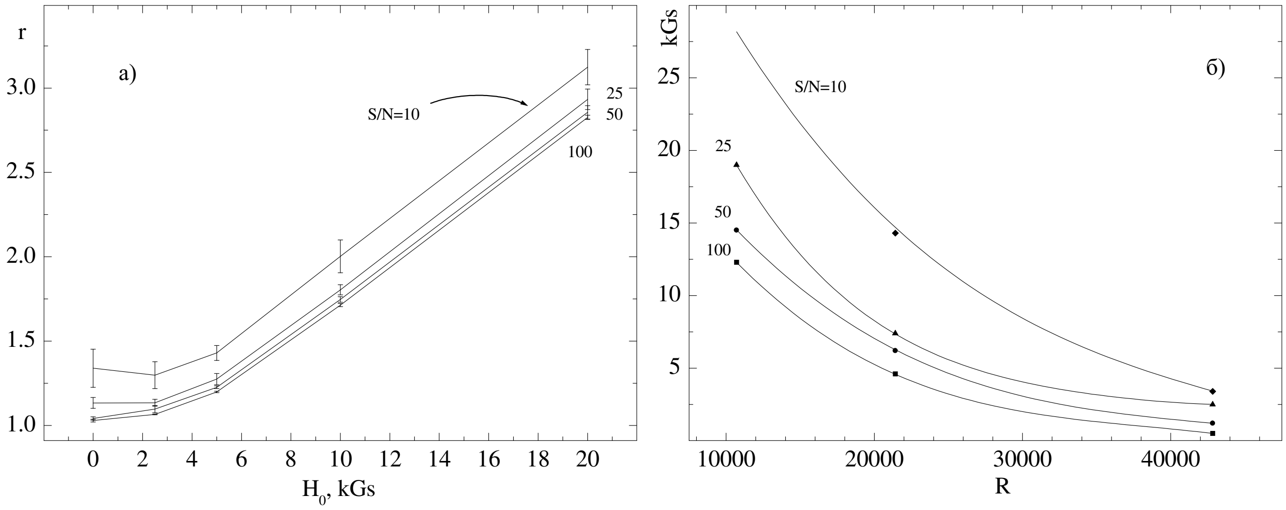

Рис. 1.6: а) Зависимость ширины кросс-корреляционной функци $r = \delta/\delta_0$, измеренной на половине высоты максимума, от эффективного магнитного поля. Спектральное разрешение R = 43 000; б) Минимальное продольное магнитное поле H_0, которое можно обнаружить при данном спектральном разрешении R и отношении S/N.

в пределах которых отношение ширин функций достигает максимальных величин, т.е. эти интервалы являются предпочтительными для оценок магнитного поля. В качестве примера для избранного спектрального интервала и величины спектрального разрешения R = 43 000 приведены зависимости относительной ширины $r = \delta/\delta_0$ кросс-корреляционной функции в функции продольной компоненты эффективного магнитного поля H_0, вычисленные для разных отношений S/N (рис. 1.6 а).

По точке перегиба таких зависимостей можно оценить минимальную величину обнаружимого поля. Зависимости минимального поля, обнаружимого при данных значениях R и S/N, приведены на рис. 1.6 б. Видно, что эффективный поиск сильных (более 4-5 kGs) магнитных полей указанным методом возможен со спектральным разрешением не ниже R = 20 000. Величина R = 43 000 является более предпочтительной, т.к. позволяет искать поле с $H_0 > 3$ kGs при S/N = 25.

Используя полуэмпирическую модель накопления сигнала, можно получить оценки проницающей способности (т.е. звездной величины, достижимой за определенное время экспозиции при заданном S/N). Такие оценки можно сравнить с возможностями традиционного метода поиска и исследования магнитных полей, применяемого на БТА: наблюдения на камере F:2.3 (R = 10 000) Основного звездного спектрографа (Панчук, 2001) с анализатором круговой поляризации (Найденов и Чунтонов, 1976). Оценки пропускания анализатора выполнены при исследовании спектрополярימетрических вариантов наблюдений на эшелле спектрографах БТА (Клочкова и др., 2001а; Панчук и др., 2001б).

Сравним проницающую способность эшелле спектрографа НЭС в варианте работы без анализатора, и ОЗСП с камерой F = 604 мм и анализатором круговой поляризации. При ширине входной щели $0.6''$ в обоих случаях, спектральное разрешение составит R = 60 000 и R = 10 000 соответственно. В работе Панчука и др. (2001б) на рис. 18 выполнено сравнение проницающей способности различных спектрографов в варианте без анализатора круговой поляризации, и без учета потерь на щели. Например, на 5000 Å проницающая способность ОЗСП и НЭС различается на 5 зв. вел. Потери на анализаторе составляют 1.8 зв. вел., потери на щели одинаковы. Остается 3.2 зв. вел. преимущества ОЗСП с анализатором относительно НЭС без анализатора, (т.е. 8-кратное различие по потоку). Чтобы использовать вышеуказанные результаты моделирования, при оценках для НЭС необходимо перейти от R = 60 000 к R = 43 000, т.е. раскрыть щель в 1.4 раза (до $0.84''$). Остается преимущество ОЗСП в 5.7 раз по потоку, или преимущество в 2.4 раза по величине S/N. Нижний предел величины продольного магнитного поля, обнаруживаемого кросс-корреляционным методом при R = 43 000, составляет 3.5 kGs при S/N = 10. Если увеличить S/N до 100, то при том же пределе величины продольного поля R можно понизить до 23 000. Время экспозиции возрастет при этом в $(100/10)^2/(43\,000/23\,000) = 53$ раза. Если еще учесть различие в спектральных разрешениях (23 000/10 000=2.3), то получим, что указанное преимущество ОЗСП в 5.7 раз по потоку многократно перекрыто.

Приходим к выводу, что в задаче поиска сильных магнитных полей выгоднее применить высокое спектральное разрешение без анализатора круговой поляризации, чем использовать ОЗСП с анализатором.

1.8 Корреляционный метод измерения лучевых скоростей

Классические спектроскопические методы измерения лучевых скоростей основаны на принципе измерения каждой спектральной линии, поэтому применение таких методов возможно лишь, начиная с таких уровней S/N, при которых линия уже уверенно выделяется на фоне шума. Роль классических методов безусловна в тех случаях, когда в атмосферах исследуемых звезд существует поле скоростей и могут наблюдаться дифференциальные

Таблица 1.2: Точность измерения лучевой скорости V_r по отдельным линиям (км/сек). $\sigma(V_r)$ – точность измерения по одной линии, σ_e – оценка точности по всему эшелле кадру.

	S/N > 100		S/N = 20		S/N = 10	
	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e
α Per	0.35	0.07	0.99	0.20	1.01	0.20
α CMi	0.61	0.12	0.89	0.18	0.84	0.17
HD 65583	0.58	0.12	1.51	0.30	0.66	0.13
HD 122563	1.01	0.20	1.78	0.36	1.63	0.33
Среднее		0.13		0.26		0.21

сдвиги лучевых скоростей, измеряемых по различным группам линий. Примеры спектров таких объектов приведены в атласах пекулярных сверхгигантов (Ченцов и др., 1999), и гипергигантов и сверхгигантов (Ченцов и др., 2001). Не избежать классических методов измерения лучевых скоростей и в случае сложных, абсорбционно-эмиссионных спектров. Однако существует множество ситуаций, когда метод измерения положений отдельных линий оказывается неэкономичным.

Фелжетт (1953) предложил метод оптической кросс-корреляции, который впервые реализовал Гриффин (1967). Идея метода в том, что в схеме с одноканальным приемником пик кросс-корреляционной функции формируется путем сдвига изображения спектра относительно маски (набора щелей), которая выделяет характерные для данного типа звезд спектральные линии. Маска является обобщенной характеристикой абсорбционного спектра, включающей информацию о металличности, параметрах уширения линий и лучевой скорости. Важным практическим свойством метода является то, что для получения обобщенной информации о спектре (достаточной для построения кросс-корреляционной функции) необходимо гораздо меньше наблюдательного времени, чем для регистрации спектра до уровня, когда абсорбционные линии уверенно выделяются. Метод оптической кросс-корреляции получил развитие в одноканальных схемах с эшелле (Баранн и др., (1979); Токовинин, (1987)).

Появление многоэлементных светоприемников позволяет пересмотреть указанный метод. Маска щелей заменяется спектром стандарта, который регистрируется отдельно. Затем можно выполнить кросс-корреляционное сравнение спектров исследуемой звезды и стандарта. Первоначально мы выполнили моделирование такого процесса (Ермаков и Панчук, 1996). Были рассчитаны синтетические спектры конкретных звезд, затем свертки

Таблица 1.3: Точность измерения лучевой скорости V_r кросс-корреляционным методом (км/сек). $\sigma(V_r)$ – ошибка, определенная по 20 наборам "зашумленных" спектров, σ_e – оценка точности по всему эшелле кадру.

	S/N = 100		S/N = 50		S/N = 20		S/N = 10		S/N = 5		S/N = 3	
	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e	$\sigma(V_r)$	σ_e
α Per	0.07	.01	0.18	.04	0.43	.09	0.84	.17	1.88	.38	1.67	.33
α CMi	0.06	.01	0.09	.02	0.31	.06	0.63	.13	1.33	.27	2.20	.44
HD 65583	0.06	.01	0.09	.02	0.18	.04	0.45	.09	0.63	.13	2.58	.52
HD 122563	0.12	.02	0.14	.03	0.46	.09	0.89	.18	1.44	.29	5.62	1.12
Среднее		.02		.03		.07		.14		.26		.60

спектров для спектрального разрешения (эквивалентного использованному спектрографу), затем были смоделированы шумы разного уровня, затем выполнены процедуры относительных сдвигов спектров, и затем - кросс-корреляционный анализ. Рассчитывались модели спектров F-звезд разной светимости и металличности, а для большей статистической значимости для каждого объекта моделирование зашумленных спектров на данном уровне S/N выполнялось неоднократно (по 20 раз). Кроме того, по модельным спектрам были выполнены измерения лучевых скоростей классическим методом (табл. 1.2). Здесь $\sigma(V_r)$ – точность измерения V_r по одной линии, σ_e – оценка точности по всему эшелле кадру (25 порядков).

Результаты модельных определений лучевых скоростей кросс-корреляционным методом приведены в табл. 1.3. Сравнение данных табл. 1.2 и 1.3 показывает, что кросс-корреляционный метод обеспечивает заданную точность измерений V_r при отношениях S/N в 2-4 раза более низких, чем в методе измерения индивидуальных линий.

Сравнение с методом оптической кросс-корреляции можно выполнить, используя модель накопленного сигнала. Результаты моделирования проницающей силы используемого эшелле спектрографа позволяют перевести оценки точности разных методов в координаты "время экспозиции - звездная величина". В табл. 1.4 результаты измерений, опубликованных Гриффином и Ганном (1979), сравниваются с данными моделирования, нормированными на проницающую способность эшелле-спектрографа Рысь (данные по проницающей способности взяты из работы Клочковой (1995a)). Видно, что кросс-корреляционный метод в сочетании с матрицей ПЗС расширяет возможности измерения лучевых скоростей с заданной точностью, по крайней мере, на 2 звездные величины.

Таблица 1.4: Точность измерения лучевой скорости по отдельным линиям (LM) и кросс-корреляционным методом (MCC) для спектрографа Рысь за время экспоциции T для звездной величины m_V . Ширина щели $1''$, качество изображений – $2''$. Приведены также данные для метода отической кросс-корреляции (OCC)

T, мин.			σ_e, км/сек.					Метод
15	0.02	0.03	0.05	0.14	0.29	0.71		MCC
60			0.02	0.03	0.08	0.20	0.49	MCC
15	0.12	0.15	0.19	0.26				LM
60		0.11	0.13	0.16	0.23			LM
15-20					0.83	1.22		OCC
m_V	9	10	11	12	13	14	15	

Отметим, что успех применения кросс-корреляционных методов измерения лучевых скоростей определяется также соотношением ширины аппаратной функции спектрографа и ширин линий в спектрах исследуемых объектов (желательно, чтобы ширина аппаратной функции была меньше ширин линий). Таким образом, развитие кросс-корреляционных методов измерения лучевых скоростей связывается с увеличением R.

1.9 Метод восстановления спектра

Методы восстановления спектра (по зарегистрированному сигналу и аппаратной функции прибора) относятся к первой задаче теории спектральных приборов (определение истинного контура спектральной линии по наблюдаемому). Традиционная техника восстановления спектра основана, главным образом, на преобразованиях Фурье (см., например, Тарасов, 1968). Наличие случайных ошибок ограничивает возможную точность определения истинного контура (Раутиан, 1958). К настоящему времени методы восстановления изображений и спектров получили строгое развитие (Теребиж, 1992). Ниже приведем результаты применения довольно простых методов на простых моделях. В рамках нашей работы целью моделирования является определение оптимальных режимов исследования тех или иных характеристик спектров холодных звезд.

Рассматриваемая ниже задача формулируется следующим образом. Известно, что в спектроскопии высокого разрешения на больших телескопах наиболее острой является проблема широкощельности, т.е. согласования масштаба изображения звезды на входе спектрографа с элементом разре-

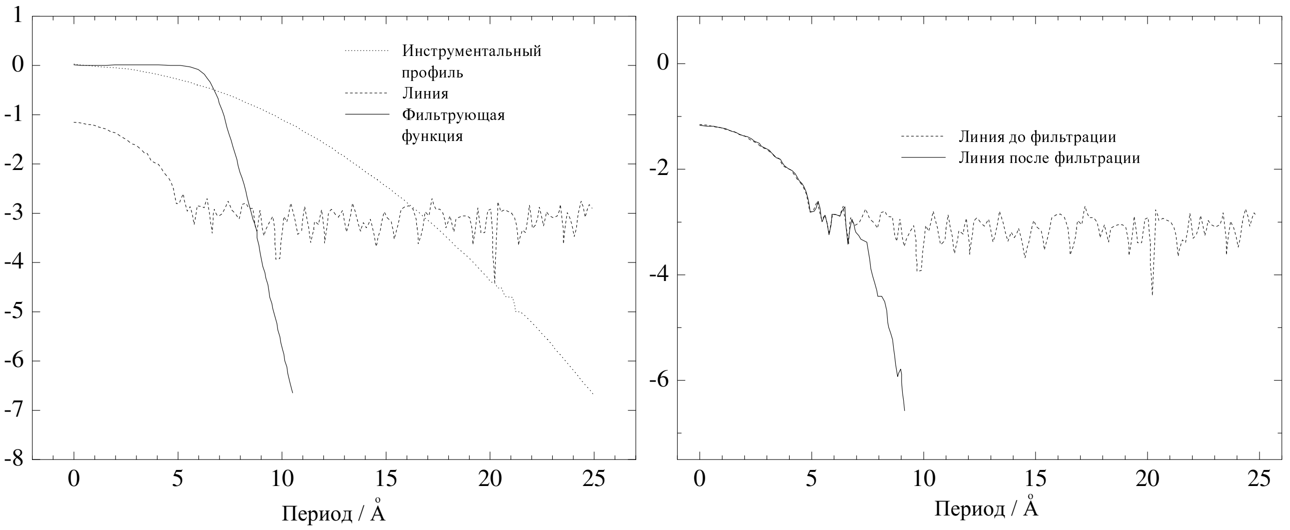

Рис. 1.7: а) Фурье-образы линии, инструментального профиля и фильтрующей функции; б) Фурье-образы линии до фильтрации шума и учета инструментального профиля и после этих процедур.

шения многоканального светоприемника. Техническое решение этой проблемы связано с конструированием систем с большим диаметром коллимированного пучка и другими предельными параметрами (Панчук, 1999). Следует оценить возможности, предоставляемые в решении этой проблемы со стороны методов восстановления (иными словами, поставлен вопрос, насколько шире, относительно нормальной ширины, можно раскрыть щель спектрографа, не потеряв в спектральной информативности после соответствующей математической обработки). Рассмотрим следующие параметры линий: эквивалентную ширину E.W., центральную интенсивность I_c, и ширину на половине интенсивности линии (полуширину) w.

После расчета синтетического спектра, свертки с аппаратной функцией, и добавления шумов - восстановление спектра идет по следующей схеме: вычисление фурье-образов восстанавливаемой линии и инструментального профиля, вычисление фильтрующей функции, деление фурье-образа линии на фурье-образ инструментального профиля с учетом фильтрующей функции, обратное фурье-преобразование полученного фурье-образа. На рис. 1.7–1.8 приведена графическая иллюстрация процесса восстановления профиля линии.

Синтетический спектр был рассчитан с параметрами $T_{\rm eff} = 6970\,$K, $\lg g = 1.60$, $\xi_{\rm t} = 4.0\,$км/сек, [Fe/H] = 0. Вычисления, выполненные с использованием реальных инструментальных контуров, показали, что при точности восстановления 0.5-1%, в модельных расчетах можно ограничить-

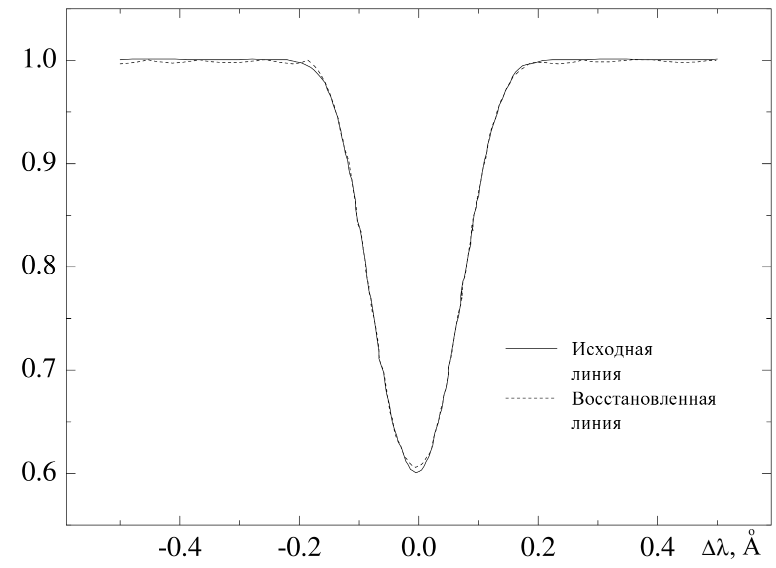

Рис. 1.8: Исходная и восстановленная линии Ca I $\lambda\,5590$ Å.

ся гауссовым приближением формы инструментального контура. Величину S/N изменяли в пределах от 1000 до 2, параметры гауссиан варьировались в пределах, соответствующих интервалу спектральных разрешений от R = 13 400 до R = 333 600 (табл. 1.5).

При комбинации всех значений спектрального разрешения и всех значений S/N, для каждой линии в качестве итогового массива получили 750 значений (учитывая, что вычислялось по три параметра спектральной ли-

Таблица 1.5: Связь параметра гауссианы β в формуле $G = \exp(-x^2/\beta^2)$ с шириной на половине интенсивности H.W. в Å и спектральным разрешением R.

β	H.W.	R	β	H.W.	R
0.01	0.017	333 600	0.14	0.233	24 000
0.02	0.034	167 400	0.15	0.250	22 400
0.03	0.050	112 100	0.16	0.266	21 000
0.04	0.067	84 000	0.17	0.283	19 800
0.05	0.083	67 200	0.18	0.300	18 700
0.06	0.100	56 000	0.19	0.316	17 700
0.07	0.117	48 000	0.20	0.333	16 800
0.08	0.133	42 000	0.21	0.350	16 000
0.09	0.150	37 400	0.22	0.366	15 300
0.10	0.167	33 600	0.23	0.383	14 600
0.11	0.183	30 600	0.24	0.400	14 000
0.12	0.200	28 000	0.25	0.416	13 400
0.13	0.217	25 900			

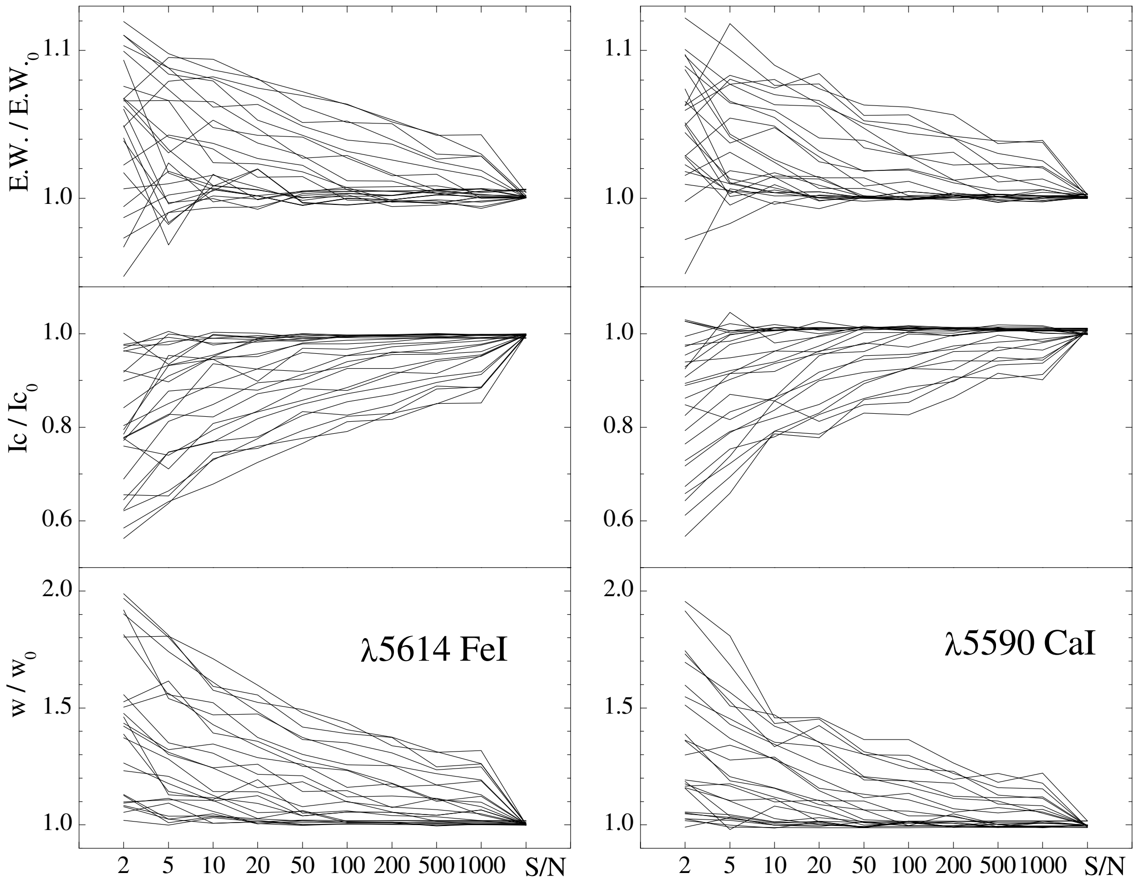

Рис. 1.9: Зависимости параметров восстанавливаемой линии (Fe I $\lambda\,5614\,$Å и Ca I $\lambda\,5590\,$Å) от отношения S/N рассчитанные для разных значений параметра дисперсии гауссианы β. $\mathrm{E.W./E.W._0, Ic/Ic_0, w/w_0}$ – отношение востановленных значений к исходным для, соответственно, эквивалентной ширины, центральной интенсивности и полуширины.

нии). Для двух линий: Ca I $\lambda = 5590\,$Å и Fe I $\lambda = 5614\,$Å, эквивалентные ширины которых в спектре Солнца равны 0.069 и 0.016 Å, полуширины 0.167 и 0.150 Å, центральные интенсивности 0.394 и 0.099 соответственно, – примеры результатов восстановления для модели с указанными параметрами приведены на рис. 1.9.

Расчеты показали, что при восстановлении с фильтрацией возникают систематические ошибки в параметрах восстановленных линий. Эквивалентная ширина и полуширина систематически завышаются, центральная интенсивность систематически занижается. При этом эквивалентная ширина, как интегральная характеристика линии, оказывается заметно менее чувствительной к процедуре восстановления, чем полуширина или центральная интенсивность. Ошибки восстановления можно достаточно уверенно учитывать. Рассматривая результаты расчетов в плоскости "параметр ли-

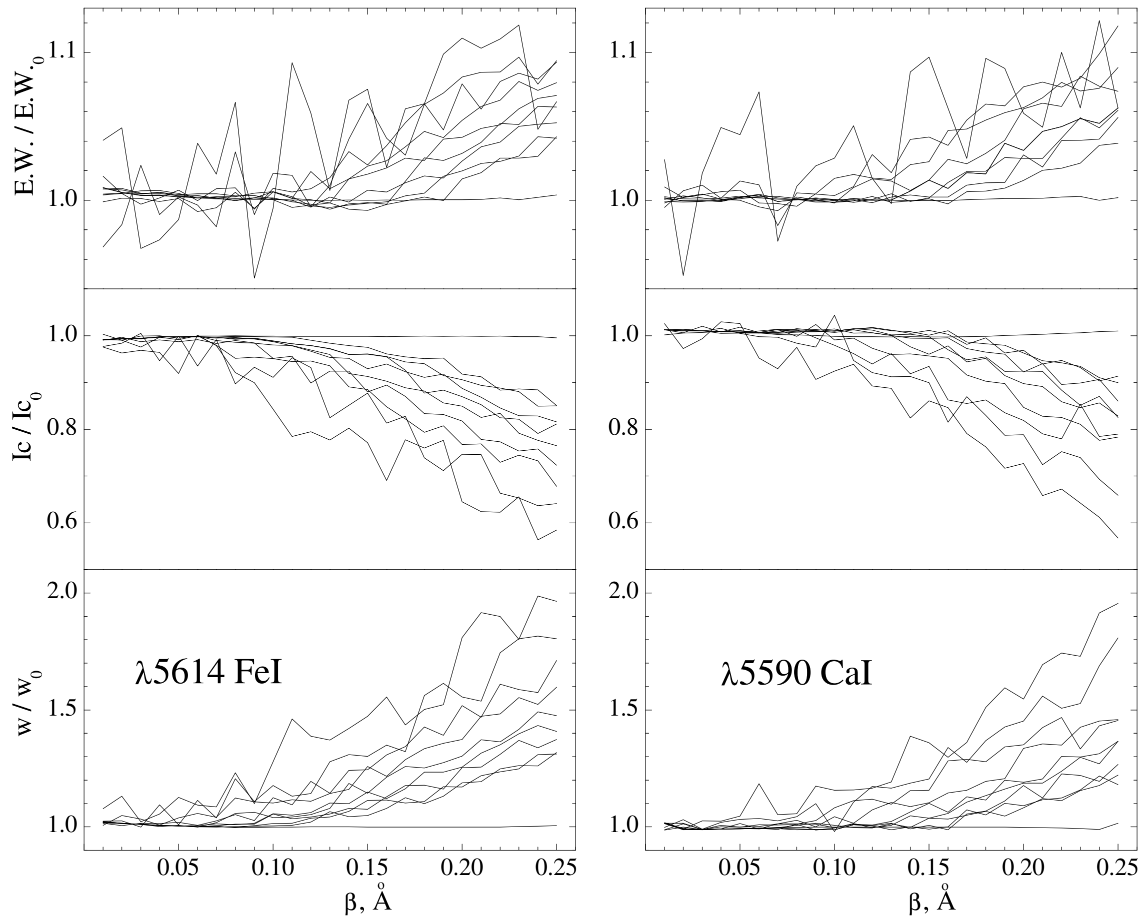

Рис. 1.10: Зависимости параметров восстанавливаемой линии (Fe I λ 5614 Å и Ca I λ 5590 Å) от параметра дисперсии гауссианы β рассчитанные для разных значений S/N. Обозначения такие же, что и на рис. 1.9.

нии – полуширина инструментального контура", когда в качестве третьей переменной фигурирует S/N (рис. 1.10), можем сделать выводы относительно экономичности тех или иных наблюдений.

Рассмотрим, например, результаты восстановления для линии Ca I λ 5590 Å. Ошибка восстановления эквивалентной ширины в 1.4% достигается, с одной стороны, при S/N = 20 и полуширине инструментального профиля H.W. = 0.25 Å (R = 22 000), и, с другой стороны, при S/N = 10 и H.W. = 0.17 Å (R = 33 000). Предположим, что указанное изменение спектрального разрешения обеспечивается только увеличением угловой дисперсии (т.е. параметры коллиматора и камеры сохраняются, в спектрографе изменяются только параметры диспергирующего элемента). Тогда переход от R = 22 000 к R = 33 000 приводит к проигрышу по потоку на элемент светоприемника в 1.5 раза. При таком переходе нет необходимости копить сигнал до S/N = 20, а только до S/N = 10. Уменьшение отношения сигнал/шум вдвое означает уменьшение времени накопления в 4 раза (при величине сигнала, значительно превосходящей шумы считывания). Таким образом общий выигрыш по времени регистрации составит $4/1.5 = 2.7$ раза. Следовательно, при измерении и восстановлении эквивалентных ширин выгоднее переходить к большему спектральному разрешению при меньшем S/N, сопровождая такой переход вышеописанной процедурой восстановления сигнала.

Численно моделируя различные ситуации, можно выбрать оптимальные технические пути решения первой задачи теории спектральных приборов – восстановления контура линии.

1.10 Выводы

Выполнено простейшее моделирование отдельных этапов процесса регистрации звездных спектров наземными средствами, в частности, оценен бюджет потерь света на различных этапах. Показано, что наибольшие резервы заключаются в снижении потерь на оптике спектрографа, снижении потерь на щели, а также в компенсации колебаний телескопа.

На численных моделях рассмотрены преимущества кросс-корреляционных методов измерения лучевых скоростей. Разработаны алгоритмы, позволяющие снижать роль эффектов гнутия подвесного спектрографа. Разработан кросс-корреляционный метод поиска сильных магнитных полей.

Исследованы систематические эффекты, возникающие при восстановлении спектра. Показано, что применение процедур восстановления в задачах, связанных с измерением эквивалентных ширин линий, позволяет увеличить проницающую способность спектроскопии с высоким разрешением на одну звездную величину.

Глава 2

Исследование методов спектроскопических наблюдений

Второй задачей теории спектральных приборов является выбор оптимальных условий работы спектрального прибора. Применительно к практике работ на БТА задача может иметь расширенную формулировку: выбор подходящего спектрального прибора и условий его работы, либо создание нового прибора, оптимального для определенного круга наблюдательных программ. Несмотря на то, что вторая задача решалась неоднократно, развитие техники спектроскопических исследований заставляет обращаться к этой задаче в новой (с технологической точки зрения) постановке. В данном разделе рассмотрим принципы, положенные в основу разработки современной спектральной аппаратуры для исследования звезд, а таже результаты разработки и исследования конкретных спектральных систем и методов.

2.1 Функция рассеяния точки

Одним из важных достоинств цифровых методов обработки спектров является возможность выполнения арифметических операций с векторами. Вектором называем совокупность отсчетов интенсивности, упорядоченную вдоль одной из координат (или их комбинации) двумерного многоэлементного приемника. Работа с такими векторами позволяет разделять компоненты спектра, имеющие различную природу, сравнивать теоретические и наблюденные спектры, проводить кросс-корреляционную обработку. Перечисленные возможности предполагают определенное постоянство функции рассеяния точки (point spread function – PSF) вдоль вектора, или, в общем случае, по полю камеры спектрографа.

Как отмечалось в предыдущем разделе, точная информация об инструментальном контуре, или функции рассеяния точки – необходима для решения задачи восстановления спектра. Более того, желательно обеспечить неизменность PSF вдоль спектра, т.е. по полю камеры спектрографа. Это условие необходимо и тогда, когда для одних и тех же длин волн необходимо выполнить сравнение спектров, полученных от разных участков щели спектрографа (вычитание спектра фона неба из спектра объекта, вычитание общей "подложки" – в случае наблюдений звезды на фоне туманности, вычитание спектральных компонент различной природы, сравнение компонент разной поляризации, зарегистрированных на разных участках поля камеры, сравнение спектров, полученных на данном приборе в разное время).

Применение светосильных камер усложняет выполнимость условия стабильности PSF по полю. Из спектрографов БТА, ориентированных на спектроскопию звезд с высоким разрешением, наиболее сложным в отношении PSF оказался эшелле спектрограф первичного фокуса PFES (Панчук и др., 1998a). Продемонстрируем возможности работы с векторами на примере спектроскопии ядра кометы Хэйла-Боппа, выполненной на PFES. Пылевая компонента ядра рассеивает солнечный спектр, поэтому полученные ниже результаты характеризуют возможности работы со спектрами холодных звезд.

Спектр кометного ядра был получен 30/03/1997 г. вблизи перигелия. Использовался эшелле спектрограф первичного фокуса, заметная угловая скорость перемещения объекта была компенсирована ручным гидированием БТА по оптическому центру ядра. Время накопления спектра составило 10 минут. Через 9 часов, утром, был получен спектр сумеречного неба. В промежутке между двумя этими экспозициями было получено значительное число спектров различных звезд, на разных азимутах и зенитных расстояниях телескопа. Гнутие спектрографа и влияние атмосферной дисперсии на больших зенитных расстояниях приводят к тому, что не все эшелле спектры, полученные в данную ночь, удается обработать с одной маской (маской называем совокупность координат, вдоль которых происходит извлечение векторов эшелле порядков из двумерного изображения). После первичной обработки эшелле-изображений были выполнены относительные сдвиги спектров кометного ядра и сумеречного неба (учет гнутия подвесного спектрографа и нестабильности модуля светоприемника). Попутно был разработан алгоритм относительного масштабирования векторов, когда дисперсионная кривая одного из спектров корректировалась до

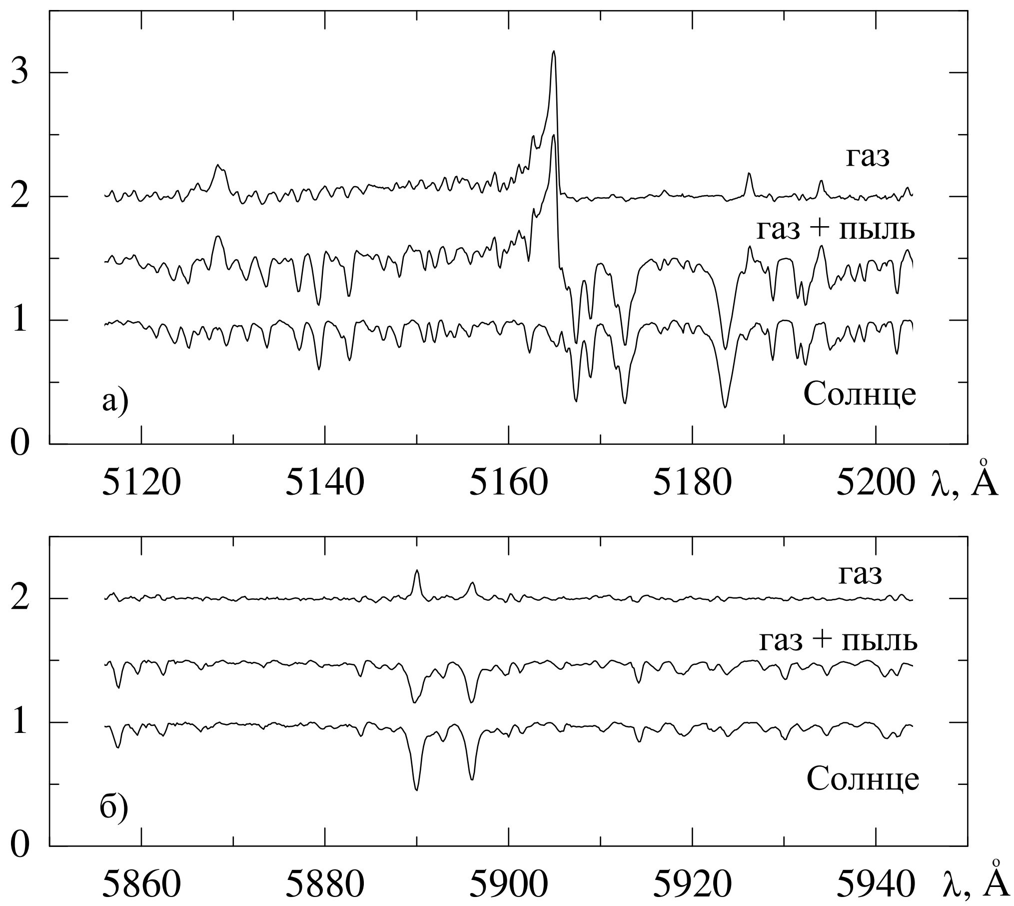

Рис. 2.1: Фрагменты эшелле порядков спектра сумеречного неба ("спектра Солнца"), головы кометы Хэйла-Боппа (газ + пыль) и эмиссионного спектра газовой компоненты ядра кометы. а) участок с полосой (0;0) системы Свана молекулы C_2; б) участок с линиями резонансного дублета натрия.

совпадения положений наиболее глубоких абсорбционных деталей в обоих спектрах. Затем из сложного абсорбционно-эмиссионного спектра ядра кометы был вычтен спектр сумеречного неба (рассеянный спектр Солнца). Строго говоря, рассеянный спектр сумеречного неба не является солнечным по двум причинам: исходное распределение энергии искажено релеевским рассеянием, а ядра сильных линий искажены эффектом Ринга. Первый эффект мы учитывали, вторым в данной задаче пренебрегли. Таким образом мы попытались разделить две компоненты спектра ядра кометы – спектр Солнца, рассеянный на пылинках кометного ядра, и спектр газовой компоненты ядра. Условием разделения являлась как стабильность PSF для соседних элементов поля камеры спектрографа, так и стабильность PSF для одних и тех же элементов поля камеры со временем. На рис. 2.1 приведены результаты выделения спектра газовой компоненты ядра.

Рис. 2.1а показывает, что процедура вычитания спектров позволяет выделить вращательную структуру полосы (0;0) системы Свана молекулы C_2, анализ которой необходим для изучения тонких деталей механизма резонансной флуоресценции в голове кометы. Из рис. 2.1б видно, как из абсорбционных компонент резонансного дублета натрия в спектре головы кометы удалось выделить эмиссионные компоненты, отношение которых позволяет оценить условия возбуждения уровней и переноса излучения в газовой компоненте головы кометы.

Итак, одним из основных условий оптимального использования спектрального прибора является учет информации о характере поведения функции рассеяния точки для различных зон поля камеры.

2.2 Информативность спектров и оптимизация наблюдений

К основным характеристикам спектрального прибора относятся: длина спектрального диапазона ($\lambda_{max} - \lambda_{min}$), число одновременно регистрируемых элементов спектра N, светосила по потоку L, времена регистрации (всего диапазона и одного спектрального интервала), ширина аппаратной функции $\Delta\lambda$ (последняя может быть заменена величиной спектрального разрешения $R = \lambda/\Delta\lambda$). Светосила по потоку определяет время регистрации при заданной точности измерения и заданном разрешении. Лучшим окажется прибор, регистрирующий за наименьшее время наибольший участок спектра с бо̀льшим разрешением и бо̀льшим отношением S/N. С целью сравнения спектральных приборов разных классов (призменные, дифракционные, интерферометрические) были разработаны обобщенные критерии: добротность (Жакино, 1962), потенциальное качество (Миберн, 1976). Если ограничиться классом дифракционных приборов для регистрации точечных объектов, то потенциальное качество определяется как произведение светосилы по потоку L, спектрального разрешения R и числа одновременно регистрируемых элементов спектра N. Появление новых вариантов спектроскопических наблюдений звезд (например, спектрополяриметров) позволяет расширить определение спектрального качества (Панчук, 1999). Сравнение потенциального качества первого поколения звездных спектрографов БТА можно найти в работе Клочковой и Панчука (1991а).

Покажем, что произведение LRN для дифракционного прибора данного класса, с данным светоприемником, на данном телескопе, – является приблизительно инвариантом.

Прежде всего определим верхнюю границу N для светоприемника с числом светочувствительных элементов n x n. Пусть это будет матрица ПЗС на эшелле-спектрографе. В качестве первого приближения примем равномерное распределение эшелле порядков по высоте кадра. Тогда число зарегистрированных порядков составит целое от $n / (n_1 + n_2)$, где n_1 – высота изображения турбулентного диска звезды на светоприемнике, а n_2 – расстояние между нижней и верхней границами изображений соседних эшелле порядков. При условии проекции ширины щели на два элемента светоприемника – число одновременно регистрируемых элементов спектра составит $N = n^2 / 2(n_1{+}n_2)$. (Для однопорядкового спектра $n_1{+}n_2 = n$ и $N = n/2$). Из условия корректного учета рассеянного между порядками света желательно, чтобы $n_1 < n_2$, тогда верхняя оценка числа одновременно передаваемых элементов спектра (при $n_1 = n_2$) составит $N = n^2/2n_1$. Приходим к выводу, что число одновременно передаваемых элементов спектра пропорционально площади светоприемника и обратно пропорционально масштабу изображения турбулентного диска звезды (или фокусному расстоянию телескопа). Так как относительные отверстия зеркал больших телескопов варьируются в небольших пределах, получим $N \sim n^2/D$, где D диаметр телескопа. Оценим величину n_1. При работе на 6-метровом телескопе с камерой, имеющей относительное отверстие F/2, проекция изображения звезды диаметром $2''$ на светоприемнике составит около 0.125 мм, что при размере элемента светоприемника 0.015 мм дает $n_1 = 8$. Итак, для БТА с указанной камерой оценка сверху числа одновременно передаваемых элементов спектра составит $N = n^2/16$.

Величина одновременно регистрируемого спектрального диапазона $(\lambda_{\rm max} - \lambda_{\rm min})$ и число одновременно передаваемых элементов спектра N – необходимы для оценки ширины аппаратной функции $\Delta\lambda = (\lambda_{\rm max} - \lambda_{\rm min})/N$, которая используется при определении спектрального разрешения $R = \lambda\, N/(\lambda_{\rm max}{-}\lambda_{\rm min})$. Нижнюю оценку спектрального разрешения получим в предположении, что в кадре одновременно регистрируется весь диапазон длин волн, доступный наблюдениям на матрице ПЗС (3300-10 000ÅÅ). Тогда $(\lambda_{\rm max} - \lambda_{\rm min}) = 6700$ ÅÅ, $\lambda = 6650$ Å и $R = 0.99N$. Приходим к выводу, что нижняя оценка величины спектрального разрешения приблизительно равна числу одновременно передаваемых элементов спектра, т.е. $R = N = n^2/2n_1$. Для матриц ПЗС 512x512, 1024x1024 и 2048x2048 элементов и 6-метрового телескопа с указанной камерой нижняя оценка спектрального разрешения составит R=16 000, 65 000, и 262 000 соответственно.

Подставляя оценки R и N в выражение для потенциального качества спектрографа, получим $LRN = LN^2 = Ln^4/256$, т.е. качество пропорционально квадрату площади светоприемника. Отсюда следует определяющая роль светоприемника при разработке аппаратуры, ориентированной на спектроскопию звезд. При спектроскопии звезд на больших телескопах с высоким разрешением диаметр изображения звезды всегда больше ширины щели. Поэтому если мы увеличим, например, вдвое, ширину щели, то светосила по потоку возрастет вдвое, но вдвое снизится спектральное разрешение, и произведение LRN останется неизменным. Отклонения произведения LRN возможны только за счет конструктивных особенностей спектрографа (зависимость L от числа оптических элементов, зависимость N от способа разведения эшелле порядков, и т.п.), в рамках рассмотрения на уровне оценок этими обстоятельствами пренебрегаем. Получили, что в рамках конкретного спектрального прибора существенные изменения любого из параметров L, R, N являются нежелательными. Поэтому, с точки зрения экономичности спектроскопических наблюдений звезд, на 6-метровом телескопе необходимо иметь несколько спектрографов (при условии, что эти спектрографы оснащены светоприемниками, близкими по квантовой чувствительности).

Аргументируем последнее утверждение еще с одной стороны – с точки зрения экономичности измерения тех или иных параметров спектра. Ниже ограничимся случаем измерения эквивалентной ширины абсорбционной линии (Панчук и др., 1998a). Используем обозначения: w – полуширина линии, d – глубина линии в долях континуума, t – время экспозиции, i – число фотоотсчетов в континууме (за секунду на ангстрем), $e = i\,t$ – число отсчетов за экспозицию (на ангстрем), p – ширина элемента светоприемника (в долях ангстрема), r – шум считывания плюс темновой отсчет, s – полуширина аппаратной функции спектрографа.

Рассмотрим случай низкого спектрального разрешения, когда ширина элемента светоприемника превосходит удвоенную полуширину линии, $p \gg 2w$. Эквивалентная ширина линии при этом равна ewd. Статистическая ошибка числа отсчетов для каждого элемента светоприемника составит $\sqrt{(pe + r^2)}$, а ошибка эквивалентной ширины $1.7\sqrt{(pe^{-1} + r^2e^{-2})}/(wd)$. Если сигнал накоплен так, что шумами считывания можно пренебречь, т.е. $pe \gg r^2$, то ошибка измерения эквивалентной ширины пропорциональна квадратному корню из ширины элемента светоприемника, выраженной в ангстремах, т.е. ошибка обратно пропорциональна квадратному корню из спектрального разрешения.

Рассмотрим случай высокого спектрального разрешения, $\mathrm{p} < 2\mathrm{w}$. Ошибка измерения эквивалентной ширины составит $1.4\sqrt{(\mathrm{e}^{-1} + \mathrm{r}^2/\mathrm{pe}^2)}(\sqrt{\mathrm{w}}/\mathrm{d})$. При малом вкладе от шумов считывания ошибка измерения эквивалентной ширины не зависит от p и растет, если шумы считывания сравнимы с уровнем накопленного сигнала $\mathrm{r} > \sqrt{\mathrm{ep}}$. Поэтому при выполнении условия $\mathrm{p} < 2\mathrm{w}$ нет смысла продолжать увеличивать спектральное разрешение.

Приходим к выводу, что, по мере того, как на 6-метровом телескопе внедряются матрицы ПЗС с более низкими шумами считывания, для спектроскопических исследований одних и тех же объектов имеет смысл продвигаться в сторону более высокого спектрального разрешения. Для каждого типа объектов (с характерной шириной абсорбционных линий) существует своя граница $\mathrm{p} = 2\mathrm{w}$, поэтому наиболее экономичные варианты наблюдений разных объектов реализуемы на спектрографах с различным значением p (или R).

Итак, вывод о предпочтительном увеличении спектрального разрешения, полученный в задаче восстановления профилей линий, подтвержден при рассмотрении вопроса о точности измерения эквивалентных ширин на спектрографах с различным R. Кроме того, обоснована необходимость создания семейства спектрографов для обеспечения оптимальных наблюдений звезд разных спектральных классов. Комплекс звездных спектрографов, стационарно размещенных на БТА, описан в работе Панчука и др. (2002б).

2.3 Эшелле-спектрограф первичного фокуса БТА

Оценки параметров спектрографов и точности измерений спектров, полученные в идеализированном приближении, корректируются при создании реальных конструкций. Так, например, величина спектрального разрешения выбирается не только исходя из информационной способности светоприемника, но также из приемлемого уровня потерь света на входной щели. Уровень потерь на щели и на оптических поверхностях, в совокупности с квантовой чувствительностью светоприемника, определяет светосилу по потоку. Число одновременно регистрируемых элементов спектра также зависит от тех или иных конструктивных решений. Особенности отдельных технических решений проиллюстрируем на примере создания эшелле спектрографа первичного фокуса 6-метрового телескопа - PFES (Панчук и др., 1998а).

Мотивы создания PFES таковы. При наблюдениях абсорбционных спектров ярких квазаров (Варшалович и др., 1996) выяснилось, что для используемого варианта наблюдений (ОЗСП с матрицей ПЗС 530x580 элементов, шум считывания $18e^{-}$), задача является предельной. Реализуемое при этом спектральное разрешение составляло $R = 10\,000$ (Панчук, 2001). Оценки показали, что можно реализовать более экономичный вариант наблюдений. Повторим здесь основные соображения, послужившие аргументами при создании PFES.

В автоколлимационном приближении спектральное разрешение прямо пропорционально диаметру коллимированного пучка $D_{\rm coll}$ и тангенсу угла блеска $\mathrm{tg}\,\theta_{\rm b}$ дифракционной решетки, и обратно пропорционально угловому размеру щели $\alpha_{\rm s}$ и диаметру зеркала телескопа $D_{\rm tel}$. Диаметр коллимированного пучка ОЗСП составляет 258 мм, $\mathrm{tg}\,\theta_{\rm b} = 0.256$. Следовательно, при неизменных $\alpha_{\rm s}$ и $D_{\rm tel}$ применение классической эшелле ($\mathrm{tg}\,\theta_{\rm b} = 2$) позволяет реализовать такое же спектральное разрешение при $D_{\rm coll} = 33$ мм. Последнее означает, что небольшой эшелле спектрограф, помещенный в кабину первичного фокуса БТА, будет эквивалентен ОЗСП (в смысле обеспечения эквивалентного спектрального разрешения).

Второй причиной создания PFES явилась реконструкция и замена спектральной аппаратуры фокуса Нэсмит-2. За короткое время в фокусе Нэсмит-2 были демонтированы автоколлимационный эшелле спектрограф ЭСПАК (Клочкова и др., 1991), эшелле спектрограф умеренного разрешения Зебра (Клочкова и Панчук, 1991б), существенно реконструированы эшелле спектрограф Рысь (Панчук и др., 1999а) и ОЗСП (Панчук, 2001), построен кварцевый эшелле спектрограф с большим диаметром коллимированного пучка (Панчук и др., 1999б). Реконструкция затронула все элементы, включая предщелевую часть, общую для всех спектрографов, поэтому определенное время наблюдения на эшелле спектрографах фокуса Нэсмит-2 не выполнялись. Для того, чтобы начатые в 1990 году наблюдения на эшелле спектрографах не прерывались, был изготовлен PFES (Панчук и др., 1998а). Затем, после ввода в эксплуатацию новых спектрографов в фокусе Нэсмит-2, было решено сохранить вариант наблюдений в первичном фокусе, PFES был существенно реконструирован и включен в состав штатных методов БТА (Панчук и Ермаков, 1999). Оптико-механическая часть первой версии прибора разработана В.Е. Панчуком и И.Д. Найденовым, реконструкция прибора по результатам двухлетней эксплуатации на

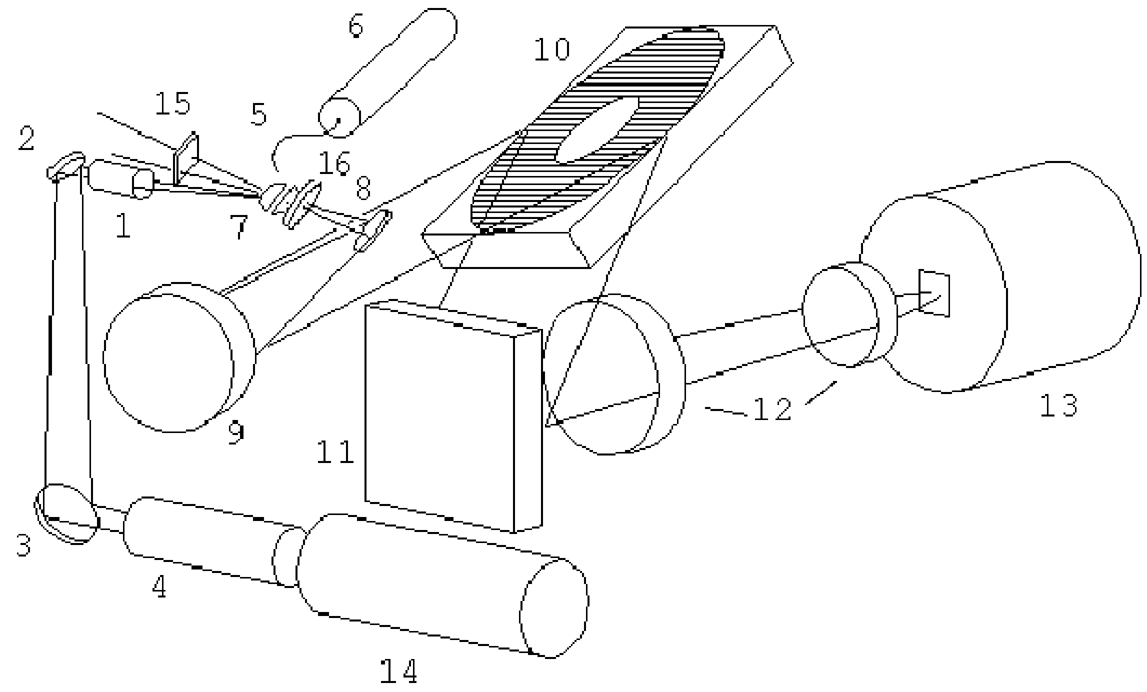

Рис. 2.2: Оптическая схема PFES. Обозначения: 1 – первый объектив подсмотра поля, 2 – первое зеркало подсмотра поля, 3 – второе зеркало подсмотра поля, 4 – второй объектив подсмотра поля, 5 – оптоволокно канала калибровки, 6 – источники непрерывного и линейчатого спектра, 7 – щель, 8 – плоское зеркало коллиматора, 9 – параболическое зеркало коллиматора, 10 – эшелле, 11 – решетка скрещенной дисперсии, 12 – оптика камеры, 13 – светоприемник, 14 – телевизионный подсмотр, 15 – порядкоразделительный светофильтр, 16 – анализатор линейной поляризации.

БТА выполнена В.Е. Панчуком. Соискателю принадлежат результаты исследования характеристик прибора, разработка методов редукции данных, результаты демонстрационных наблюдений. Соискатель является астрономом, ответственным за метод наблюдений "Эшелле спектрограф первичного фокуса с матрицей ПЗС (PFES)".

2.3.1 Конструкция спектрографа PFES

Обратимся к описанию конструкции PFES – эшелле спектрографа первичного фокуса БТА (Панчук и др., 1998a). Первоначально PFES предназначался и для наблюдений в кассегреновском фокусе 1-м телескопа, поэтому спектрограф был оснащен сменными коллиматорами (F/4 и F/13). Это обстоятельство определяло габариты спектрографа, которые позволяли использовать его в кабине ПФ БТА, но не позволяли разворачивать прибор по позиционному углу. В дальнейшем от эпизодического использования прибора на 1 м телескопе отказались, и в 1998 г. PFES был реконструирован, с целью ограничить его использование телескопом БТА и дополнить спектрограф анализатором линейной поляризации (Панчук и др., 2001a).

Оптическая схема PFES приведена на рис. 2.2. После узла щели и декеров расположен ньютоновский коллиматор.

При работе в спектрополяриметрической моде после щели и затвора, перед плоским зеркалом коллиматора размещен симметричный анализатор, представляющий собой составной кристалл $CaCO_3$, оптические оси компонент которого ортогональны и развернуты относительно щели на 45°. Рабочий диапазон анализатора составляет 3400-12000ÅÅ, пропускание в режиме измерения линейной поляризации 0.9. Расстояние между изображениями звезды на выходе кристалла составляет 0.5 мм.

Габариты плоского зеркала коллиматора согласованы с центральной тенью, образуемой в коллимированном пучке кабиной ПФ. Диаметр коллимированного пучка d = 50 мм, световой диаметр коллиматора – 60 мм, фокусное расстояние f = 200 мм.

Эшелле 75 штр/мм с углом блеска 64.3° используется вне главной плоскости (случай "C" по Шредеру и Хилларду, 1980). Размер заштрихованной площади составляет 117x58 мм^2. Концентрация энергии на длине волны 4358 Å в 55-м порядке составляет 75% отраженного света. Для компенсации наклона спектральных линий к оси порядка щель развернута на угол 45°.

В качестве элемента скрещенной дисперсии используются дифракционные решетки с плотностью нарезки 600 и 300 штр/мм, работающие в первом порядке. Для решетки 600 штр/мм концентрация энергии на длине волны 6000 Å в первом порядке составляет 77% отраженного света. Размер заштрихованной площади 90x90 мм^2. Основной является решетка 300 штр/мм, но для работы в диапазоне короче 4500 Å и для спектрополяриметрических наблюдений в диапазоне 4900-6600 ÅÅ используется решетка 600 штр/мм. Решетка 300 штр/мм используется также для спектрополяриметрических наблюдений в диапазоне 5400-8800 ÅÅ. При работе в синей области спектра для отрезания второго порядка дифракции решетки скрещенной дисперсии, в предщелевой части устанавливается светофильтр ЖС-11. Размеры заштрихованных поверхностей эшелле и решеток скрещенной дисперсии позволяют использовать их без перезаполнения (т.е. с полным использованием всего сечения коллимированного пучка).

В качестве камерного объектива используется светосильный четырехлинзовый апланат. Фокусное расстояние объектива F = 140 мм, входная апертура D = 86 мм, коэффициент светопропускания 0.9.

Таблица 2.1: Параметры эшелле-изображения. Обозначения: m – номер порядка, $\lambda_{\min}$ – минимальная длина волны, $\lambda_{\max}$ – максимальная длина волны, P – обратная линейная дисперсия в Å/pix.

m	$\lambda_{\min}$	$\lambda_{\max}$	P(Å/pix)	m	$\lambda_{\min}$	$\lambda_{\max}$	P(Å/pix)
55	4259.8	4382.3	0.119	41	5709.1	5876.6	0.162
54	4337.0	4463.6	0.122	40	5851.6	6023.3	0.166
53	4418.7	4547.8	0.125	39	6001.3	6177.4	0.170
52	4503.5	4635.2	0.127	38	6158.9	6339.7	0.175
51	4591.6	4726.0	0.130	37	6325.0	6510.7	0.180
50	4683.2	4820.4	0.133	36	6500.3	6691.2	0.185
49	4778.6	4918.6	0.135	35	6685.5	6882.1	0.190
48	4878.0	5021.0	0.138	34	6881.7	7084.1	0.196
47	4981.6	5127.6	0.141	33	7089.6	7298.4	0.202
46	5089.7	5238.9	0.144	32	7310.6	7526.1	0.209
45	5202.6	5355.2	0.148	31	7545.7	7768.5	0.216
44	5320.6	5476.6	0.151	30	7796.5	8027.1	0.223
43	5444.1	5603.8	0.154	29	8064.5	8303.5	0.231
42	5573.5	5737.0	0.158	28	8358.5	8602.0	0.236

Эшелле ориентирована так, чтобы угол падения α был равен среднему углу дифракции β. В этом случае дополнительный выигрыш в широкощельности за счет геометрического фактора эшелле отсутствует. Фактор широкощельности PFES равен 1.43, масштаб в фокальной плоскости камеры составляет $5.6''$/мм или $0.09''$ на элемент матрицы ПЗС (размером 16x16 мкм).

В табл. 2.1 приведены параметры эшелле-изображения. Из-за ограниченных размеров матрицы ПЗС в одном кадре регистрируется меньшее число порядков, число которых определяется (кроме формата ПЗС), исследуемым спектральным диапазоном, высотой деккера, параметрами решетки скрещенной дисперсии. Отметим, что в комплекте спектрографа имеется решетка скрещенной дисперсии 1200 штр/мм, что, в совокупности со световым диаметром коллиматора, позволяет регистрировать спектры протяженных объектов с "длинной щелью", однако исследование такого варианта выходит за рамки данной работы.

Узел подсмотра щели состоит из объектива $F_1 = 38$ мм, пары плоских зеркал, посредством которых отраженный от щели пучок выводится за внешнюю стенку PFES, и объектива с переменным фокусным расстоянием $F_2 = 38 - 140$ мм, строящего изображение на входной оптоволоконной

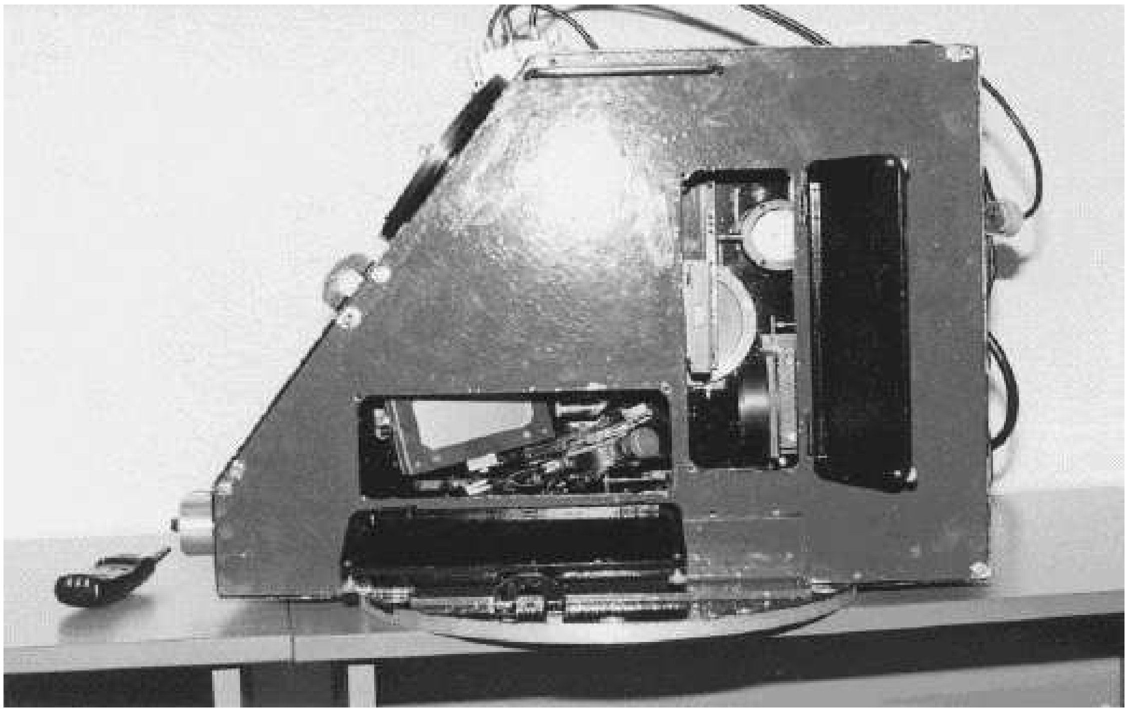

Рис. 2.3: Общий вид прибора (модуль светоприемника демонтирован).

шайбе телевизионного подсмотра. Диаметр поля подсмотра составляет 44″, невиньетированной части – 33″. Щель, раскрываемая до 6″, снабжена двумя деккерами (расположенными до и после щели), ограничивающими высоту спектрального порядка. Высота первого деккера регулируется.

Узел калибровки содержит лампу с полым катодом, покрытым солями тория, и аргоновым наполнением. Имеется лампа накаливания, снабженная выравнивающим светофильтром. Излучение спектра калибровки подается на вход прибора посредством деполяризующего оптоволоконного жгута.

Узел смены предщелевых устройств состоит из каретки, снабженной электромеханическим приводом. Каретка занимает три положения: а) на вход подается излучение исследуемого объекта, б) на вход подается излучение лампы ThAr или (и) лампы накаливания, в) излучение исследуемого объекта подается на вход через фазосдвигающую пластинку.

Механически PFES оформлен в виде компактного корпуса (рис. 2.3), габариты которого позволяют монтировать прибор через боковой люк кабины ПФ БТА. На одной боковой стенке прибора снаружи смонтированы электронные блоки и телевизионный подсмотр, т.о. внутренняя полость прибора свободна от источников тепла. С целью доступа к элементам оптической схемы противоположная стенка спектрографа имеет люки, выполнена съемной, и не несет внешних устройств.

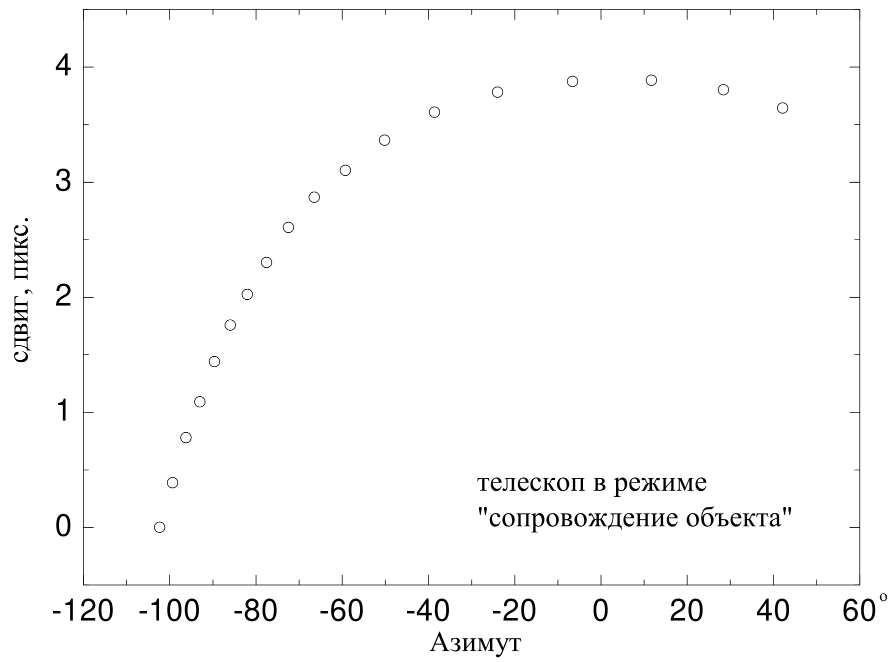

Рис. 2.4: Результаты измерения гнутий спектрографа (сдвиг спектра в функции азимута сопровождаемого объекта). Величина элемента матрицы (пикселя) составляет 0.016 мм.

PFES оснащен матрицей ПЗС IDS017A (Маркелов и др., 1995). Используется система сбора, представляющая собой специальный контекст (Князев и Шергин, 1994) системы MIDAS. Система сбора позволяет управлять режимами работы светоприемника, а также обеспечивает выполнение ряда вспомогательных процедур (визуализацию накопленных изображений и их фрагментов, оценку статистических параметров сигнала, построение разрезов изображения и его фрагментов). Сбор выполняется на ПЭВМ аппаратной БТА. Для считывания сигнала с матрицы ПЗС и управления спектрографом используются два коаксиальных кабеля, два других обслуживают телевизионный подсмотр. Для настройки прибора предусмотрено также "местное" управление прибором с размещенной на нем панели.

2.3.2 Позиционные характеристики PFES

PFES подвержен механическим гнутиям, кроме этого, обнаружены позиционные нестабильности, присущие собственно модулю светоприемника. Последнее было установлено впервые при исследовании эшелле-спектрометра НЭС БТА (Клочкова и др., 1999a). На рис. 2.4 и 2.5 приведены результаты экспериментов по исследованию гнутий спектрографа PFES. С этой целью в облачную погоду при закрытом куполе башни БТА осуществлялось многочасовое "сопровождение объекта", в течение которого с 20-минутными ин-

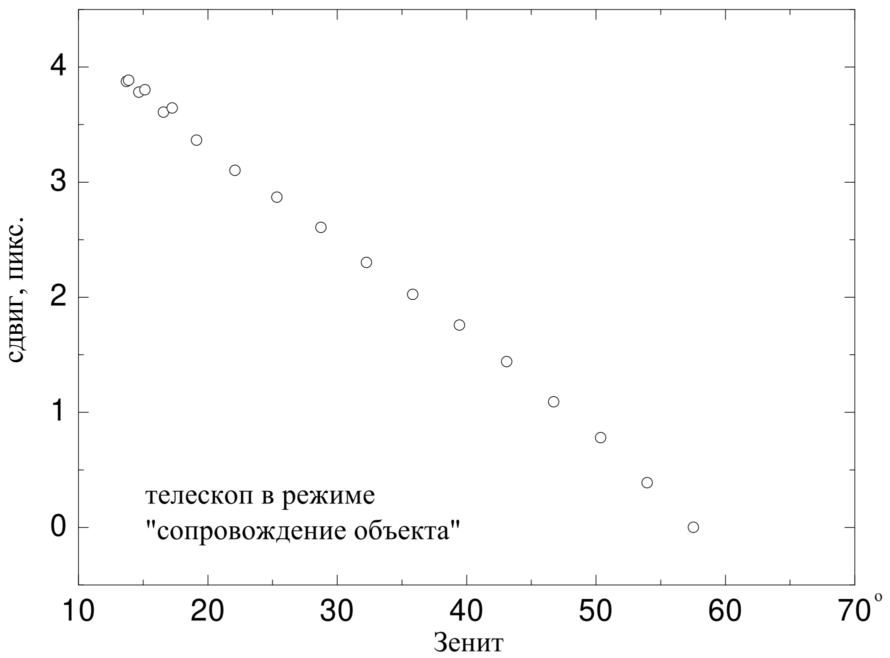

Рис. 2.5: Результаты измерения гнутий спектрографа (сдвиг спектра в функции зенитного расстояния сопровождаемого объекта).

тервалами регистрировался спектр сравнения (продолжительность каждой экспозиции составляла 1 минуту). Никаких других воздействий на механику БТА и спектрографа (фокусировка, вращение по позиционному углу P_2) – не осуществлялось. Методика обработки эшелле-спектров приведена в третьей главе (см. также работу Клочковой и др., 1999a). Кроме этого, экспонировались спектры сравнения при неподвижных телескопе и спектрографе. На рис. 2.6 приведены результаты таких двух экспериментов, различающихся только начальной температурой криостата модуля светоприемника. Приходим к выводу, что нежесткость спектрографа находится в пределах, типичных для подвесных систем – например, гнутия эшелле-спектрометра СОФИН достигают 3-х и более элементов матрицы (пикселей) (Проник, 1995). Однако и вклад нестабильности используемого нами светоприемника значителен. В спектрографе PFES сдвигу вдоль направления основной дисперсии на один элемент матрицы ПЗС соответствует изменение значения лучевой скорости на 8.5 км/сек.

Гнутия конструкции спектрографа, возникающие в течение экспозиции, "размывают" пик аппаратной функции спектрографа. Для устранения следов "космических" частиц обычно регистрируются два изображения спектра (с одинаковой экспозицией). Из-за гнутий спектрографа, возникающих при развороте по углу P_2 (т.е. при изменении проекции щели на небесную

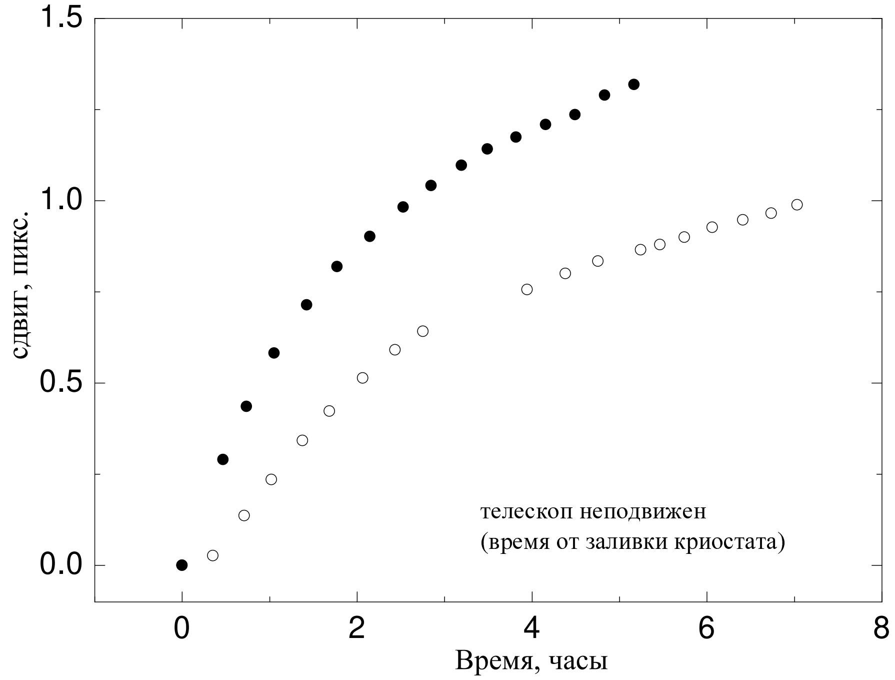

Рис. 2.6: Результаты испытаний жесткости модуля светоприемника на неподвижных телескопе и спектрографе (относительные сдвиги спектра в функции времени с момента заливки криостата азотом).

сферу), второе эшелле изображение сдвигается (в системе координат светоприемника) относительно первого. Величину сдвига определяли кросс-корреляционным методом либо по соответствующим спектрам сравнения, либо по спектрам исследуемого объекта (если этот спектр богат узкими линиями).

2.3.3 Фотометрические характеристики PFES

Для оценки проницающей способности использованы результаты наблюдений стандарта распределения энергии HD 217068. Наблюдения стандарта выполнены с полностью открытой щелью, результаты вычисления кривой проницающей способности по этим наблюдениям приведены на рис. 2.7. Метод расчета кривой приведен в работе Клочковой и др. (1999a). Нормировка расчетов выполнена по трем различным спектрограммам стандарта. На рис. 2.8 приведена кривая относительной спектральной чувствительности системы "атмосфера - телескоп - спектрограф - светоприемник", полученная по результатам наблюдений стандарта.

Так как PFES и ОЗСП обеспечивают близкое спектральное разрешение, в табл. 2.2 выполним сравнение по пропусканию PFES с ОЗСП, данные для

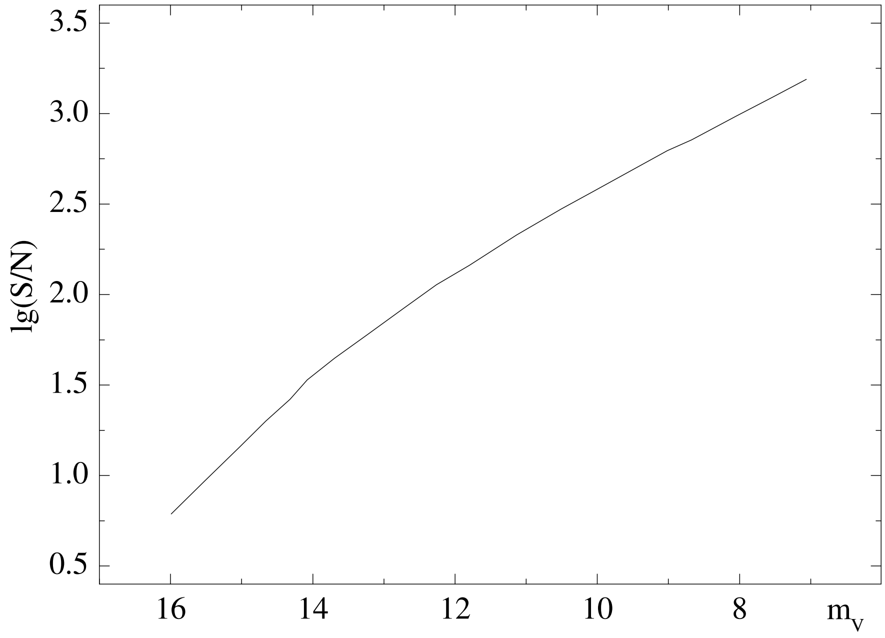

Рис. 2.7: Проницающая способность PFES с решеткой 300 штр/мм, без учета потерь на щели. Время экспозиции 1 час.

ОЗСП взяты из работы Панчука (2001).

Сравнение по числу одновременно передаваемых элементов спектра выполнить просто – выигрыш равен числу порядков, регистрируемых на PFES за одну экспозицию, т.е. по числу одновременно передаваемых элементов спектра PFES информативнее ОЗСП в 20-25 раз. Если предположить, что спектральные линии распределены по спектральным порядкам равномерно, то переход с ОЗСП на PFES означает увеличение точности измерения обобщенного параметра линии (например: сдвига, средней эквивалентной ширины слабых линий, средней полуширины), в 4-5 раз. Для учета влия-

Таблица 2.2: Пропускание отдельных элементов схемы наблюдений на БТА с ОЗСП и PFES.

	ОЗСП	PFES
ГЗ БТА	0.68	0.68
2-е зеркало	0.8	
3-е зеркало	0.8	
коллиматор	0.64	0.64
эшелле		0.6
решетка	0.52	0.68
камера	0.53	0.9
Итого	0.077	0.16

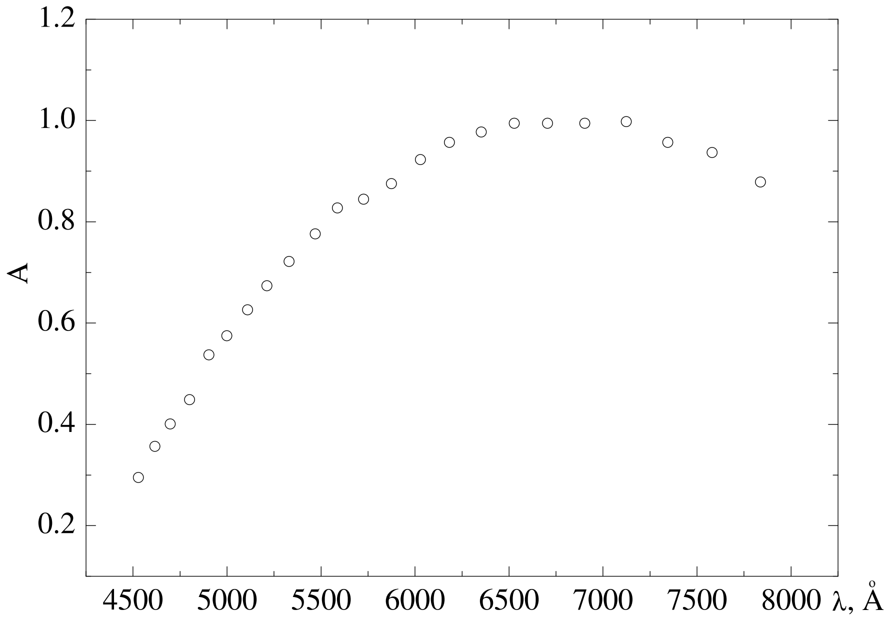

Рис. 2.8: Относительная спектральная чувствительность (A) варианта наблюдений с решеткой 300 штр/мм.

ния повышенного пропускания PFES (вдвое относительно ОЗСП) этот выигрыш следует умножить на 1.4.

Итак, если исходить из основной мотивации создания PFES – улучшения условий наблюдения с высоким разрешением предельно слабых объектов – был достигнут выигрыш в 6-7 раз относительно ОЗСП, т.е. задача была решена. Заметим, что указанный выигрыш был реализован, преимущественно, при определении содержания химических элементов, а в точности измерения лучевой скорости был частично потерян из-за механической нестабильности спектрографа.

Все это позволило выполнить на PFES наблюдения слабых звезд из программы исследования маломассивных звезд различной металличности.

2.3.4 Демонстрационные спектры, полученные на PFES

Указанный выигрыш дополним иллюстрациями возможностей PFES на качественном уровне. Примеры изображений спектров, полученных на PFES по различным наблюдательным программам, приведены на рис. 2.9-2.15.

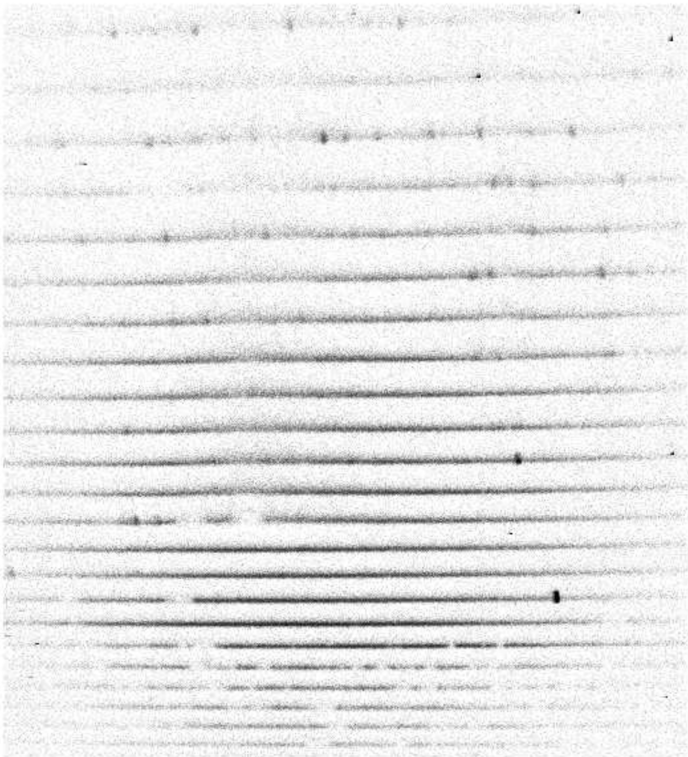

Рис. 2.9: Изображение спектра квазара $S50014+81(m_v=16.5)$ в диапазоне длин волн 4800–8500 ÅÅ. Наблюдения по программе Д.А.Варшаловича (ФТИ им.А.Иоффе).

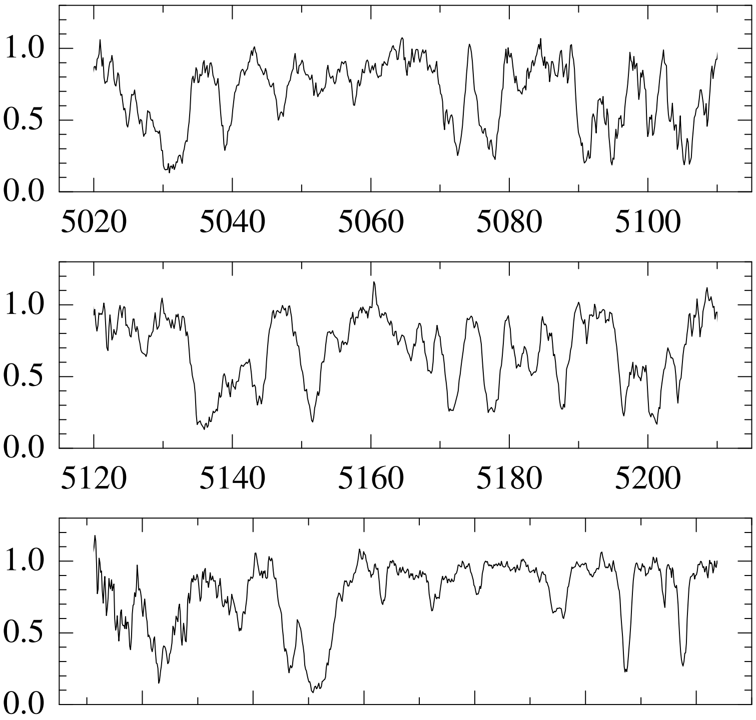

Рис. 2.10: Разрезы отдельных порядков спектра квазара $S50014+81$.

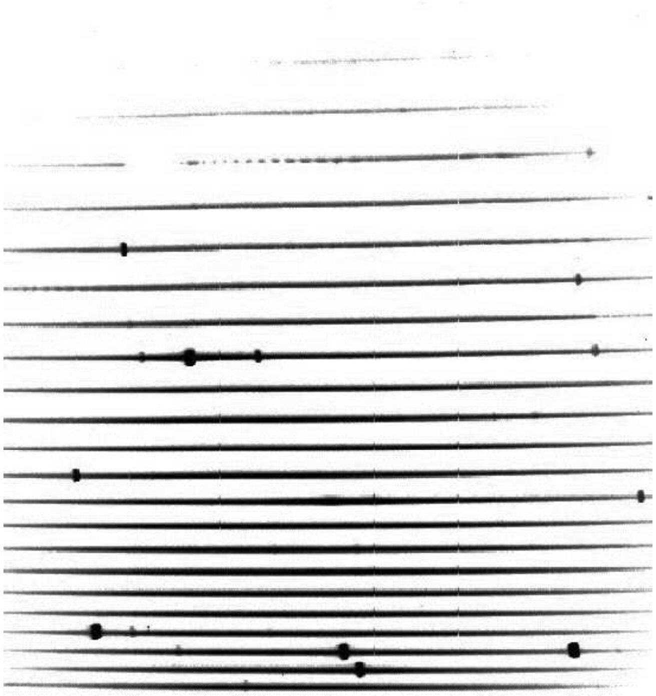

Рис. 2.11: Изображение спектра туманности "Кошачий глаз". В центре слева – H_α, внизу – H_β и линии [O III]. Программа В.Г.Клочковой (САО РАН).

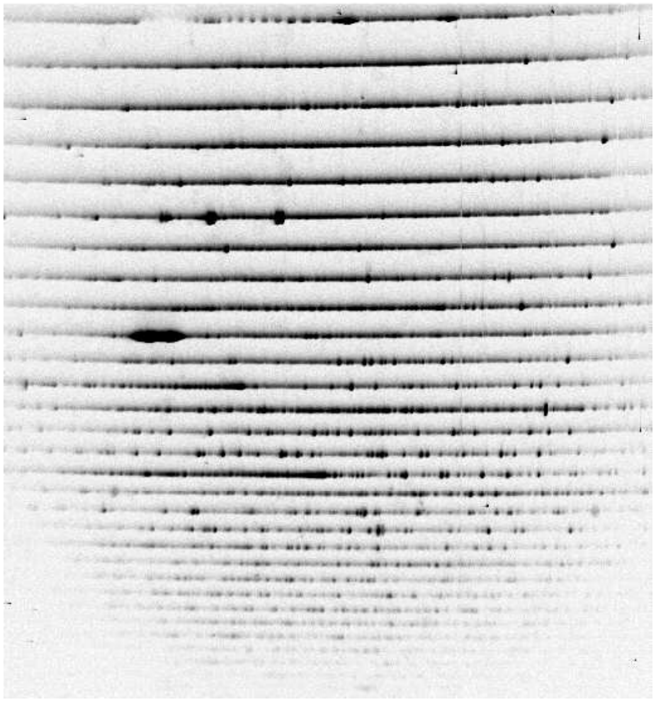

Рис. 2.12: Изображение спектра FG Sge в глубоком минимуме блеска. Порядки сверху: первый – полоса атмосферного кислорода 7600 Å, шестой – H_α, десятый – высокоскоростная компонента дублета натрия, двенадцатый и шестнадцатый – эмиссия в полосах системы Свана молекулы C_2. Видны многочисленные эмиссии редкоземельных элементов. Программа Т.А.Киппера (Тарту, Эстония).

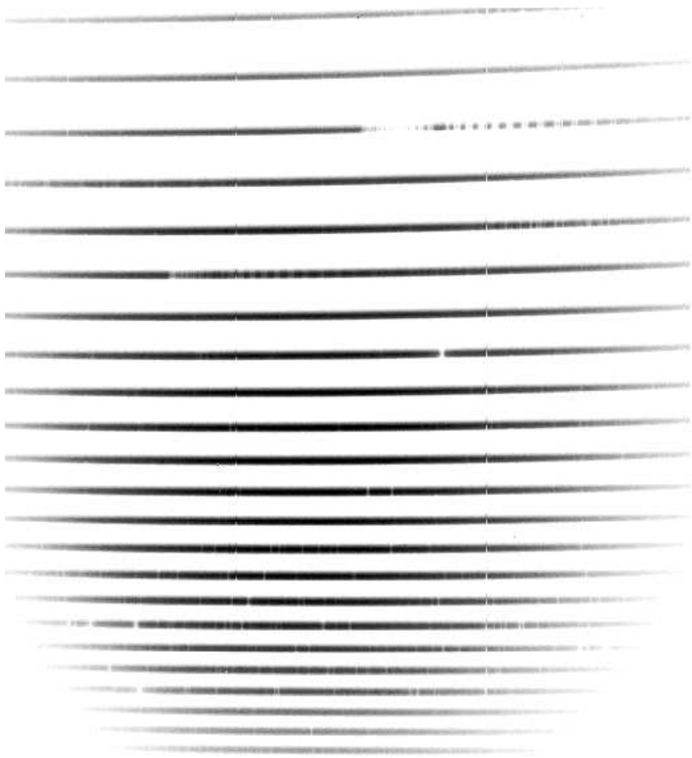

Рис. 2.13: Изображение спектра субкарлика G 176-53 ($V = 9.9^m$) в диапазоне 4550–8200 ÅÅ. Программа С.В.Ермакова (САО РАН).

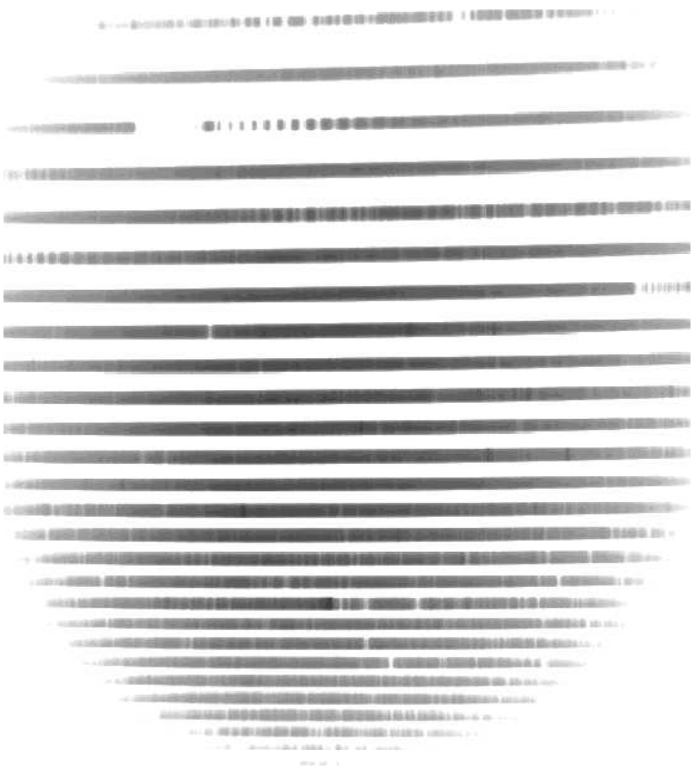

Рис. 2.14: Изображение спектра кометы Хэйла-Боппа в диапазоне 4300–8300 ÅÅ. Демонстрационный спектр.

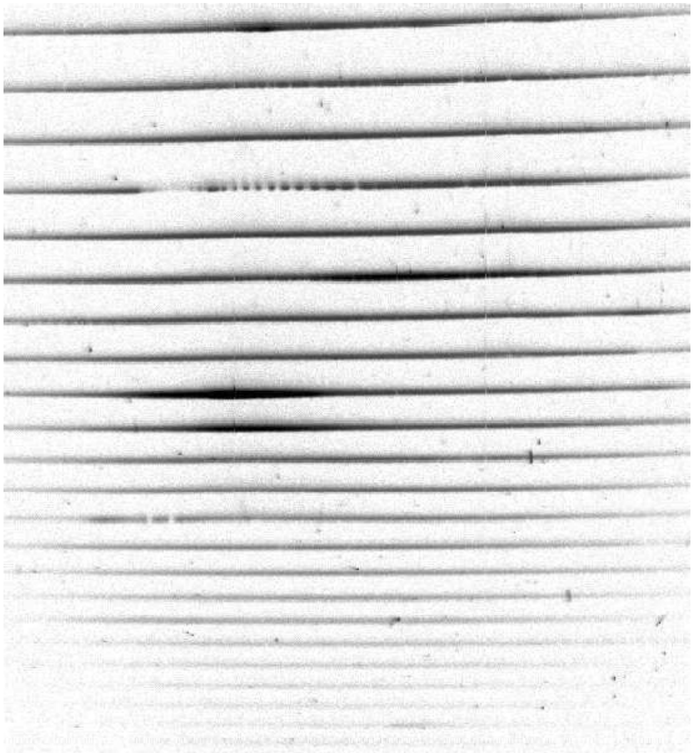

Рис. 2.15: Изображение спектра объекта V1343 Aql. Вверху – пашеновский предел, в центре кадра – главная и сателлитные линии H_α. Слева в тринадцатом сверху порядке видны эмиссионно-абсорбционная линия He I 5876 Å и абсорбционный дублет натрия. Демонстрационный спектр.

2.4 Спектрографы фокуса Нэсмит-2 БТА

Наблюдения ярких объектов из программы исследования маломассивных звезд разной металличности выполнялись на эшелле спектрографах, стационарно размещенных в фокусе Нэсмит-2. При помощи методов, опробованных при исследовании PFES, были исследованы спектрографы: НЭС – нэсмитовский кварцевый эшелле спектрограф с большим диаметром коллимированного пучка (Клочкова и др., 1999а), Рысь – многомодовый светосильный эшелле спектрограф (Клочкова и др., 2001а). Соискатель принял участие в разработке методики исследований этих спектрографов (Клочкова и др., 1999а, 2001а; Панчук и др., 2001а, 2001б), а также в техническом и научном этапах адаптации крупноформатной матрицы ПЗС на спектрографе НЭС (Панчук и др., 2002а).

В частности, изучение стабильности положения спектра, выполненное единой корреляционной методикой как для неподвижных, так и для подвижных спектрографов, размещенных в различных фокусах (PFES, Рысь, НЭС), позволило выделить компоненты переменности положения спектра,

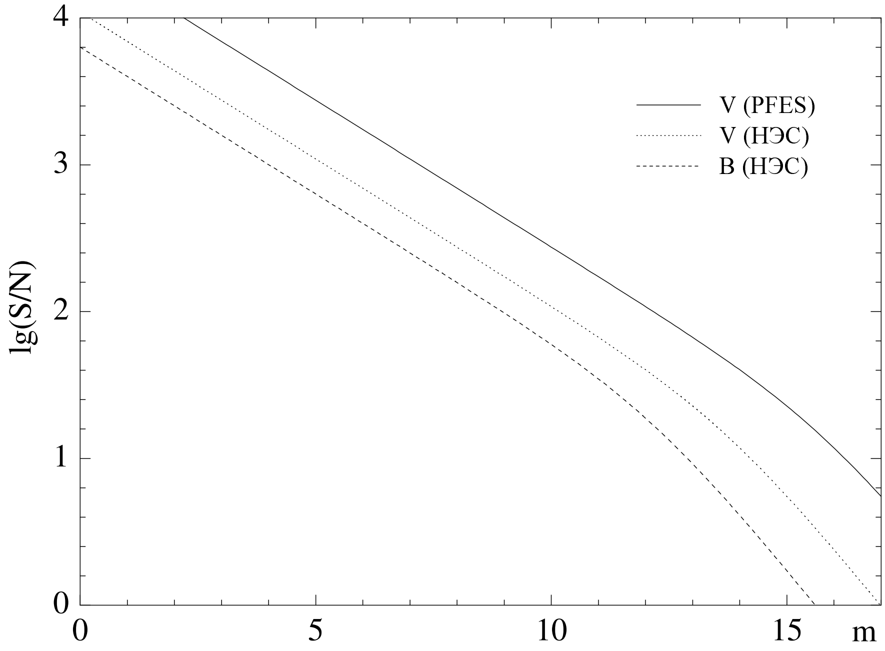

Рис. 2.16: Проницающая способность спектрографа НЭС в полосе B и V и PFES в полосе V. Время экспозиции 1 час, качество изображения 1″, ширина щели 0.6″.

за которые отвечает модуль светоприемника (все исследования выполнены с одним и тем же модулем светоприемника). Установка в 2001 году на спектрографе НЭС матрицы ПЗС 2048x2048 элементов, созданной на средства Астрономической обсерватории университета г. Уппсала, Швеция ("Uppsala CCD"), – позволила провести сравнения стабильности с прежним светоприемником (матрица ПЗС 1040x1160 элементов). Результаты сравнения опубликованы (Клочкова и др., 1999a; Панчук и др., 2002a). Сделан вывод, что модуль светоприемника ПЗС 2Kx2K оказался более стабильным. Следовательно, в задачах, не требующих сверхвысокой точности определения положений линий, при наблюдениях на НЭС можно обходиться однократной регистрацией спектра сравнения за ночь. Этот вывод весьма существенный, т.к. при работе с высоким спектральным разрешением экспозиция одного спектра сравнения занимает до 10 минут (и до получаса при работе с анализатором круговой поляризации в ультрафиолетовом диапазоне). Общие потери наблюдательного времени при таких калибровках могут превосходить один час за ночь.

На спектрографе НЭС нами выполнены работы по освоению нового (для периода работы с матрицами ПЗС на БТА) спектрального диапазона: 3400-4500 ÅÅ. Образцы спектров приведены в главе 3 и работе (Панчук и др., 2002a). На рис. 2.16 приведена кривая проницающей способности НЭС в полосе B, построенная с учетом результатов наблюдений малометалличных

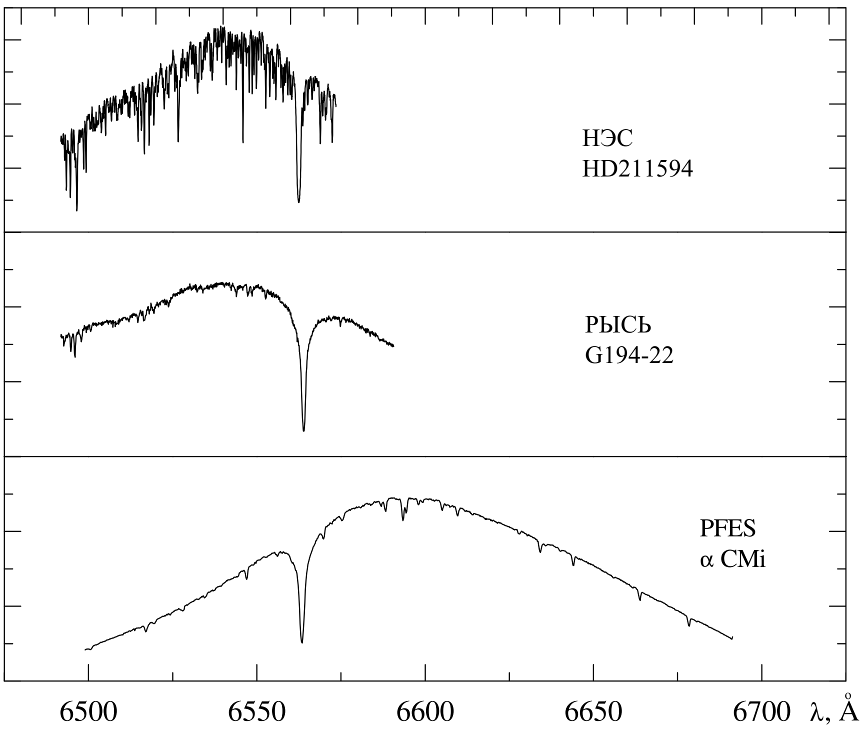

Рис. 2.17: Порядки с H_α, зарегистрированные на спектрографах PFES, Рысь и НЭС.

звезд. Приведены также кривые проницающей способности НЭС и PFES в полосе V. Видно, что даже после переоснащения НЭС матрицей с высокой квантовой эффективностью, необходимость наблюдений на PFES (с прежней матрицей) сохраняется.

В эпоху развития систем скрещенной дисперсии участились заявления об "отсталости"однопорядковых систем высокого разрешения. Поэтому остановимся подробнее на необходимости использования Основного звездного спектрографа (ОЗСП) в задаче исследования атмосфер холодных звезд. Как будет показано в 4-й главе, точность методов определения химического состава существенным образом зависит от точности определения эффективной температуры атмосферы звезды $T_{\rm eff}$. Одним из методов определения $T_{\rm eff}$ является сравнение наблюденного и теоретического профилей водородных линий. Описание ядер водородных линий требует моделирования структуры хромосферы и переходного слоя, поэтому современные модели атмосфер позволяют надежно работать только с крыльями водородных линий. Ввиду того, что крылья простираются на расстояние, сравнимое с длиной эшелле порядка, эшелле спектры оказываются зачастую непригодны для анализа широких профилей, в т.ч. и крыльев линий бальмеровской серии водорода. На рис. 2.17 приведены образцы концентраций света в порядках, содержащих линию H_α.

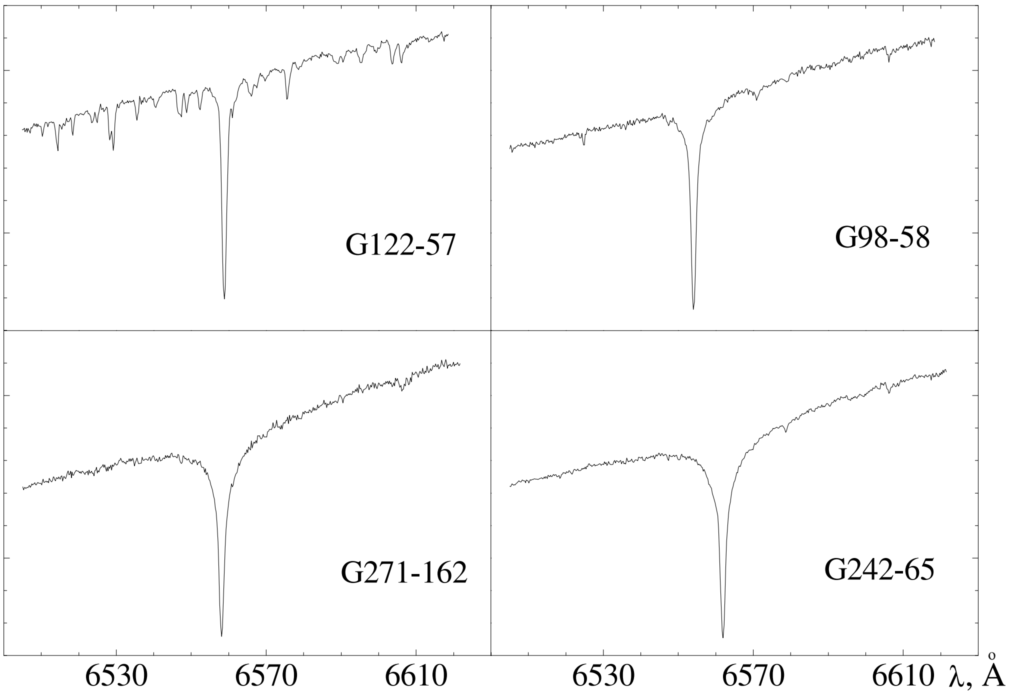

Рис. 2.18: Образцы спектров маломассивных звезд, полученных на ОЗСП БТА. Решетка с углом блеска 8°, I-й порядок, диапазон 6505-6620 ÅÅ. Матрица ПЗС 530x580 элементов.

Предпочтительным выходом является регистрация области H_α на спектрографах, работающих в низких спектральных порядках. На рис. 2.18 приведены образцы спектров маломассивных звезд, полученных автором на Основном звездном спектрографе с матрицей ПЗС 530x580 элементов. Видно, что характер концентрации света в I-м порядке позволяет более уверенно выделить штарковские крылья линии даже на малоформатной матрице.

Однако далеко не всегда имеется возможность выполнить дополнительные наблюдения субкарликов на ОЗСП с целью калибровки по эффективной температуре спектров, полученных на одном из эшелле спектрографов. Необходимо иметь такую возможность на телескопе меньшего диаметра. В САО эксплуатируется телескоп с диаметром зеркала 1 м (Романенко, 1999), оснащенный кассегреновским спектрографом. Этот спектрограф оснащен камерой Шмидта, переоборудованной под использование матрицы ПЗС (580x530 элементов) во внутреннем фокусе (Афанасьев и др., 1995). На рис. 2.19 приведены спектры субкарликов, полученных нами на указанном спектрографе. Видно, что характер концентрации света, обусловленный как свойствами решетки, так и эффектом центрального экранирования модулем светоприемника, встроенного в камеру, несколько хуже, чем в случае ОЗСП, что затрудняет использование спектров с UAGS для измерения крыльев водородных линий с необходимой точностью.

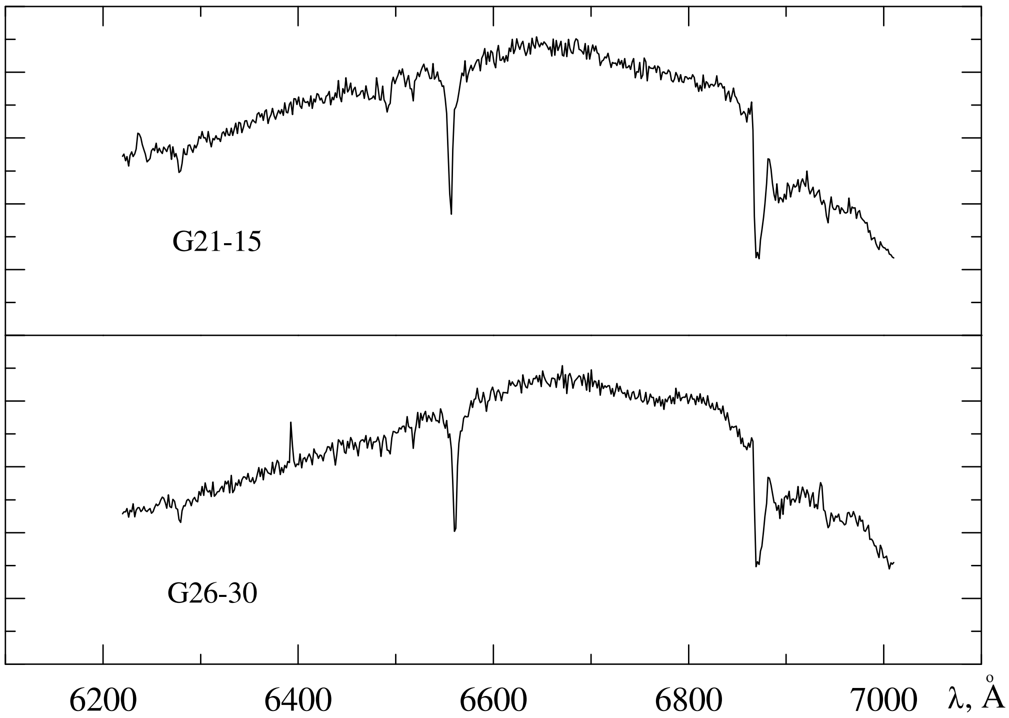

Рис. 2.19: Образцы спектров субкарликов, полученных на метровом телескопе со спектрографом UAGS. Решетка 1302 штр./мм, угол блеска – 17°, диапазон 6220-7010 ÅÅ. Матрица ПЗС 530х580 элементов, встроенная внутри камеры Шмидта.

Эффекты экранирования и виньетирования, подобные приведенному на рис. 2.19, можно существенно понизить, если в спектрографе умеренного разрешения использовать линзовую камеру. С целью поддержки спектроскопических программ, выполняемых на БТА, в Лаборатории спектроскопии звезд разработан и изготовлен кассегреновский спектрограф 1-метрового телескопа (http://www.sao.ru/~valenta/Cass.html). Фотометрические разрезы первых спектров, полученных на этом спектрографе, показали, что характер концентрации света в первом порядке с дифракционной решеткой 1200 штр/мм позволяет уверенно выделять протяженные крылья водородных линий.

В синей области спектров холодных звезд есть несколько деталей, чувствительных к металличности. Поэтому получение спектров среднего разрешения оказывается решающим и в задаче выделения малометалличных объектов. Дело в том, что предварительный поиск малометалличных звезд осуществляется по низкодисперсионным спектрам (получаемых на телескопах с предобъективной призмой (Бирс и др., 1985)). Наша практика показала, что далеко не всегда результаты такого выделения подтверждаются при наблюдениях с высоким спектральным разрешением на больших телескопах. Поэтому для повышения эффективности работы больших телескопов при решении задачи исследования малометалличных звезд необходимы наблюдения с промежуточным спектральным разрешением, выполняемые на телескопах среднего диаметра. Такие наблюдения планируем выполнять на указанном линзовом кассегреновском спектрографе 1-м телескопа.

Что касается совершенствования техники наблюдений малометалличных звезд на спектрографах фокуса Нэсмит-2 БТА, то здесь интересным представляется сочетание кварцевого эшелле спектрографа НЭС и Основного звездного спектрографа. Спектральный комплекс фокуса Нэсмит-2 разработан таким образом, чтобы существовала возможность одновременного выполнения наблюдений на двух спектрографах (Панчук и др., 1999в). С этой целью сконструирован узел светоделителей (разделителей пучка по спектральному составу). Наличие такого узла позволяет отправить на щель ОЗСП красный и инфракрасный диапазоны спектра, а ультрафиолетовую и синюю части зарегистрировать на спектрографе НЭС. Тогда на камере F = 604 мм можно будет регистрировать либо профиль H_α, либо ИК-триплет кислорода (с разрешением R = 6 500 и 15 000 соответственно), а на НЭС - диапазон 3500-5000 ÅÅ, с разрешением R = 60 000.

2.5 Техника измерения лучевых скоростей

В задаче исследования звезд разных типов населений существенную роль играет информация о лучевых скоростях объектов. С внедрением в спектроскопическую практику матриц ПЗС техника измерения лучевых скоростей претерпела значительные изменения. Выше уже оценивались возможности корреляционных методов измерения лучевых скоростей. Теперь приведем примеры нескольких технических решений, направленных на обеспечение той или иной точности определения лучевой скорости в заданное время экспозиции.

2.5.1 Обработка спектров методом 'от линии к линии'

Метод измерения положений линий в эшелле спектрах, ставший уже классическим, включает процедуру построения маски по спектру сравнения. Из-за того, что оптика канала спектра сравнения неидентична оптике звездного канала, всегда остается рассогласование этих каналов, состоящее в различном заполнении оптики спектрографа светом от звезды и светом от источника калибровки. Это рассогласование приводит к неточностям в построении дисперсионной кривой и к ошибкам определения длин волн в спектре звезды. Поэтому дисперсионную кривую можно построить и по солнечному спектру, получаемому либо от источника рассеянного света (сумеречное небо), либо от света, отраженного Луной или планетами и спутниками планет. Устранение систематических ошибок осуществляется привязкой лучевых скоростей, полученных по спектру звезды, к лучевым скоростям, полученным либо по деталям, формирующимся в атмосфере Земли (теллурические абсорбции и ионосферные эмиссии), либо по деталям, формирующимся в межзвездной среде (резонансные абсорбции атомов и ионов, резкие межзвездные полосы).

Классический способ учета нестабильностей спектрографа PFES состоит в позиционной привязке по двум экспозициям спектра сравнения, полученным до и после научной экспозиции, причем телескоп все время должен оставаться на координатах объекта. Привязка нуль-пункта выполняется по теллурическому спектру. Применяя такой прием, В.Г.Клочкова измерила лучевую скорость малометалличного субкарлика G 122-57. По 70 линиям металлов получено значение 42.94 км/сек с ошибкой среднего 0.12 км/сек и стандартным уклонением 1.03 км/сек (Панчук и Ермаков, 1999). Аналогичные измерения проводились для спектрографов Рысь и НЭС. По спектру α CMi, зарегистрированному на Рыси, по 282 линиям получено значение лучевой скорости $V_r = -3.18 \pm 0.08$ км/сек (Клочкова и др., 2001a). Для НЭС по измерению положений 229 линий в спектре α CMi и 111 линий в спектре α Boo получены, соответственно, значения $V_r = -3.230 \pm 0.020$ км/сек и $V_r = -5.43 \pm 0.066$ км/сек (Клочкова и др., 1999a).

2.5.2 Кросс-корреляционный метод на спектрографах с эшелле

В тех случаях, когда дифференциальные сдвиги различных групп линий незначительны, всю совокупность линий можно обработать кросс-корреляционным методом. Выигрыш метода был оценен на численной модели в первой главе. Поэтому здесь рассмотрим случай, когда шумы считывания становятся сравнимы с накопленным сигналом.

В основу кросс-корреляционного метода положено сравнение исследуемого спектра со спектром-образцом (template). Желательно, чтобы отношение сигнал/шум в спектре-образце было по возможности максимальным. Вторым требованием является реализация достаточного спектрального разрешения в обоих спектрах, отсюда следует преимущество работы в высоких порядках дифракционной решетки. Кросс-корреляционная техника измерения относительных сдвигов эмиссионных (торий+аргон) и абсорбционных (йодная ячейка) спектров применялась при исследовании позиционных нестабильностей эшелле спектрографов БТА, результаты опубликованы (Клочкова и др., 1999а). Здесь рассмотрим только особенности данного метода при использовании эшелле-спектрографов в задаче измерения лучевых скоростей.

Важной особенностью эшелле спектра является одинаковая величина сдвига линий, находящихся в разных спектральных порядках, при изменении лучевой скорости объекта. Действительно, произведение обратной линейной дисперсии D на номер порядка m, а также произведение центральной длины волны λ_c на номер порядка m, – являются инвариантами для данного спектрографа. На этом качестве основано действие одноканальных кросс-корреляционных измерителей лучевых скоростей (см., например, CORAVEL, Баранн и др., 1979; или Токовинин, 1987). К числу трудностей реализации упомянутого метода отнесем необходимость изготовления спектральной маски, являющейся элементом модулятора. Появление многоэлементных светоприемников позволяет обойти эту трудность, а заодно и необходимость применения механического модулятора (колеблющаяся плоскопараллельная пластинка, установленная за щелью, или установленная в фокальной плоскости спектральная маска, колеблющаяся в направлении дисперсии эшелле). К недостатку многоэлементных ПЗС можно отнести тот факт, что полезная информация отягощена шумами считывания, роль которых в суммарном сигнале возрастает при увеличении числа элементов, регистрирующих спектр. Чем больше мы регистрируем спектральных порядков, тем большее число элементов матрицы (пикселей) формирует шумовую компоненту. Поэтому естественным решением является отказ от элемента скрещенной дисперсии. Действительно, если величина сдвига спектральной линии не зависит от номера порядка, то эти линии незачем разводить пространственно поперек дисперсии эшелле. Напомним, что двумерное изображение эшелле спектра содержит искажения положений линий, обусловленные как особенностями комбинации "эшелле / элемент скрещенной дисперсии", так и ошибками поля камеры по второй координате. Итак, в предположении о равномерном распределении линий по спектру, обрабатывать n неразведенных порядков эшелле спектра эмиссионного объекта выгодней, чем один порядок, – точность измерения возрастает при этом в $\sqrt{n}$ раз. Важно подчеркнуть, что в полоску переналагающихся порядков попадут и те, которые при использовании элемента скрещенной дисперсии

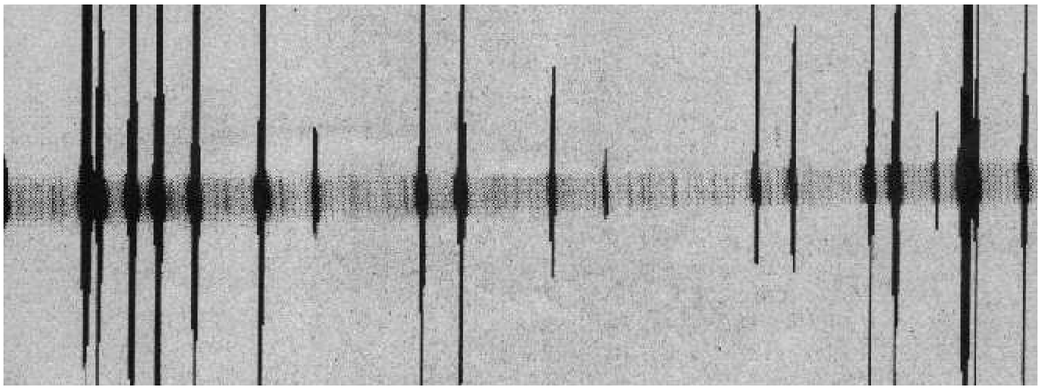

Рис. 2.20: Спектр Th+Ar с неразведенными порядками.

одновременно в эшелле кадр не попадают (из-за требований на высоту щели или из-за ограниченных размеров светоприемника и поля камеры).

Эти соображения были учтены при реконструкции многомодового светосильного эшелле спектрографа РЫСЬ (Панчук и др., 1999а). Кроме трех сменных решеток скрещенной дисперсии в оптическую схему может вводиться плоское зеркало, при этом эмиссионный спектр с неразведенными порядками выглядит подобно рис. 2.20. При считывании информации с такой полоски спектра роль шумов считывания снижается в $\sqrt{n}$ раз, где n – число эшелле порядков, попадающих в классический эшелле кадр за одну экспозицию. Если при этом используется эшелле 37.5 штр/мм, обеспечивающая (с данной матрицей ПЗС) практически полное перекрытие порядков для длин волн короче 6300 Å, то в суммарной полоске спектра присутствуют практически все эмиссионные линии.

В рамках выполняемой работы нас интересовал режим наблюдений с неразведенными порядками, применяемый к абсорбционным спектрам. Указанный выше выигрыш здесь не очевиден. В переналагающихся порядках абсорбционные линии суммируются как с линиями, так и с элементами непрерывного спектра из других порядков, поэтому контрастность перепадов интенсивности в суммарном спектре ниже, чем в любом отдельном эшелле порядке. Неравномерное распределение линий по длинам волн приводит к тому, что большие участки свободного от линий континуума из длинноволновых порядков могут "забивать" более информативные коротковолновые порядки. Этот эффект может оказаться особенно существенным при спектроскопии малометалличных звезд. Кроме того, в спектре любого объекта присутствуют молекулярные полосы теллурического происхождения, имеющие другое значение лучевой скорости. Поэтому ключевым моментом в использовании предлагаемого метода является выбор

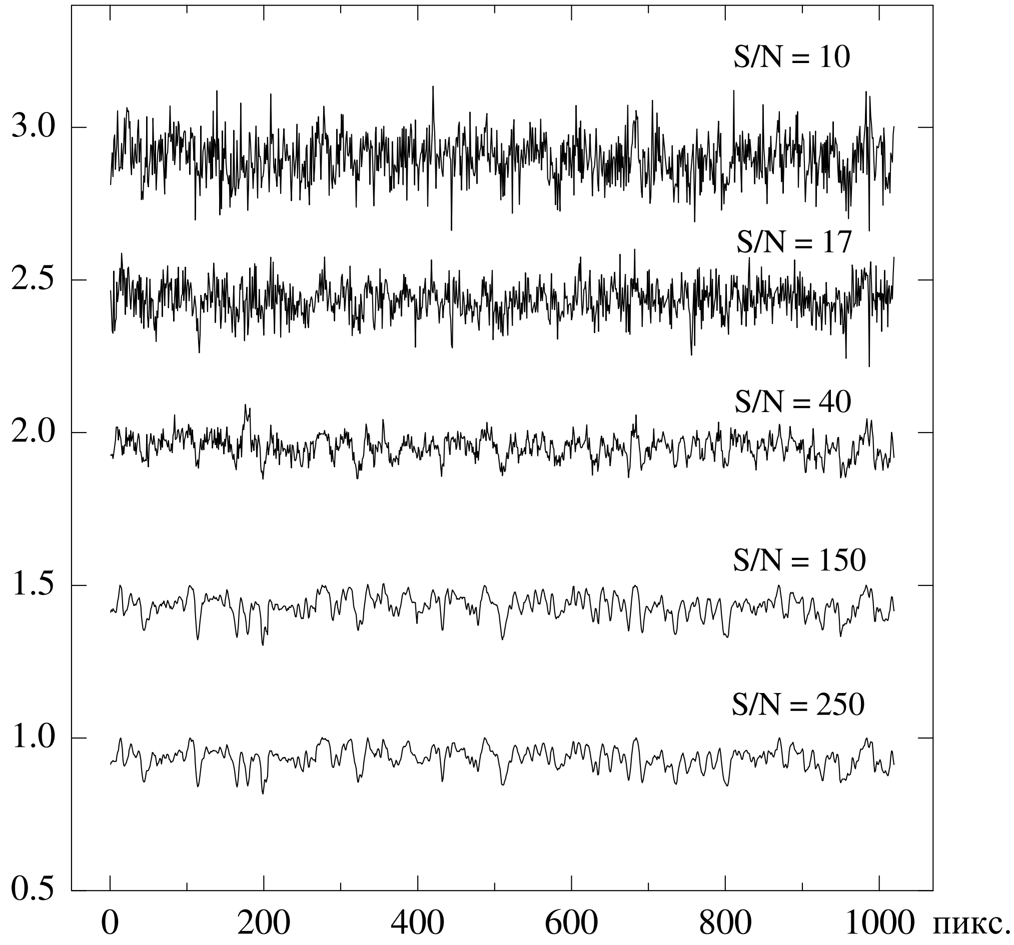

Рис. 2.21: Фотометрические разрезы спектров субгиганта, полученных на спектрографе РЫСЬ с эшелле 75 штр/мм без решетки скрещенной дисперсии. Указаны значения S/N.

светофильтра. Этот светофильтр должен: а) обрезать участки спектра с теллурическими деталями, б) плавно снижать вклад от длинноволновых порядков, содержащих небольшое число абсорбционных деталей. Экспериментально выбран светофильтр СЗС21.

На рис. 2.21 приведены разрезы суммарного эшелле спектра холодного субгиганта, полученные с разными отношениями S/N. Вся процедура получения спектров заняла 15 минут, так что обнаруженными в работе Клочковой и др. (1999а) нестабильностями светоприемника можно пренебречь. Спектры были обработаны кросс-корреляционным методом относительно спектра с максимальным S/N.

Ошибка определения положения максимума кросс-корреляционной функции составляет 0.067, 0.46, 0.63 и 0.74 пикселя, или 0.3, 2.0, 2.8 и 3.3 км/сек, для суммарных спектров с S/N 150, 40, 17 и 10 соответственно. Таким образом показана принципиальная возможность измерения лучевых скоростей в абсорбционных эшелле спектрах с неразведенными порядками. Преимущества нового метода перед классическими измерениями состоит в увеличении проницающей способности: а) за счет исключения потерь на решетке скрещенной дисперсии, б) за счет использования спектральных порядков, не попадающих в эшелле кадр, в) за счет снижения роли шумов считывания. Метод перспективен для массовых измерений лучевых скоростей слабых звезд ($m_v = 14 - 15$) с точностями 1-2 км/сек.

Реализованный метод перспективен, в т.ч. и в режиме многообъектной спектроскопии, когда в многообъектном спектрографе вместо решетки, работающей в одном из низких порядков, устанавливается эшелле. Факторами, ограничивающими точность определения лучевой скорости в данном конкретном варианте наблюдений, являются: а) низкий уровень "косметики" использованного экземпляра ПЗС, б) нестабильности положения светоприемника относительно фланца криостата.

В целом приходим к выводу, что результаты экспериментов подтверждают результаты численного моделирования (Ермаков и Панчук, 1996). Рассмотрим теперь преимущества метода. Во-первых, замена решетки скрещенной дисперсии на зеркало обеспечивает выигрыш по свету не менее, чем на 20% (при замене решетки, имеющей максимум концентрации 80%). Во-вторых, при неразведенных порядках на полоску суммарного спектра попадают и те порядки, которые в обычной эшелле-моде не перехватываются светоприемником. В-третьих, роль шумов считывания снижается в корень квадратный из числа порядков. В-четвертых, устраняются ошибки, связанные с присущим для схемы спектрографа Рысь переменным (по кадру) наклоном линий к оси порядка (в неразведенных порядках наклон линий незначителен и постоянный). Итак, показана возможность и целесообразность применения кросс-корреляционного метода для измерения лучевых скоростей по абсорбционным спектрам в варианте наблюдений с неразведенными эшелле порядками.

2.5.3 Методы одновременной позиционной калибровки

Как методу измерения положений отдельных линий, так и кросс-корреляционному методу – присущи два главных недостатка. Первым является неодновременность регистрации спектра сравнения и спектра звезды. Как показали результаты позиционного исследования спектрографов, за время между центрами соседних экспозиций этих спектров происходят достаточно заметные смещения положений линий. Вторым недостатком является неопределенность положения оптического центра звезды относительно щечек щели (границ деккера). Здесь проявляются два эффекта. Во-первых, при работе без компенсатора атмосферной дисперсии оптические центры изображения звезды разнесены эффектом атмосферной дисперсии, и геометрические центры линий в красном и синем диапазонах будут разнесены по длине волны на величину, зависящую от зенитного расстояния и ориентации вектора атмосферной дисперсии относительно щели спектрографа. Это снижает точность определения лучевой скорости, средней по всем линиям. Во-вторых, при регистрации спектров ярких звезд – стандартов лучевых скоростей, разность положений оптического центра звезды в течение короткой экспозиции практически не успевает измениться, тогда как при длительных экспозициях исследуемых звезд такая разность успевает осредниться за счет неточностей процесса гидирования и большого количества колебаний положений звезды, вызванных особенностями системы управления телескопом. Этот эффект, известный еще со времен спектроскопических наблюдений с фотографической регистрацией, приводит к тому, что лучевые скорости исследуемых звезд определялись с точностью более высокой, чем точность определения лучевых скоростей звезд – стандартов (Клочкова, 1995б). Кроме этих двух общих недостатков, существуют и другие, связанные с конструктивными особенностями различных спектрографов. Например, схема засветки деккера эшелле спектрографа PFES через гибкий оптоволоконный жгут, идущий от источника спектра сравнения, создает условия заполнения коллиматора, принципиально отличающиеся от условий заполнения светом звезды (см. ниже результаты исследования оптоволокна).

В определенной мере эти недостатки снижаются методами, обеспечивающими или идентичность или одновременность засветки апертуры спектрографа спектром калибровки и спектром исследуемой звезды, или выполнение обоих условий. Здесь рассмотрим только два перспективных метода – метод абсорбционной ячейки, установленной между телескопом и спектрографом, и метод оптоволоконного сочетания телескопа и спектрографа.

Абсорбционная ячейка

Основными недостатками классического способа привязки положений линий исследуемого спектра к спектру репера являются: а) неодинаковое заполнение оптики спектрографа реперным излучением и исследуемым потоком, б) неодновременная регистрация реперного и исследуемого спектров, в) переменное (во времени) положение звезды на щели и постоянное – реперных изображений, г) переменная интенсивность сигнала от исследуемого спектра, обусловленная неточностями гидирования и переменными атмосферными условиями в течение экспозиции. Последнее не позволяет точно определить "центр тяжести" экспозиции во времени, на который интерполируются измерения реперных спектров, полученных до и после основной экспозиции, и для которого вычисляется гелиоцентрическая поправка. Для устранения большинства перечисленных недостатков Гриффины (1973) предложили и использовали метод привязки исследуемого спектра к теллурическому, который формируется практически при тех же условиях, что и спектр звезды. Недостатками этого метода являются: а) изменение вида теллурического спектра от зенитного расстояния и количества осажденной воды на луче зрения (если используются линии водяного пара), б) наличие движений в различных слоях земной атмосферы, в) необходимость привязки исследуемого спектра (в основном, диапазон 4000-5000 Å) к теллурическим полосам, занимающими ближний ИК-диапазон. Естественным развитием метода теллурического спектра является замена последнего на более стабильный абсорбционный спектр, формирующийся в звездном канале непосредственно перед спектрографом. С этой целью Кэмпбелл и Уокер (1978) использовали ячейку, заполненную парами HF. Для возбуждения уровней молекулы HF требуется температура около 100^o градусов, что было трудно совместить с обычными требованиями однородности температуры в тракте "телескоп-спектрограф". Кроме того, использовался химический реагент, опасный для здоровья наблюдателя (в случае разрушения ячейки). Поэтому настоящая жизнь метода абсорбционной ячейки началась после замены паров плавиковой кислоты на пары молекулы йода (Либбрехт, 1988). В цилиндрическую колбу, откачанную до известного давления, помещено несколько кристалликов йода. При подогреве колбы до температуры возгонки йода (около 50^{o}C) образуются пары, формирующие абсорбционный спектр. Ячейка устанавливается в предщелевой части спектрографа, торцы цилиндра являются оптическими окнами.

С 1995 года данный метод эпизодически применяется на БТА (Панчук и др., 1998б). Первый образец абсорбционной ячейки был снабжен двойными оптическими окнами (в каждом из торцов цилиндра помещены по два оптических стекла, между которыми создан вакуум). В 1998 году были выполнены первые плановые наблюдения с ячейкой на эшелле спектрографе НЭС (Мкртичян и др., 1999). Затем от двойных оптических окон мы

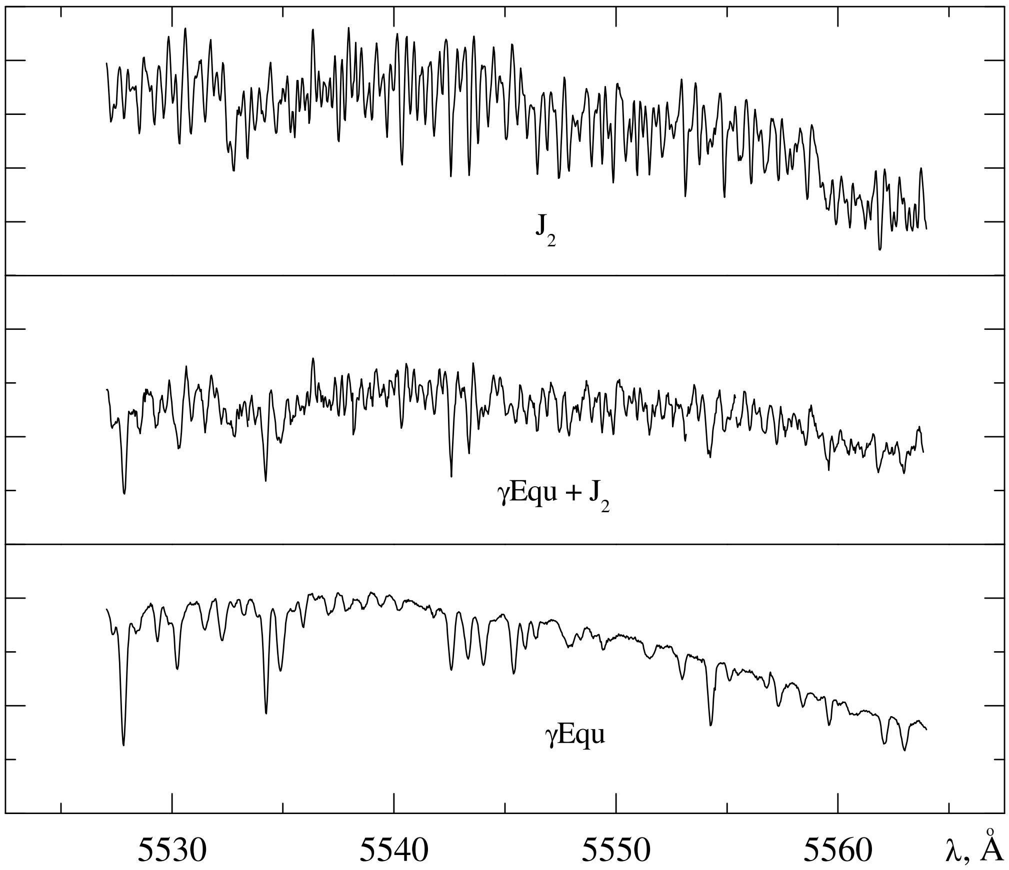

Рис. 2.22: Спектр звезды γ Equ, полученный на НЭС с йодной ячейкой. Дополнительно приведены "чистый" спектр звезды и "чистый" спектр йода.

отказались. Второй экземпляр ячейки, изготовленный под руководством Д.Е. Мкртичяна в Астрономической обсерватории Одесского Национального Университета, содержал только по одному оптическому окну на торцах, диаметр окон был увеличен, и, с целью увеличения глубин абсорбционных линий, было увеличено давление паров йода.

В 2001 году йодная ячейка была испытана на спектрографе НЭС, оснащенном новым светоприемником - матрицей ПЗС 2048x2048 элементов.

Исследования, проведенные с йодной ячейкой, показали, что выход ячейки на рабочий режим происходит за 30 минут после начала ее прогрева. Получаемые затем спектры показывают высокую стабильность спектра молекулы J_2 в течение многих часов.

На рис. 2.22 приведены фотометрические разрезы одного из эшелле порядков спектра звезда γ Equ, полученного в результате выполнения программы астеросейсмологических наблюдений быстроосциллирующих пекулярных звезд (Мкртичян и др., 1999). Кроме наблюдений спектра звезды через ячейку, были получены "чистый" спектр звезды (без ячейки) и "чистый" спектр йода (т.е. спектр источника непрерывного излучения, прошедшего через йодную ячейку).

Определение доплеровского сдвига состоит из следующих этапов (Панчук и др., 1998б). На фотометрический разрез эшелле порядка спектра звезды в качестве фильтра накладывается кривая пропускания йодной ячейки, при этом сдвиг лабораторных длин волн спектра молекулы йода и линий в спектре звезды равен нулю. Этот полуэмпирический синтетический спектр сравнивается с фотометрическим разрезом такого же порядка, выделенного из эшелле изображения спектра, полученного от звезды через абсорбционную ячейку. Затем вычисляется кросс-корреляционная функция полуэмпирического синтетического спектра и спектра, наблюденного через ячейку. Второй полуэмпирический синтетический спектр получается так же, как и первый, но в положениях шкал длин волн спектра йода и спектра звезды задается небольшой сдвиг, соответствующий доплеровской разности лучевых скоростей в 1 м/сек. Снова вычисляется кросс-корреляционная функция полуэмпирического синтетического спектра и спектра, наблюденного через ячейку. Процедура повторяется неоднократно, в результате чего определяется величина доплеровского сдвига между спектром звезды и спектром йода, соответствующая максимальному подобию полуэмпирического синтетического спектра и наблюденного спектра. Затем вычислительный цикл повторяется для следующего порядка эшелле спектра. Если через ячейку получено несколько спектров звезды, то доплеровские сдвиги, вычисленные указанным образом для каждого спектра, следует каждый раз исправить за различие в гелиоцентрической поправке лучевой скорости, возникающее за время между центрами тяжести указанных экспозиций.

Следует отметить, что данный метод основан на предположении, что в результате нерадиальных пульсаций звезды все линии, формирующиеся от видимой полусферы звезды, имеют один и тот же сдвиг. В случае пекулярных звезд, где определенные поверхностные зоны пульсаций могут совпадать или не совпадать с пятнами поверхностной концентрации различных химических элементов, разные линии могут иметь разную величину сдвига. В таком случае необходимо применять кросс-корреляционный метод не для всей длины эшелле порядка, а для отдельных участков, содержащих линии избранных элементов. В этом одно из преимуществ данного метода по отношению к методам механической модуляции спектра. Детальное рассмотрение процедур редукции абсорбционных спектров и анализа результатов наблюдений выходит за рамки данной работы.

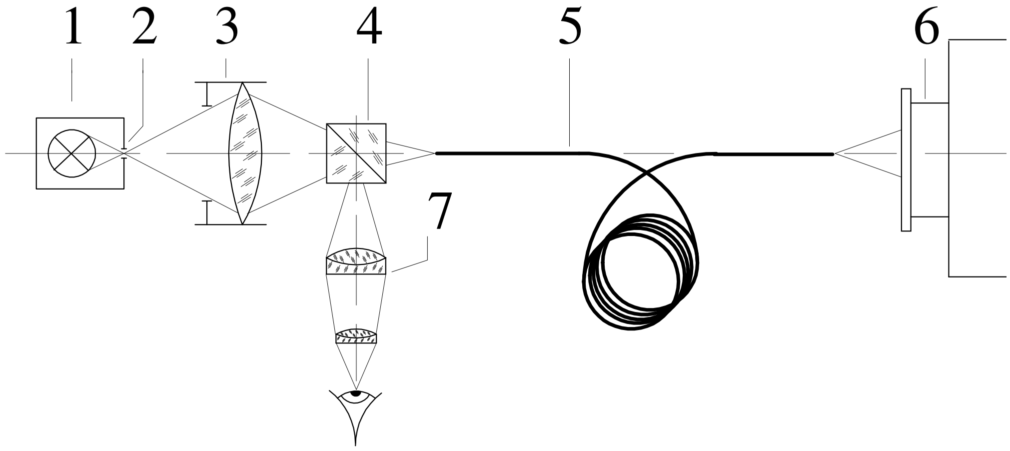

Рис. 2.23: Оптическая схема установки исследования длинного оптоволокна. Обозначения: 1 – источник света, 2 – диафрагма, 3 – объектив с апертурной диафрагмой, 4 – куб-светоделитель, 5 – оптоволокно, 6 – криостат с матрицей ПЗС, 7 – микроскоп.

Итак, на БТА испытаны две модели абсорбционной йодной ячейки и обеспечено выполнение программы астеросейсмологического мониторинга быстроосциллирующих Ар-звезд. Следует подчеркнуть, что данный метод может оказаться неэффективным для сверхточных измерений лучевых скоростей по спектрам звезд с большим дефицитом металлов (когда в области, где наблюдаются основные полосы молекулы йода, практически не содержится линий спектра звезды).

Оптоволоконное сочетание телескопа и спектрографа

Кардинальным способом исключения ошибок определения лучевой скорости, связанных с переменным положением оптического центра звезды на входной щели, является оптоволоконное сочетание телескопа и спектрографа. При распространении излучения по оптическому волокну происходит почти полное перемешивание радиального и азимутального распределений интенсивности на входе. Известны схемы, в которых на вход эшелле спектрографа парой волокон одновременно подаются излучение звезды и излучение источника калибровки (ELODIE, CORALIE, FEROS и др.). Сегодня более половины телескопов, на которых выполняются программы высокоточного определения лучевых скоростей, имеют оптоволоконное сочетание со спектрографом. В отдельных случаях применяется метод периодической перекоммутации "звездного" и "реперного" волокон.

Что касается БТА, то большой масштаб изображения звезды и колебания конструкции телескопа затрудняют внедрение техники оптоволоконного сочетания в методы спектроскопии высокого разрешения. Соответствующие

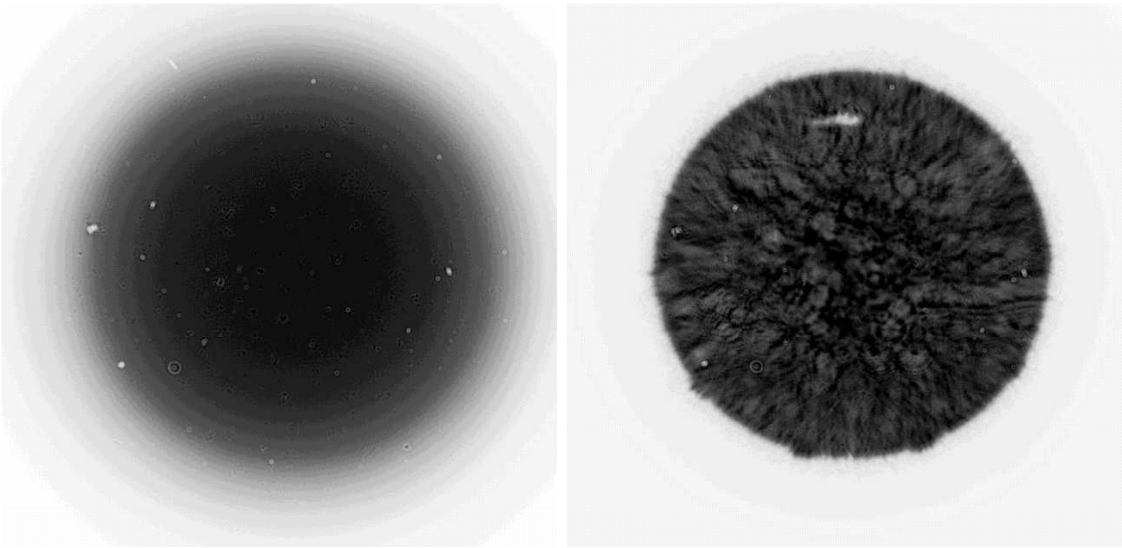

Рис. 2.24: Изображения апертурной диафрагмы, полученные через волокно (слева) и без волокна (справа).

оценочные расчеты можно найти в работе Клочковой и др. (2001б). Второй проблемой является большая длина оптоволокна, необходимого для передачи излучения из первичного фокуса БТА в помещение, где планируется установка спектрографа высокого разрешения. Изучение свойств длинных волокон мы выполняли совместно с В.Л. Афанасьевым, Е.Е. Герасименко и В.Е.Панчуком в рамках темы "Повышение эффективности спектральных наблюдений на БТА", с целью исследования возможностей оснащения БТА оптоволоконным спектрографом высокого разрешения (R = 100 000). Были выполнены эксперименты, представление о которых дано ниже.

На рис. 2.23 приведена схема установки для исследования радиального и азимутального распределения излучения на выходе оптоволокна. Апертурная диафрагма на входе осветителя позволяет изменять основной параметр эксперимента – относительное отверстие пучка на входе волокна.

Для оценки потерь на длинном волокне проводилось две группы измерений – по схеме, указанной на рис. 2.23 и по такой же схеме, но без волокна. На рис. 2.24 приведен пример изображений апертурной диафрагмы, полученных через волокно (слева) и без волокна (справа).

На рис. 2.25 приведены примеры радиальных распределений интенсивности на выходе волокна, в функции относительного отверстия на входе. Радиальные распределения показали, что в центральном конусе излучения на выходе волокна содержится значительное количество света, поэтому дальнейшие потери излучения на центральном экранировании зеркально-линзовых камер спектрографов высокого разрешения БТА будут выше, чем

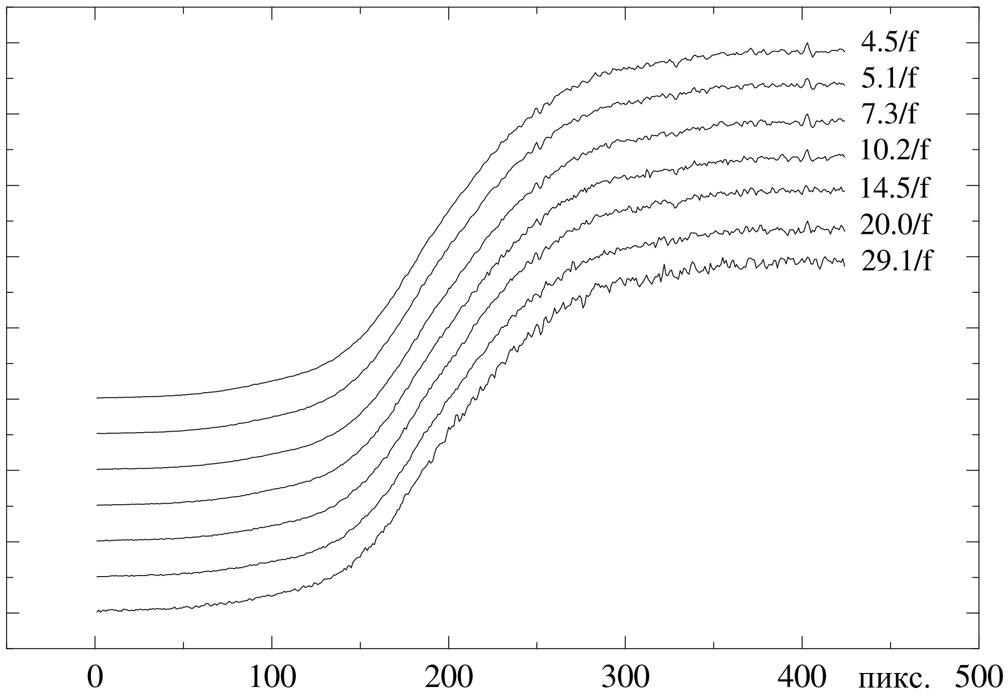

Рис. 2.25: Радиальные распределения интенсивности на выходе волокна в функции относительного отверстия на входе.

при их использовании "напрямую", без оптоволокна. Поэтому практика создания оптоволоконных спектрографов исключает оптические схемы с центральным экранированием.

2.6 Выводы

В рамках простой модели измерения эквивалентных ширин рассмотрен вопрос информативности спектров и оптимизации наблюдений. Обоснован переход на системы с повышенным спектральным разрешением по мере появления низкошумящих крупноформатных приборов зарядовой связи.

Описана конструкция эшелле спектрографа первичного фокуса (PFES), на котором получена значительная часть спектров слабых звезд программы исследования химического состава атмосфер маломассивных звезд, и приведены результаты исследования позиционных и фотометрических характеристик прибора. Приведены образцы спектров, позволяющие планировать использование прибора в широком круге астрофизических программ.

В рамках задач спектроскопии холодных маломассивных звезд рассмотрены некоторые характеристики спектрографов фокуса Нэсмит-2. Выполнены работы по освоению диапазона 3400-4500 ÅÅ в задачах спектроскопии с разрешением R $>$ 60 000 (комбинация НЭС с тонкой крупноформатной матрицей ПЗС). Проанализирована возможность использования спектрографов, работающих в низких порядках дифракции, в задаче калибровки эффективных температур холодных звезд по крыльям линий водорода.

На примере использования конкретных приборов рассмотрены методы определения лучевых скоростей. Оцениваются преимущества кросскорреляционных методов в применении к эшелле спектрам с неразведенными порядками. Сообщается о работах по становлению на БТА двух основных методов одновременной позиционной калибровки: а) абсорбционная ячейка, б) оптоволоконное сочетание телескопа и спектрографа.

Глава 3

Спектры холодных звезд разных типов

Первый этап применения приборов с зарядовой связью (ПЗС) в астрономической спектроскопии определялся преимущественно наблюдениями в красном диапазоне спектра (применение "толстых" приборов). Сразу обнаружилось, что весь опыт классификации и стандартизации звездных спектров в фотографической (преимущественно синей) области спектра неприменим, необходимы новые наблюдения по созданию спектроскопических стандартов в красном диапазоне. Применение матриц ПЗС в классических спектрографах фокуса Кудэ серьезно ограничивало длину одновременно регистрируемого спектрального интервала, поэтому работа по созданию атласов спектров стала возможной только после появления эшелле-спектрографов с матрицами ПЗС.

На эшелле-спектрографах 6-м телескопа САО РАН выполняются, в числе других, программы исследования звезд на продвинутых стадиях эволюции (Клочкова, 1995в) и непроэволюционировавших звезд гало (Клочкова и Панчук, 1995; Ермаков и Клочкова, 1998; Клочкова и др., 1999б; Панчук и др., 2002в). В процессе выполнения этих программ неоднократно возникала необходимость получения спектров звезд сравнения как для дифференциальных определений химического состава, так и для выявления эффектов быстрой эволюции спектров. Значительная часть наблюдательных программ других авторов, которые систематически выполняются на спектрографах 6-м телескопа, также требует наблюдений стандартных звезд. Не всегда такие наблюдения удается выполнить в официально отведенные для этого ночи. С другой стороны, не всегда по метеоусловиям данной ночи удается выполнять основную наблюдательную программу, и, чтобы подготовленная к наблюдениям аппаратура не простаивала, можно наблюдать более яркие звезды.

Создание новой аппаратуры не только позволяет в значительной мере расширить наблюдательные возможности и повысить качество получаемого наблюдательного материала, но также зачастую требует и освоения новых методов анализа получаемого материала. Новый кварцевый эшелле-спектрограф высокого разрешения НЭС, оснащенный "синей" матрицей (Uppsala CCD), позволяет получать спектральный материал с существенно более высоким спектральным разрешением, работая и в коротковолновой (вплоть до 3500 Å) области спектрального диапазона, недоступного ранее. Увеличение спектрального разрешения в 3-4 раза (до 45000-60000) по сравнению с реализованным ранее на спектрографах БТА, приводит к двум эффектам: во-первых, часть линий, которые ранее не измерялись из-за блендирования, теперь разделяются на отдельные компоненты; во-вторых, доступными для измерений становятся очень слабые линии (вплоть до 1 mÅ). Переход в УФ область спектра также приводит к необходимости создания новых списков атомных линий, адаптированных под те или иные задачи.

Для целого ряда программ, выполняемых на БТА, переход в УФ область с высоким разрешением является критически важным. К таким программам относится в том числе и задача определения химического состава атмосфер звезд с дефицитом металлов.

Опыт составления атласов спектров избранных объектов по наблюдениям на эшелле-спектрографах 6-м телескопа (Ченцов и др., 1997, 1999, 2001, 2002) также является основанием для создания атласа спектров ярких звезд по наблюдениям на 6-м телескопе.

Специфика наблюдений с высоким спектральным разрешением на эшелле-спектрографах больших телескопов состоит прежде всего в том, что на матрице ПЗС небольших размеров невозможно одновременно разместить весь спектральный интервал, определяемый кривой чувствительности светоприемника. Факторами, ограничивающими число одновременно регистрируемых порядков, являются: а) линейный масштаб звездных изображений, определяющий долю площади светоприемника, отводимой для одного эшелле-порядка; б) расстояние между соседними порядками, определяемое, в основном, требованиями к уровню рассеянного света в спектрографе. Поэтому спектр высокого разрешения регистрируется по частям. При выполнении различных программ внимание уделяется различным спектральным диапазонам, и в таком режиме наблюдений трудно накопить однородный спектральный материал, необходимый для составления атласа спектров нескольких десятков объектов. Итак, без официального выделения наблюдательного времени, работа по набору наблюдательного материала, необходимого для составления атласа звездных спектров, растягивается на годы.

3.1 Атлас спектров F и G звезд в диапазоне 4540-6620 ÅÅ

Значительную часть наблюдений слабых звезд с высоким спектральным разрешением мы выполняем на эшелле спектрографе первичного фокуса PFES (Панчук и др., 1998а; Панчук и Ермаков, 1999). К настоящему времени на PFES получено несколько сотен эшелле-спектров звезд различных температур и светимостей, длина одновременно регистрируемого диапазона составляет около 2500 Å. Поэтому составление атласа звездных спектров по спектрограммам, полученным на этом спектрографе, представляется актуальным.

Таблица 3.1: Список звезд, спектры которых приведены в атласе. Спектральные классы и скорости вращения взяты из базы данных SIMBAD.

Star	HR	MK	V sin i, km/s
γ Vir	4825	F0V	30
ϕ Cas	382	F0Ia	27
σ Boo	5447	F2V	3
41 Cyg	7834	F5Iab	13
τ Boo	5185	F6IV	14
γ Ser	5933	F6IV	8
α UMi	424	F7:Ib-IIvar	17
99 Her	6775	F7V	3
θ Boo	5404	F7V	34
γ Cyg	7796	F8Iab	20
o Aql	7560	F8V	<6
HD 176051	7662	F9V	4
β Cam	1603	GIIb-II	19
η Boo	5235	G0IV	13
β CVn	4785	G0V	<3
α Sge	7479	G1II	0
24 Cep	8468	G7II-III	<19
μ Peg	8684	G8III	7
β Aql	7602	G8IV	<16
ξ Boo	5544	G8V	3

Таблица 3.2: Список звезд разной металличности, фрагменты спектров которых приведены на рис. 3.4.

Star	MK	[Fe/H]
HD176051	F9V	0.0
G27-44	F8	-0.8
G188-22	F8	-1.2
BD+36 2165	G0	-1.5
BD-15 2546	F6	-1.8
G201-5	F6	-2.0
HD140283	F3	-2.3

Большая часть объектов нашей программы имеет температуры, соответствующие спектральным классам F и G двумерной спектральной классификации, поэтому в этом атласе представлены звезды, имеющие спектральные классы F и G.

Список звезд, включенных в опубликованную часть атласа, приведен в табл. 3.1 и 3.2. Информация заимствована, в основном, из каталога BS (Хоффлейт и Уоррен, 1991). Атлас опубликован (Клочкова и др., 2001в) и доступен в электронной форме (www.sao.ru/~ valenta/Lss.html). Каждый спектральный порядок изображен на двух страницах атласа, по 10 звезд на странице. На рис. 3.1 а, б в качестве примера приведен один эшелле-порядок (m=48) атласа, где отмечены спектральные классы и значения проекции скорости осевого вращения. Относительный сдвиг спектров по ординате составляет 0.75 в единицах остаточной интенсивности. Порядок следования объектов в атласе такой же, как и в табл. 3.1. Для ориентировки на каждом спектральном порядке отмечено несколько линий, информация о которых содержится в табл. 3.3 (параметры линий были взяты из базы данных VALD (Пискунов и др., 1995; Купка и др., 1999; Рябчикова и др., 1999)).

Большинство звезд из табл. 3.1 исследовано методом моделей атмосфер (Керель и др., 2001). Поэтому публикуемый материал в основном пригоден для уточнения спектральных критериев температуры, ускорения силы тяжести и металличности (см., например, Клочкова и Топильская, 1996). С привлечением энергетической привязки (восстанавливающей отношение потоков между спектральными порядками), атлас может быть пригоден и для расчета интегральных спектров звездных систем.

Таблица 3.3: Список линий различных элементов, отмеченных в атласе. Обозначения: λ – длина волны в Å, El/Ion – элемент и стадия ионизации, gf – сила осциллятора, EP_{low} – энергия возбуждения нижнего уровня в электронвольтах.

λ, Å	El/Ion	log gf	EP_{low}	λ, Å	El/Ion	log gf	EP_{low}
4549.617	Ti II	-0.220	1.584	5526.790	Sc II	0.024	1.768
4629.339	Fe II	-2.330	2.807	5528.405	Mg I	-0.620	4.346
4654.605	Fe I	-1.077	3.602	5569.618	Fe I	-0.486	3.417
4691.412	Fe I	-1.523	2.990	5572.842	Fe I	-0.275	3.396
4702.991	Mg I	-0.666	4.346	5576.089	Fe I	-1.000	3.430
4731.470	Fe II	-3.518	10.737	5588.749	Ca I	0.313	2.526
4779.985	Ti II	-1.260	2.048	5590.114	Ca I	-0.596	2.521
4805.085	Ti II	-0.960	2.061	5594.462	Ca I	0.051	2.523
4810.528	Zn I	-0.137	4.078	5598.480	Ca I	-0.134	2.521
4825.478	Nd II	-0.776	0.182	5601.277	Ca I	-0.552	2.52
4836.213	Cr II	-2.008	10.505	5645.613	Si I	-2.140	4.930
4861.323	H I	-0.020	10.199	5669.042	Sc II	-1.200	1.500
4883.684	Y II	0.070	1.084	5682.633	Na I	-0.700	2.102
4900.120	Y II	-0.090	1.033	5688.205	Na I	-0.450	2.104
4923.927	Fe II	-1.320	2.891	5715.066	Ni I	-0.352	4.088
4934.076	Ba II	-0.150	0.000	5772.146	Si I	-1.750	5.082
4966.089	Fe I	-0.871	3.332	5816.061	Fe I	-2.300	4.294
4980.166	Ni I	0.070	3.606	5853.668	Ba II	-1.000	0.604
5018.440	Fe II	-1.220	2.891	5857.451	Ca I	0.257	2.933
5031.021	Sc II	-0.400	1.357	5889.951	Na I	0.117	0.000
5074.748	Fe I	-0.200	4.220	5895.924	Na I	-0.184	0.000
5087.416	Y II	-0.170	1.084	5991.376	Fe II	-3.540	3.153
5092.794	Nd II	-0.609	0.380	6013.513	Mn I	-0.251	3.072
5112.297	Zr II	-0.590	1.665	6016.673	Mn I	-0.216	3.073
5129.152	Ti II	-1.300	1.892	6021.819	Mn I	0.034	3.075
5169.033	Fe II	-1.303	2.891	6039.722	V I	-0.650	1.064
5167.321	Mg I	-1.030	2.709	6046.027	S I	-1.030	7.868
5172.684	Mg I	-0.402	2.712	6052.674	S I	-0.740	7.870
5183.604	Mg I	-0.180	2.717	6084.111	Fe II	-3.780	3.199
5200.406	Y II	-0.570	0.992	6122.217	Ca I	-0.386	1.886
5237.329	Cr II	-0.582	10.760	6141.713	Ba II	-0.076	0.704
5239.813	Sc II	-0.765	1.455	6162.173	Ca I	-0.167	1.899
5276.002	Fe II	-1.940	3.199	6191.558	Fe I	-1.417	2.433
5281.790	Fe I	-0.834	3.038	6252.555	Fe I	-1.687	2.404
5324.179	Fe I	-0.103	3.211	6254.258	Fe I	-2.443	2.279
5325.553	Fe II	-3.120	3.221	6256.361	Fe I	-2.408	2.453
5336.771	Ti II	-1.630	1.582	6347.109	Si II	0.297	8.121
5367.467	Fe I	0.443	4.415	6371.371	Si II	-0.003	8.121
5407.604	Cr II	-2.151	3.827	6416.919	Fe II	-2.650	3.892
5414.073	Fe II	-3.540	3.221	6432.680	Fe II	-1.059	10.930
5425.257	Fe II	-3.160	3.199	6439.075	Ca I	0.394	2.526
5449.223	Nd II	-0.829	1.264	6496.897	Ba II	-0.377	0.604
5468.371	Ce II	-0.390	1.402	6562.797	H I	0.710	10.199
5509.895	Y II	-1.010	0.992	6604.601	Sc II	-1.309	1.357

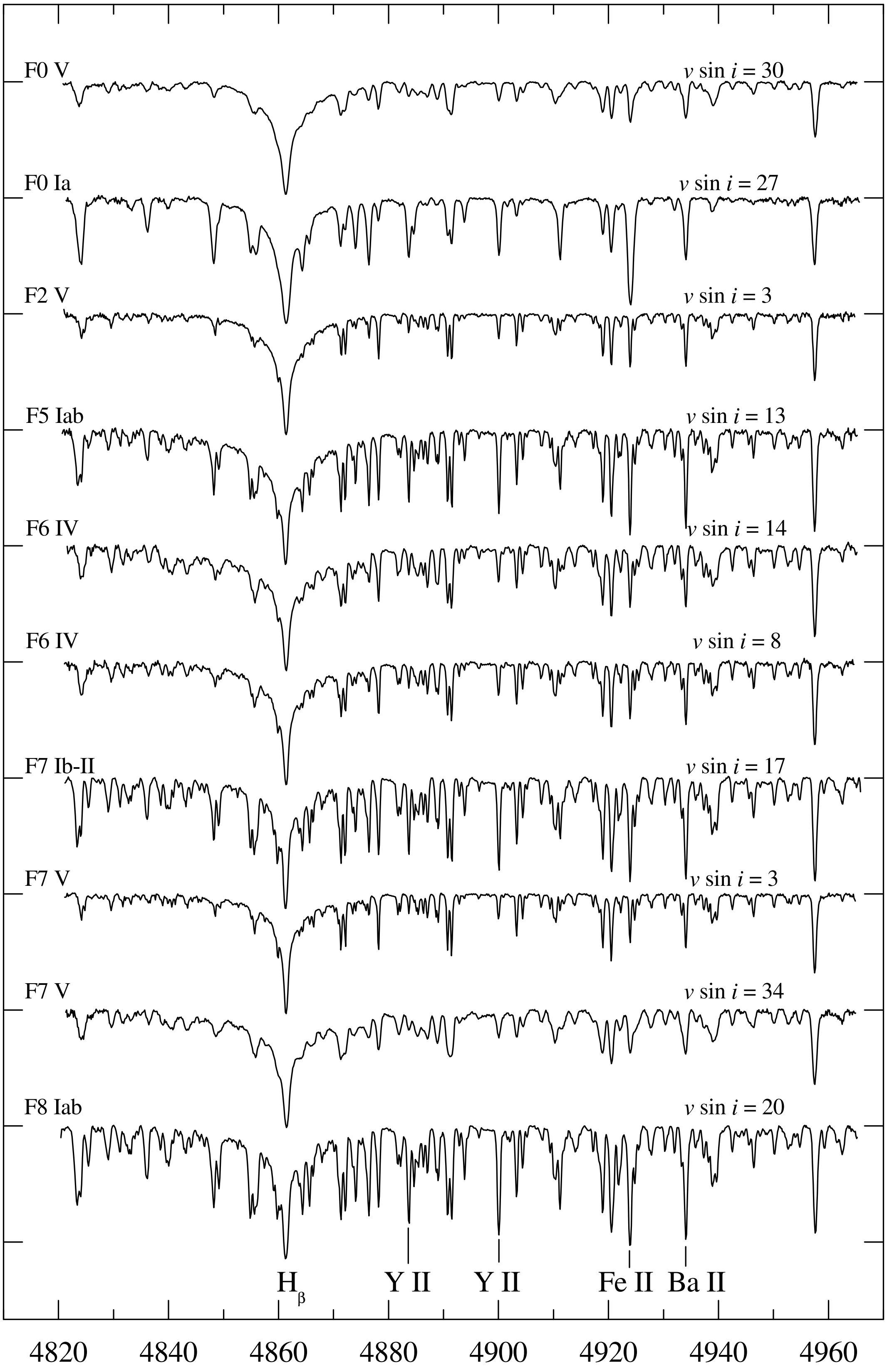

Рис. 3.1: (a) – Эшелле-порядок m=48 спектров первой половины звезд из табл. 3.1. Указаны спектральный класс и значение проекции скорости осевого вращения, а также отмечены некоторые линии, информация о которых приведена в табл. 3.3.

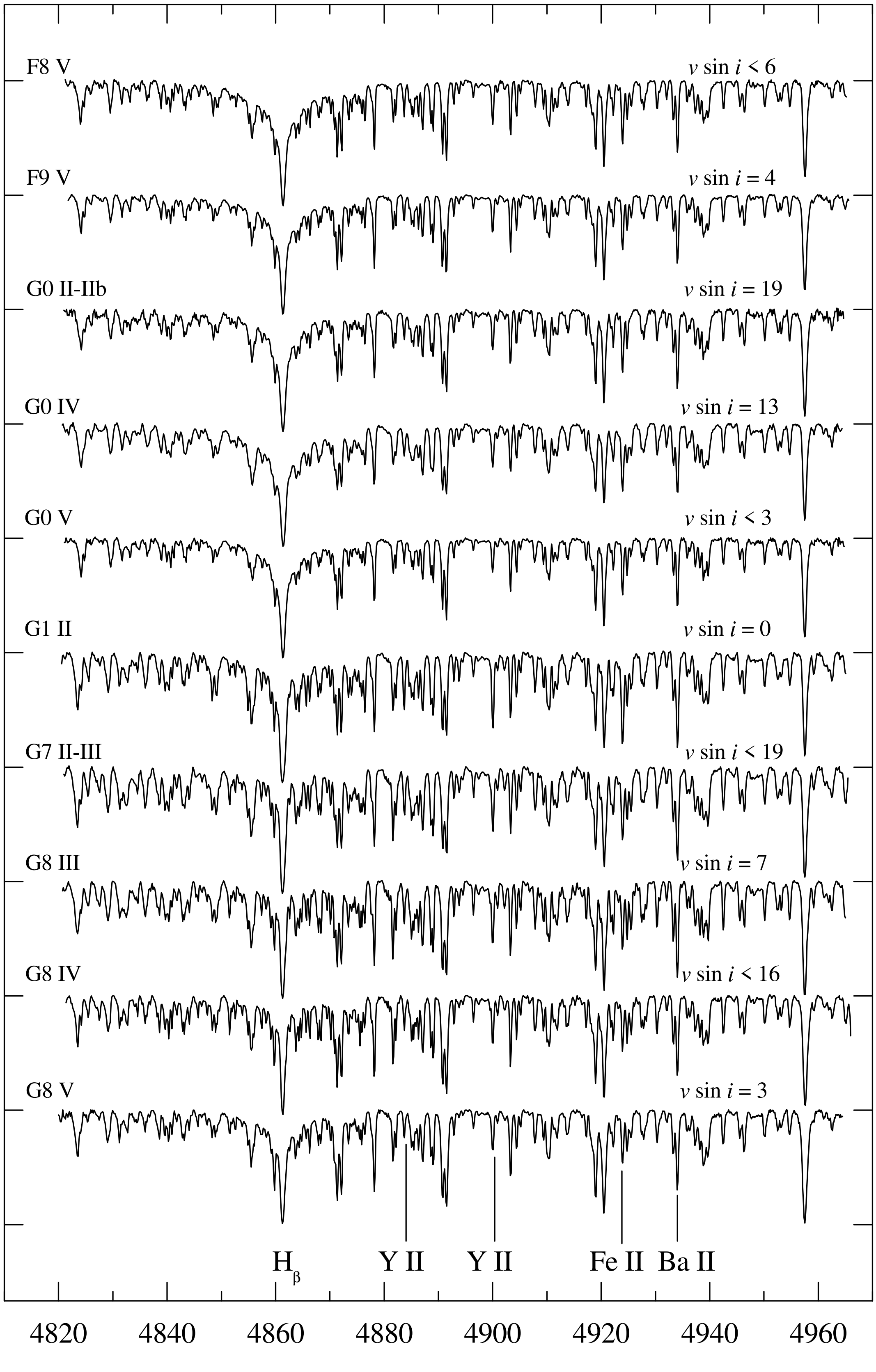

Рис. 3.1: (б) – Эшелле-порядок m=48 спектров второй половины звезд из табл. 3.1.

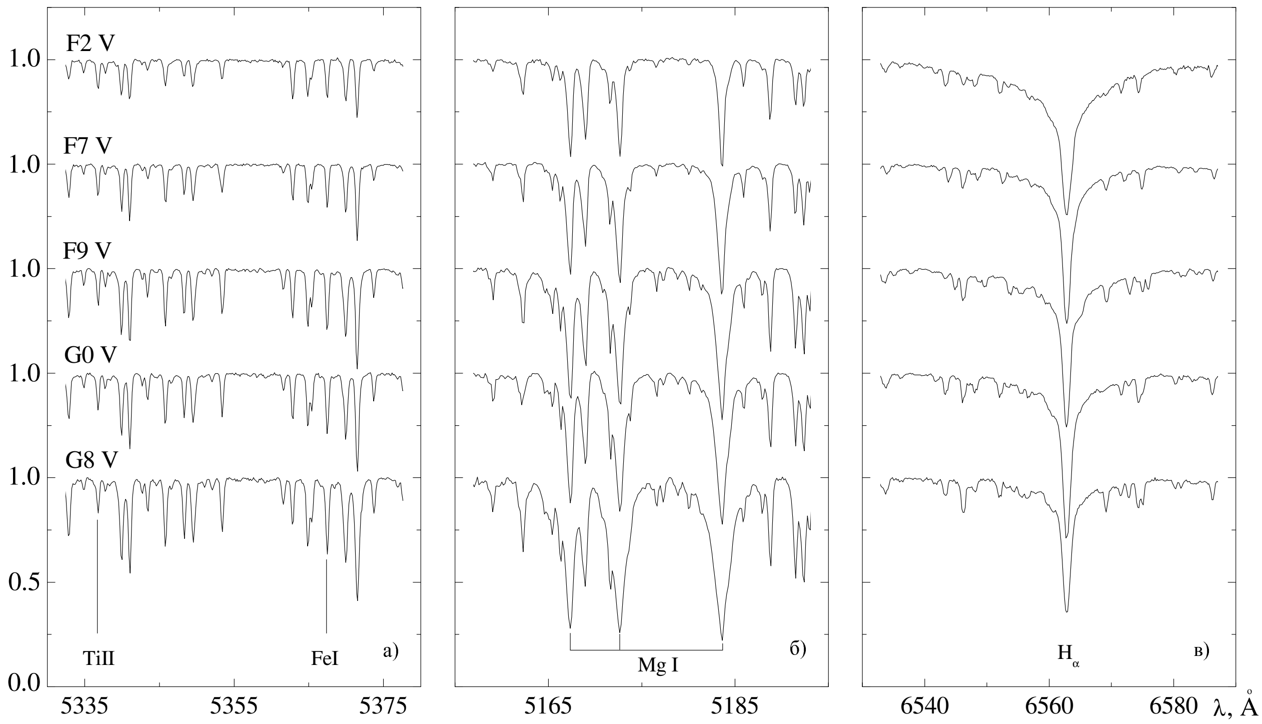

Рис. 3.2: Иллюстрация эффекта изменения температуры: а) для слабых линий металлов; б) для сильных линий металлов (триплет магния); в) для H_α.

3.1.1 Наблюдения и обработка спектров

Все наблюдения выполнены в интервалы времени, непригодные для выполнения официальных наблюдательных программ (качество изображений хуже $4''$, облачность или плотная дымка). Синий и ультрафиолетовый диапазоны не регистрировались, поэтому часть наблюдений мы выполнили в астрономические сумерки. Для составления данного атласа отобраны спектрограммы, полученные с близкими значениями спектрального разрешения (определяемым шириной щели и качеством юстировки спектрографа). Вариации спектрального разрешения можно оценить по теллурическому спектру, наблюдаемому в районе линии H_α. Спектральный диапазон был также выбран одинаковым. Мы не стали включать в данный атлас длинноволновые порядки, содержащие преимущественно теллурические полосы молекулярного кислорода и водяного пара. В качестве источника спектра сравнения использована лампа Th+Ar, для построения дисперсионной кривой использовались также спектрограммы дневного неба. Обработка эшелле изображений выполнена в контексте MIDAS, обработка одномерных спектров (векторов) – при помощи алгоритмов DECH (Клочкова и Галазутдинов, 1991; Галазутдинов, 1992), для формирования атласа были написаны до-

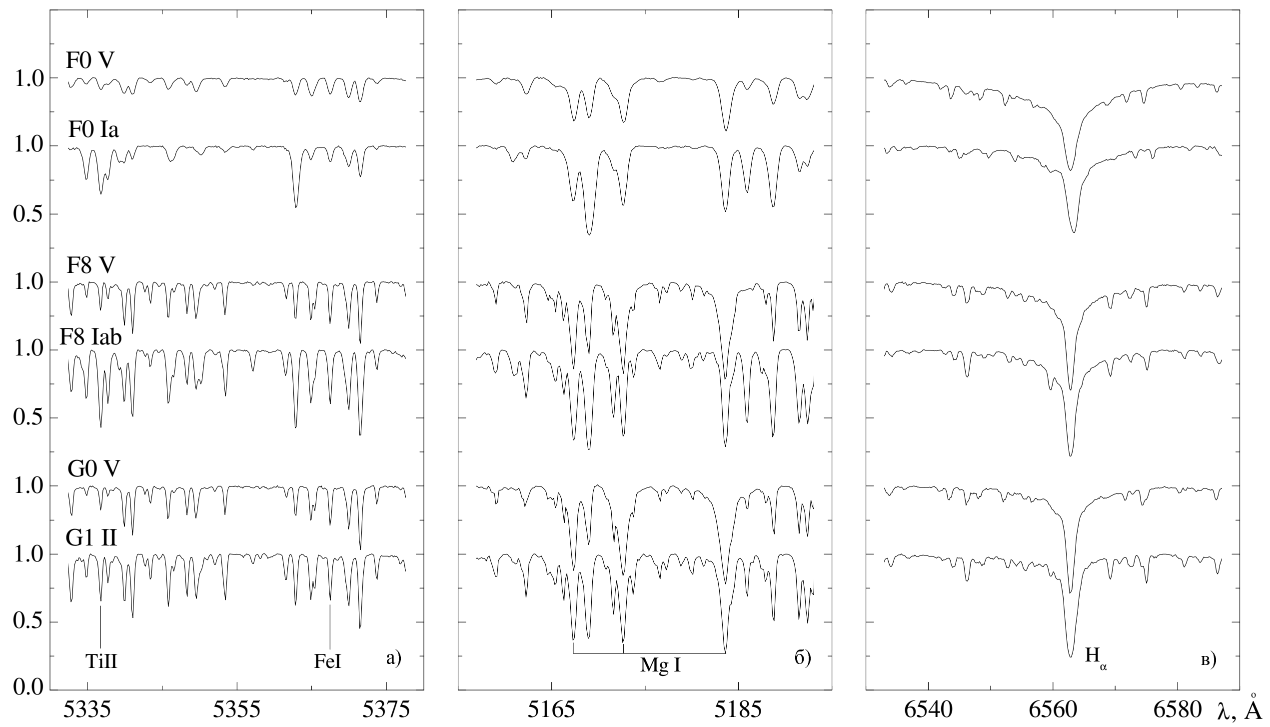

Рис. 3.3: Иллюстрация эффекта изменения ускорения силы тяжести на поверхности: а) для слабых линий металлов; б) для сильных линий металлов (триплет магния); в) для H_α.

полнительные программы. Влияние основных "косметических" дефектов использованной матрицы ПЗС исключено на этапе работы с векторами.

Для удобства работы с атласом все векторы отдельных спектральных порядков сдвинуты относительно друг друга, т.е. информация о лучевых скоростях в атласе отсутствует (но осталась на оригинальных спектрах). Сигнал, накопленный на краях спектральных порядков, в 3-5 раз ниже сигнала в центре порядка, но, так как спектры получены с достаточно большим накоплением, роль шумов в данном атласе практически исключена.

3.1.2 Эффекты температуры, светимости и металличности

Представленные в атласе звезды имеют солнечную металличность, т.е. примерно одинаковый химический состав. Поэтому при указанном (фиксированном) спектральном разрешении для всех объектов с $v \sin i < 20$км/сек глубина линий практически не зависит от $v \sin i$, и определяется только условиями возбуждения и ионизации в звездной атмосфере, т.е. от температуры и силы тяжести на поверхности.

Больше всего на интенсивность линий влияет температура, что является следствием сильных (экспоненциальной и степенной) зависимостей процес-

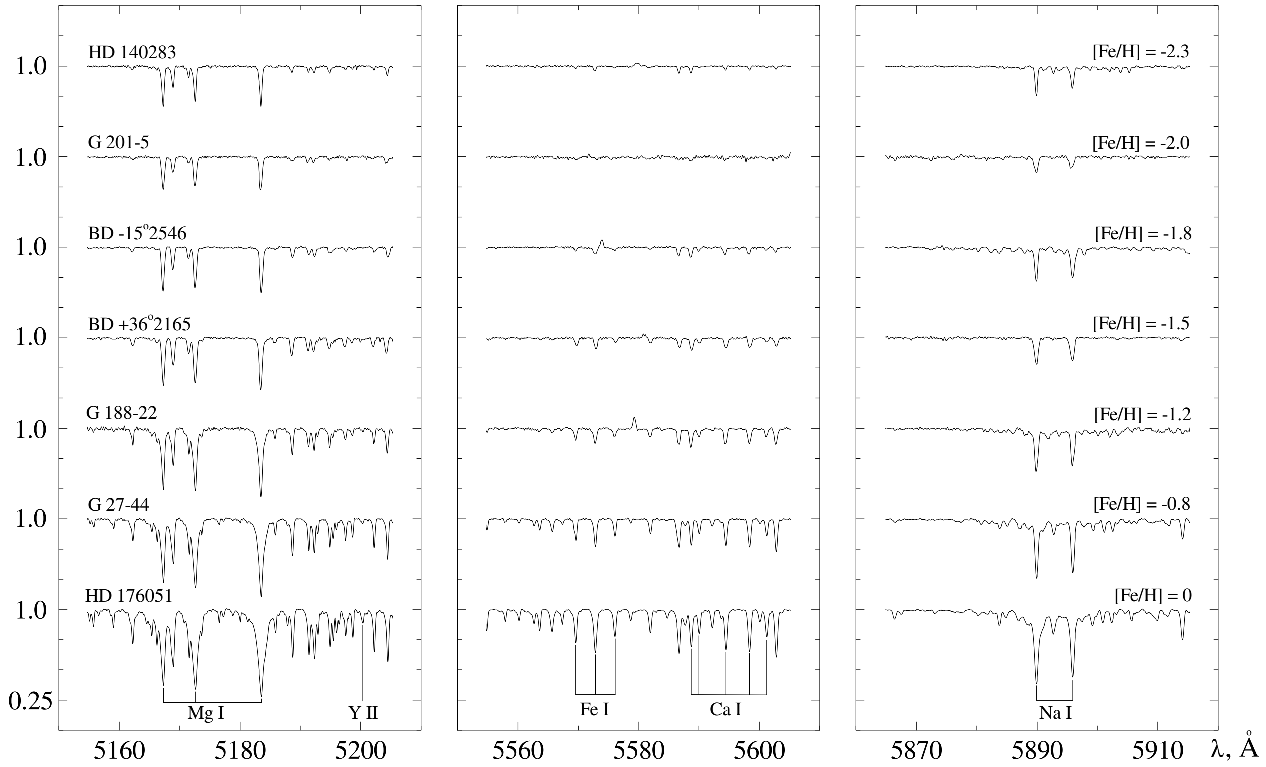

Рис. 3.4: Иллюстрация эффекта изменения металличности для звезд из табл. 3.2 в трех интервалах длин волн. Указаны некоторые линии, данные о которых приведены в табл. 3.3.

сов возбуждения и ионизации от температуры. В диапазоне эффективных температур ($5300 < \mathrm{T_{eff}} < 7400\,\mathrm{K}$) звезд, представленных в атласе, при увеличении $\mathrm{T_{eff}}$ происходит уменьшение интенсивности линий нейтральных атомов (рис. 3.2 а), что связано с ионизацией поглощающих атомов. При этом линии ионизованных атомов почти не меняют свою интенсивность. Это соответствует зависимостям поведения слабых линий металлов от температуры, приведенных в работе Грея (1980). Интенсивности более сильных линий (триплет магния 5170 Å, дублет натрия 5896 Å) при возрастании температуры уменьшаются еще в большей степени (рис. 3.2 б). Из-за того, что потенциал возбуждения линий серии Бальмера относительно высок, в диапазоне указанных выше эффективных температур при увеличении $\mathrm{T_{eff}}$ происходит рост интенсивностей линий водорода (рис. 3.2 в).

Эффект давления (или ускорения силы тяжести на поверхности $\lg g$) возникает, во-первых, вследствие изменения условия ионизационного равновесия. Это приводит к тому, что относительно слабые линии ионизованных металлов усиливаются при уменьшении $\lg g$, а линии нейтральных атомов остаются без изменений (рис. 3.3 а). Коэффициент поглощения для более сильных линий (например, триплета Mg I) пропорционален постоянной затухания, величину которой у звезд ГП определяет, в основном, уширение вследствие давления. С уменьшением силы тяжести эффект давления ослабевает, это приводит к ослаблению сильных линий (рис. 3.3 б). Зависимость штарковского уширения линий водорода от давления приводит к увеличению интенсивности этих линий при увеличении $\lg g$, однако этот эффект становится значительным при $T_{\rm eff} > 7500$ K, и для представленных в атласе звезд роли не играет (рис. 3.3 в).

Для иллюстрации эффекта металличности на рис. 3.4 приведены фрагменты спектров нескольких звезд примерно одинаковой эффективной температуры, в атмосферах которых содержание тяжелых элементов изменяется от солнечного ([Fe/H] = 0), до [Fe/H] = −2.3 dex. Количество линий, доступных для измерения, а также их интенсивность, при уменьшении [Fe/H] значительно уменьшаются. Это особенно хорошо заметно для более длинноволнового спектрального диапазона, поэтому при решении задач, связанных с определением химического состава атмосфер малометалличных звезд, очевидна необходимость перехода в синий диапазон спектра.

3.2 Атлас спектров звезд с дефицитом металлов в диапазоне 3550-5000 ÅÅ

При переходе от горячих звезд к спектральным классам F, G и K, роль эффектов взаимного блендирования спектральных линий сильно возрастает, поэтому для изучения второстепенных спектральных деталей в блендах, требуется увеличивать отношение сигнал/шум (S/N) в спектре. Для поиска неблендированных линий необходимо регистрировать более широкий спектральный интервал. Ширина спектрального диапазона является определяющей и в том случае, когда необходимо получить информацию о линиях максимально большого числа элементов. При переходе к звездам с "ультрадефицитом" металлов интенсивности линий металлов становятся столь малыми, что для изучения основных характеристик распространенности химических элементов следует наблюдать в синем и ультрафиолетовом диапазонах спектра, где плотность спектральных линий выше. Понятно, что спектрограф и светоприемник должны быть максимально эффективными именно в этих диапазонах.

Рост возможностей БТА в задаче исследования звезд с дефицитом металлов проиллюстрируем на следующем примере. В 1990 году были выпол-

Таблица 3.4: Основные характеристики исследованных звезд и параметры моделей атмосфер.

Звзда	V	b-y	c1	π, mas	$\sigma(\pi)$, mas	$T_{\rm eff}$, K	$\lg g$	[Fe/H]	$\xi_{\rm t}$, km/s
G27-44	7.411	0.355	0.306	23.66	0.97	4975	4.35	-0.60	1.0
HD188510	8.832	0.416	0.148	25.32	1.17	5475	5.00	-1.52	0.6
G37-26	8.056	0.351	0.208	25.85	1.14	5900	4.50	-2.04	0.7
HD115444	8.975	0.586	0.467	3.55	1.12	4750	1.60	-2.91	1.7

нены первые наблюдения на первой модели эшелле спектрографа РЫСЬ с матрицей ПЗС 530x580 элементов (Клочкова, 1991). Число одновременно регистрируемых фрагментов спектральных порядков составляло, в среднем 20, число одновременно передаваемых элементов спектра составляло около 20x280 = 5600. Переход на матрицу ПЗС 1040x1160 элементов, при соответствующей модификации спектрографа в 1995 году, привел практически к четырехкратному увеличению числа одновременно передаваемых элементов спектра (Панчук и др., 1999a). Для работ с матрицей ПЗС форматом 2048x2048 элементов пришлось построить новый спектрограф НЭС (Панчук и др., 1999б; Панчук и др., 2002a), число одновременно передаваемых элементов спектра возросло еще в 4 раза, а спектральное разрешение – в 2 раза. Таким образом, только за счет изменения формата используемых светоприемников, эффективность спектроскопических наблюдений с высоким разрешением на БТА в течение 10 лет возросла в 32 раза, причем это оценка снизу, т.к. здесь не учитываем известный прогресс в квантовой чувствительности ПЗС (фактор 3-6, в зависимости от диапазона длин волн). В ближнем ультрафиолете возможности БТА в рассматриваемых задачах возросли более чем на два порядка, и существует еще небольшой резерв (Панчук и др., 2002б).

Оценим требования к проницающей способности метода наблюдений, исходя из распространенности звезд с дефицитом металлов. Число звезд ΔN ярче предельной величины ($V < V_{\rm lim}$), в данном интервале металличностей Δ[Fe/H], оценено в приближении модели химической эволюции изолированного объема, в предположении, что уже известны все UMD-звезды ярче 10-й величины (Ниссен, 1992). Число звезд в точке поворота в интервалах металличности $-2 >$ [Fe/H] > -3, $-3 >$ [Fe/H] > -4, $-4 >$ [Fe/H] > -5, ярче $V = 12^{\rm m}$ оценивается как 200, 20, и 2, соответственно, а для звезд ярче $V = 11^{\rm m}$ оценки вчетверо меньше. Теоретические оценки хорошо согласуются с данными фотографического обзора с объективной призмой (Бирс и др., 1985). Следовательно, для получения статистически значимых выводов о кривой распространенности химических элементов в атмосферах UMD-звезд, необходимо иметь возможность наблюдения объектов вплоть до $\mathrm{V} = 12^{\mathrm{m}}$.

3.2.1 Наблюдения и особенности обработки спектров

Для составления атласа были отобраны звезды более яркие, чем указанный выше предел $\mathrm{V} = 12^{\mathrm{m}}$. Некоторые характеристики этих звезд, а также принятые параметры моделей атмосфер, приведены в табл. 3.4. С целью исключения следов космических частиц и повышения отношения S/N, мы старались выполнить как минимум две экспозиции для каждого объекта. Обработка двумерных эшелле кадров (вычитание темновых кадров, очистка от космических частиц, калибровка длин волн, экстракция одномерных векторов) проводилась в системе ESO-MIDAS. Источником спектра сравнения служила торий-аргоновая лампа. Из-за недостатка и слабости линий спектра сравнения в крайнем УФ (особенно в трех самых коротковолновых порядках), дисперсионная кривая в диапазоне короче 3600 Å строилась экстраполяцией по более красным порядкам, и поэтому точность дисперсионной кривой в этой области ниже. В случае, если суммарная продолжительность экспозиций для одной звезды превышала три часа или спектры были получены в разные ночи, при сложении учитывались сдвиги, вызванные нестабильностью спектрографа и изменением соответствующей поправки лучевой скорости. Величина сдвига рассчитывалась методом кросс-корреляции. Кроме того, при необходимости, для каждого спектра учитывался вес, определенный по уровню S/N на участках, не содержащих линий. Проведение уровня непрерывного спектра и измерение эквивалентных ширин проводилось с помощью программы DECH20 (Галазутдинов, 1992). Для измерения эквивалентных ширин профили линий аппроксимировались гауссианой. Синяя область спектра содержит большое количество линий, к тому же в часть порядков попадают широкие линии (например, бальмеровской серии водорода или H и K Ca II), поэтому проведение уровня непрерывного спектра требует особой аккуратности. Для контроля правильности выполнения этой процедуры мы использовали несколько методов: сравнение уровня континуума в данном порядке и в двух соседних; сравнение с расчетным синтетическим спектром; сравнение, в случае перекрытия порядков, красной части одного порядка с синей частью следующего. При расчете синтетических спектров использовалась программа STARSP (Цымбал, 1996).

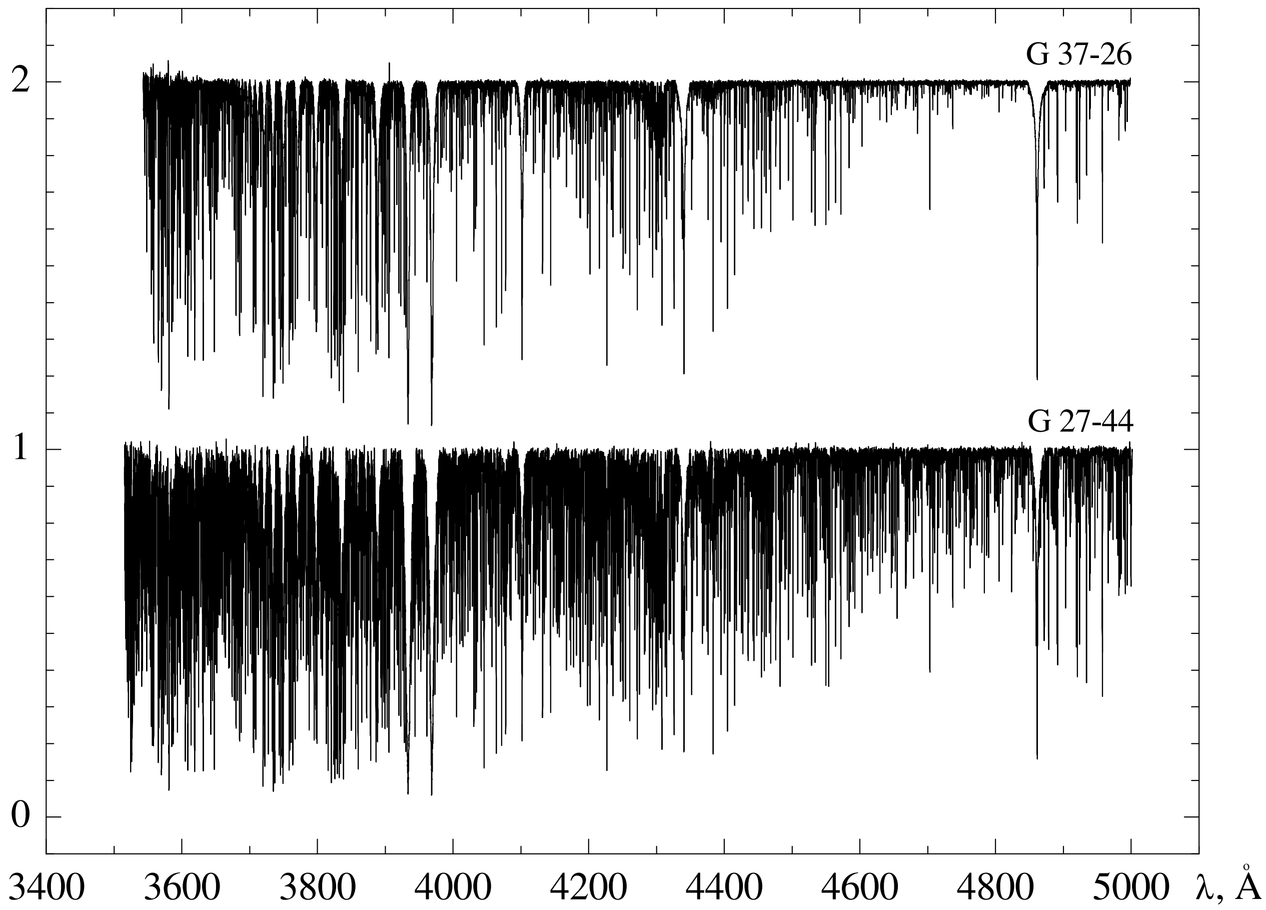

Рис. 3.5: Спектры двух исследованных звезд (G37-26 ([Fe/H] = -2.04) и G27-44 ([Fe/H] = -0.60)) во всем диапазоне длин волн атласа.

3.2.2 Список спектральных линий

Список атомных линий (Панчук и др., 2002в) составлен с использованием базы данных VALD (Купка и др., 1999; Рябчикова и др., 1999; Пискунов и др., 1995). Из этого же источника были взяты параметры линий, необходимые при расчете химического состава (силы осцилляторов, константы затухания и т.д.). По спектру Солнца высокого разрешения, из более чем 8100 первоначально отобранных линий, нами было оставлено около 860 неблендированных линий. Помимо базы данных VALD, для контроля правильности отождествления мы использовали список линий Пирса и Брекенриджа (1974). Список отождествленных линий, а также измеренные нами эквивалентные ширины и полученные для каждой линии содержания, приведены в работе Панчука и др. (2002в). Часть линий при расчетах химического состава показала большие ошибки, обусловленные тремя причинами: неуверенное отождествление, ошибки сил осцилляторов, блендирование. Результаты определения содержаний по этим линиям не учитывались нами при окончательном расчете химических обилий. Большинство линий имеет небольшую эквивалентную ширину, т.е. находится на линейной части кривой роста. Метод определения параметров моделей атмосфер и расчета содержаний химических элементов изложен в 4-й главе, см. также Ермаков и др. (2002).

3.2.3 Описание атласа

Для иллюстрации эффекта металличности спектры двух объектов приведены на рис. 3.5 полностью во всем исследованном диапазоне. Такой масштаб представления хорошо иллюстрирует роль покровного эффекта в коротковолновой области спектра излучения звездной атмосферы. Хорошо видны крупные детали: линии бальмеровской серии водорода, дублет Ca II. Подробный атлас спектров четырех звезд опубликован (Панчук и др., 2002в) в виде фрагментов по 60 Å, с перекрытием по 10 Å в начале и конце каждого фрагмента. В качестве примера участки атласа приведены на рис. 3.6 а, б. Для ориентировки отмечены отождествления некоторых линий, использованных нами для расчета химического состава.

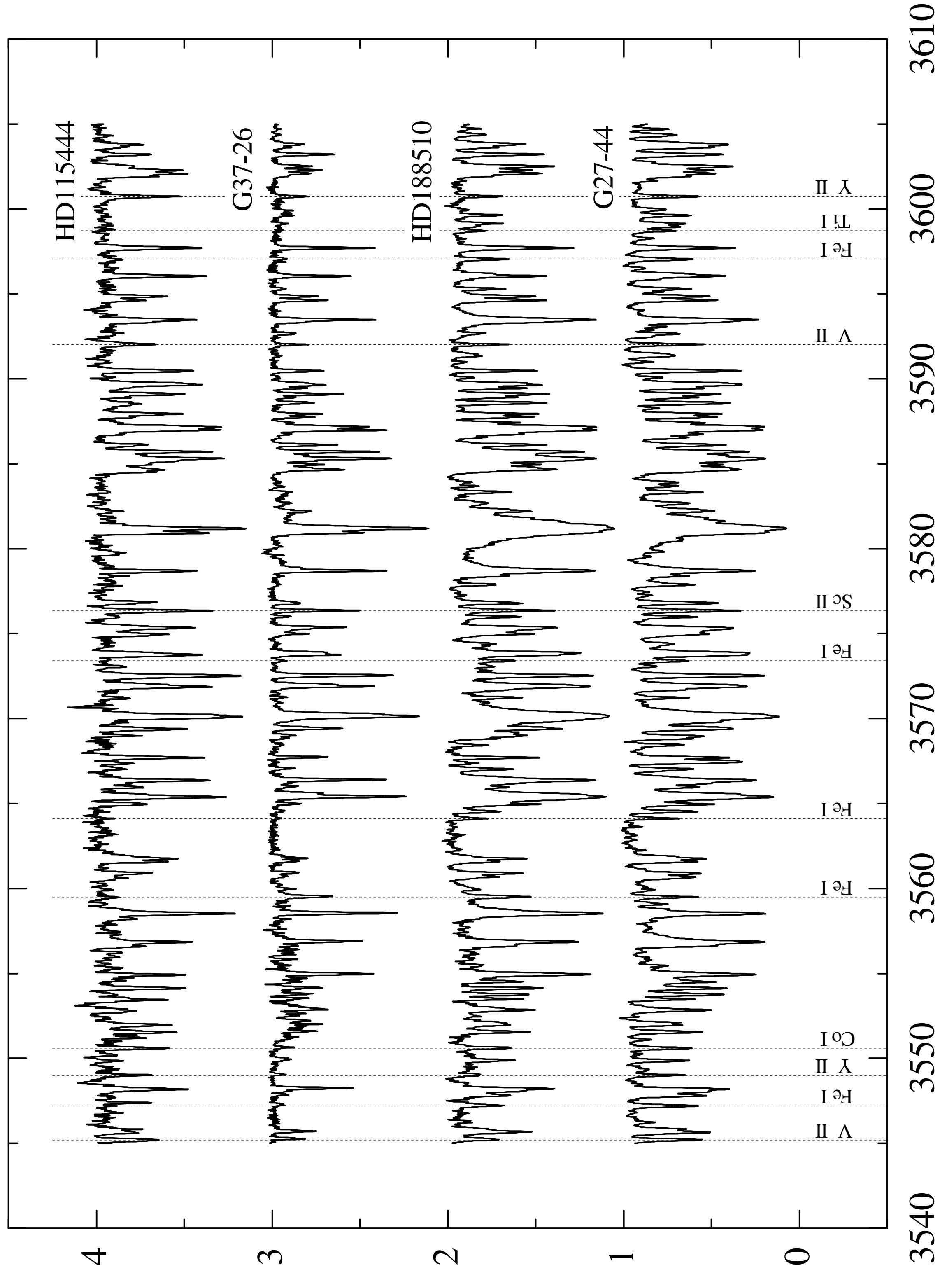

Рис. 3.6: (a) Спектры исследованных звезд: HD115444 ([Fe/H] = -2.91), G37-26 ([Fe/H] = -2.04), HD188510 ([Fe/H] = -1.52) и G27-44 ([Fe/H] = -0.60).

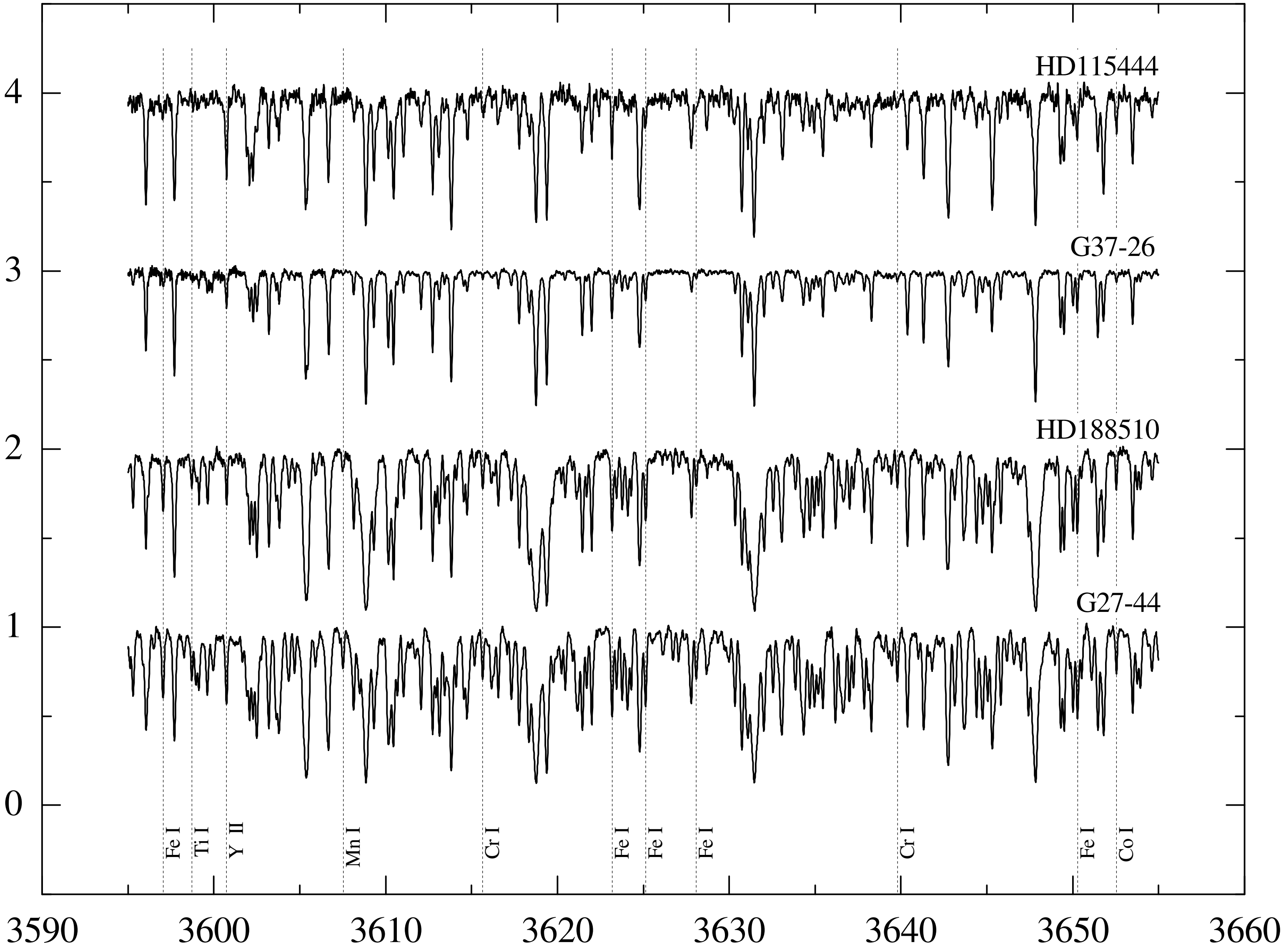
HD115444
G37-26
HD188510
G27-44
4
3
2
1
0
Fe I
Ti I
Y II
Mn I
Cr I
Fe I
Fe I
Fe I
Cr I
Fe I
Co I
3590
3600
3610
3620
3630
3640
3650
3660

Рис. 3.6: (б)

3.3 Спектры избранных переменных звезд

Эффекты температуры и светимости хорошо проявляются и при исследовании спектров физических переменных звезд разных типов, когда последовательно наблюдаются различные состояния звездной атмосферы. Соответствующие спектры могут также быть основой для составления атласов (см., например, Ченцов и др., 2001). Что касается холодных переменных звезд, то здесь модельный анализ облегчен за счет естественного предположения о неизменности химического состава звездной атмосферы с фазой изменения блеска. Таким образом появляется возможность исследования систематических ошибок определения параметров и химического состава атмосфер. Другой возможностью калибровки метода моделей атмосфер является исследование спектрально-двойных звезд.

3.3.1 Спектрально-двойная звезда гало

В ходе исследования химического состава атмосфер звезд с дефицитом металлов нами были получены несколько спектров спектрально-двойной системы G 176-27. На рис. 3.7 для иллюстрации изменения вида спектра, приведены некоторые участки, полученные в разные даты: 1) район триплета магния; 2) участок 5470-5560 Å, содержащий линии ряда элементов (Fe, Co, Ni, Ti, Sc, Mg и т.д.); 3) район линии H_{α}. Все спектры приведены в единую шкалу длин волн. По этим спектрам был исследован химический состав обоих компонентов, а также рассчитаны основные параметры моделей атмосфер компонентов (Мишенина и др., 1999). Оказалось, что оба компонента имеют сходные параметры ($T_{\rm eff} = 5250\,K$, $\lg g = 3$, $[Fe/H] = -1\,dex$, отношение светимостей $L_b/L_a = 1.1$), и практически одинаковый химический состав, характерный для звезд гало той же металличности: отношение содержания элементов группы железа V, Cr, Ni к солнечному $[Fe_{\rm group}/Fe] = 0$, элементы альфа-процесса Si, Ca, Ti, а также Sc, показывают небольшой избыток в $0.2 - 0.3\,dex$; небольшой избыток (0.1 dex) элементов s-процесса.

Интересно сравнить результаты точного модельного анализа с результатами экспрессного кросс-корреляционного метода. Латэм и др. (1988) на основании спектрального обзора с низким S/N, кросс-корреляционными методами определяли лучевые скорости и металличности выборки звезд. При этом для G 176-27 в соединении, когда линии перекрываются, была получена металличность -1.15, а на фазе, когда линии должны выглядеть раздельно (если получить спектр с высоким S/N), металличность по Латэму

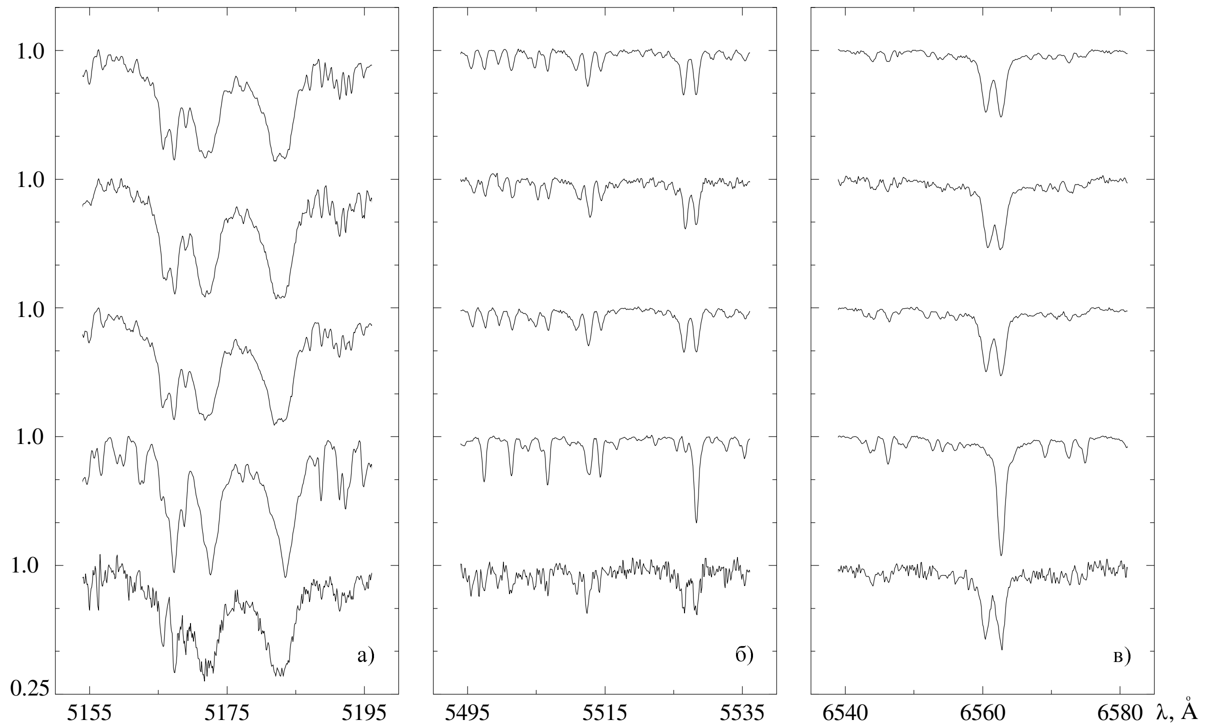

Рис. 3.7: Некоторые участки спектра G 176-27, полученные в разные даты: а) район триплета магния; б) участок 5470-5560 Å, содержащий линии ряда элементов (Fe, Co, Ni, Ti, Sc, Mg и т.д.); в) район линии H_α.

и др. (1988) оказалась равной -2.04. Известно (Клочкова и Панчук, 1996), что ошибки определения металличности по данным спектрального обзора Латэма и др. (1988) велики. Мы склонны объяснять это как за счет низкого отношения S/N в "однопорядковых" эшелле спектрах, так и за счет использования в работе Латэма и др. (1988) теоретической сетки реперных спектров. Можно надеяться, что использование эмпирической сетки, построенной по совокупности спектральных порядков, приведенных в нашем атласе, улучшит ситуацию при анализе результатов спектральных обзоров с низким S/N.

3.3.2 Звезда ветви гигантов в шаровом скоплении

Проблема химического состава шаровых скоплений усложняется по мере того, как появляются новые исследования химического состава звезд ветви гигантов. Около 15 лет дискутируется вопрос о природе дисперсии химического состава атмосфер звезд, относительно которых можно предположить общность происхождения (из одного объема дозвездного вещества). Наблюдаемое разнообразие химсостава в пределах избранного шарового скопле-

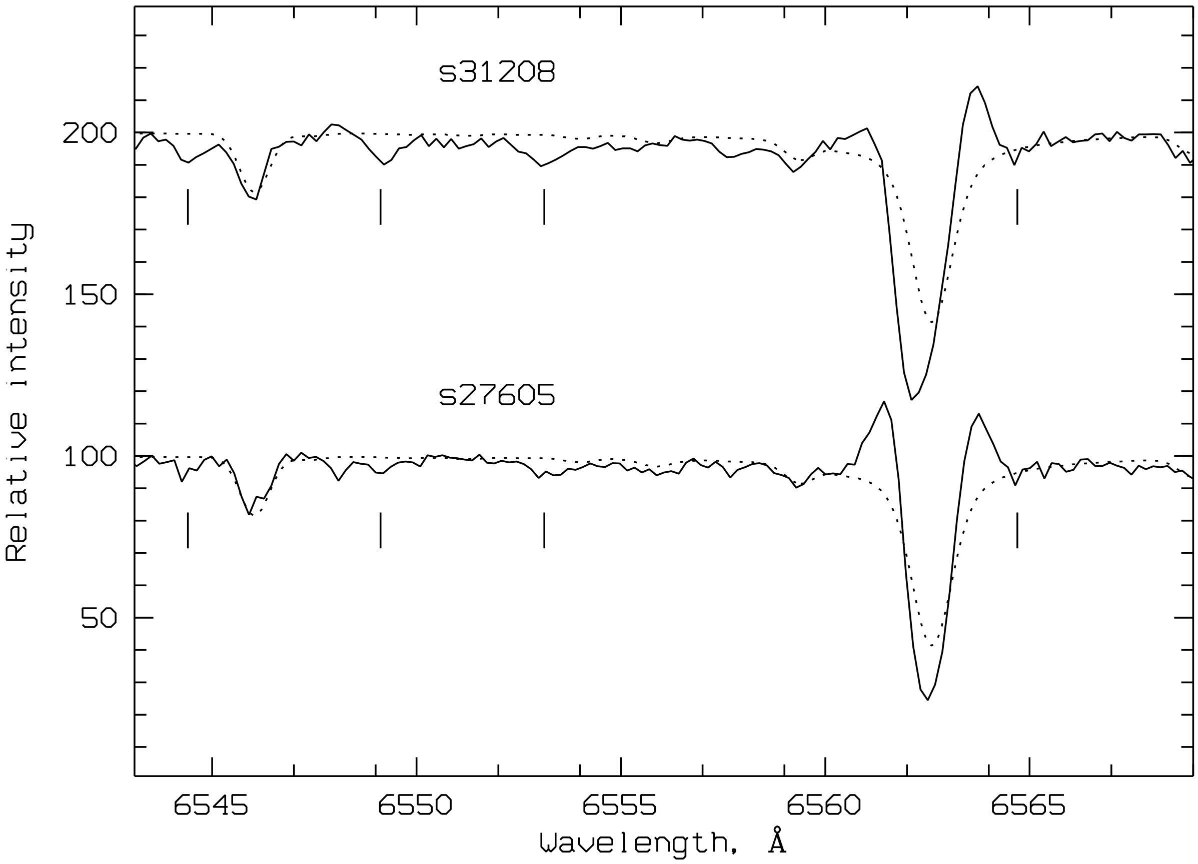

Рис. 3.8: Фрагменты эшелле спектров звезды K 413 в скоплении M 12 в районе линии H_α (Клочкова и Самусь, 2001).

ния невозможно объяснить различной эволюцией оболочек звезд, имеющих близкие фундаментальные параметры. Одной из гипотез является механизм "самозагрязнения" объема скопления (и, следовательно, атмосфер части звезд) продуктами финальной эволюции более массивных звезд, входивших ранее в состав данного скопления. В связи с этим интерес представляют поиски эффектов потери массы у звезд высокой светимости, входящих в состав шаровых скоплений. При выполнении программы спектроскопии звезд в шаровых скоплениях были выполнены исследования звезды K 413 в скоплении M 12 (Клочкова и Самусь, 2001). На рис. 3.8, заимствованном из цитируемой работы, приведены фрагменты эшелле спектров в районе линии H_α, полученных на спектрографе PFES. Хорошо видна переменность профиля, свидетельствующая о продолжающемся процессе выноса вещества из атмосферы гиганта в объем скопления.

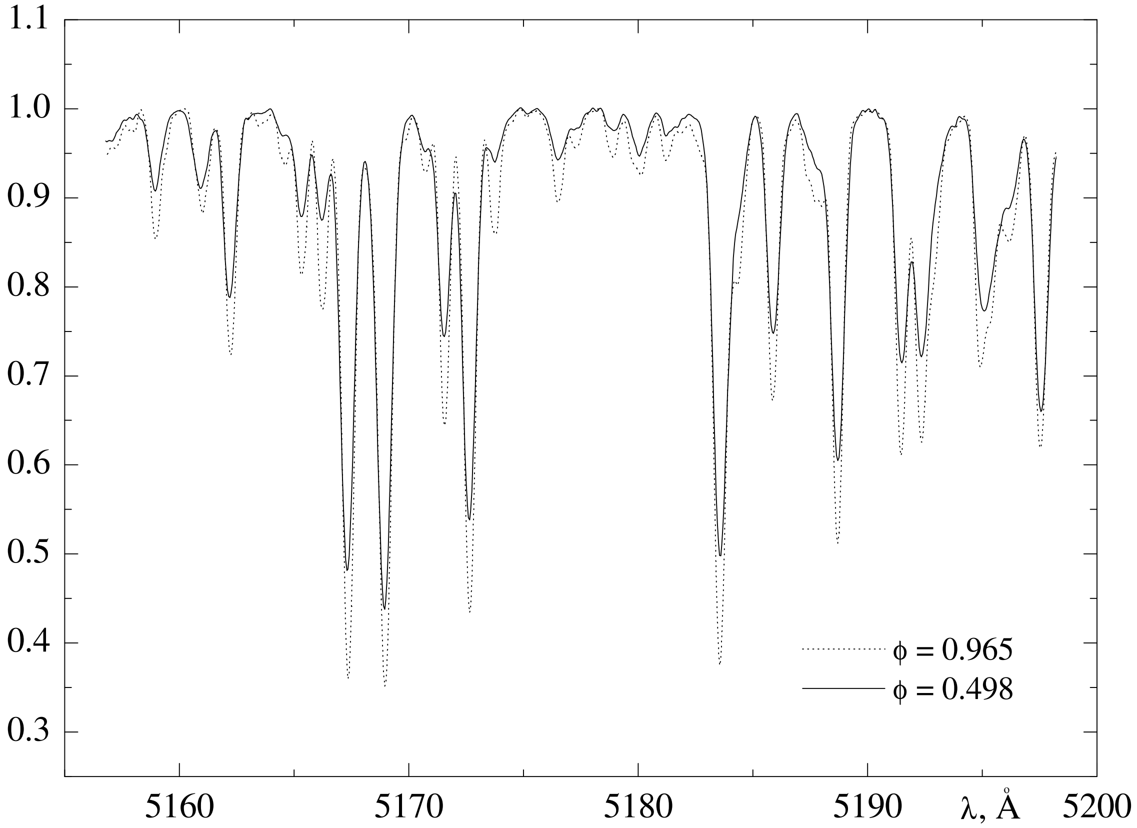

Рис. 3.9: Спектры SU Cas в районе триплета магния, полученные в разные даты (фаза $\phi = 0.498$ и 0.965).

3.3.3 Цефеида в ассоциации

В качестве еще одного примера приводим результаты спектроскопических наблюдений, составивших основу определения параметров и химического состава атмосферы классической цефеиды SU Cas, входящей в состав ассоциации Cas OB2 (Усенко и др., 2001). Здесь достоинство спектрографа PFES проявилось в том, что удалось выполнить наблюдения и горячих звезд на главной последовательности, а затем провести сравнение химического состава этих звезд с химсоставом цефеиды. Важным моментом является сходимость результатов определения химсостава цефеиды, полученная для разных фаз. На рис. 3.9 приведен участок спектров SU Cas, зарегистрированных в разные даты. Определенные по этим спектрам параметры модели атмосферы составляют $\mathrm{T_{eff}} = 6200\,\mathrm{K}$; $\lg g = 2.30$; $\xi_\mathrm{t} = 3.3$ и $\mathrm{T_{eff}} = 6450\,\mathrm{K}$; $\lg g = 2.40$; $\xi_\mathrm{t} = 3.3$ для фаз 0.498 и 0.965 соответственно (Усенко и др., 2001). Из рис. 3.9 видно, что различию эффективных температур в 250 K и ускорений в 0.1dex соответствует уверенно измеряемая разность центральных интенсивностей (эквивалентных ширин) линий, т.е.

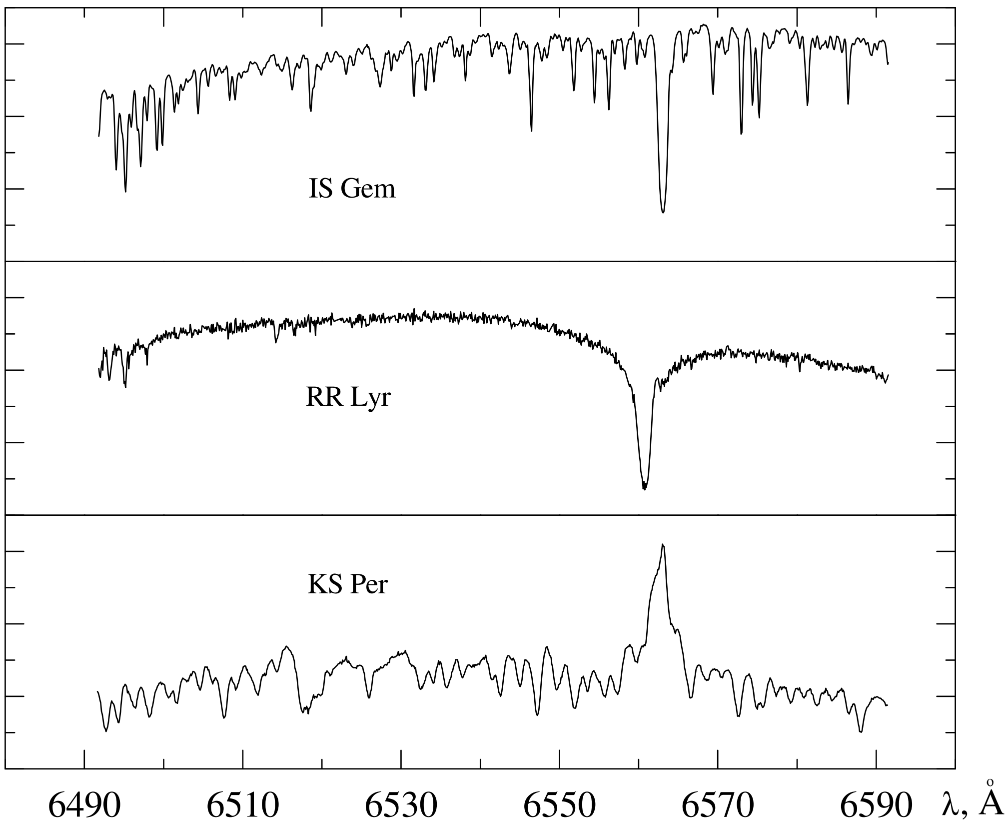

Рис. 3.10: Фрагменты спектров в области H_α. Сверху вниз: IS Gem, RR Lyr и KS Per.

формальная точность определения параметров атмосфер цефеид по нашим спектрам высока.

3.3.4 Спектры избранных звезд в районе линии H-альфа

Форма профиля линии H_α является наиболее чувствительным индикатором сложных газодинамических и радиативных процессов, происходящих в атмосфере и околозвездной оболочке. На рис. 3.10 приведены фрагменты соответствующего спектрального порядка, зарегистрированного на спектрографе Рысь. Переменная IS Gem является полуправильной (тип SRd) спектрального класса K3, с циклом изменения блеска около полутора месяцев. Штарковские крылья в профиле H_α практически отсутствуют. В спектре прототипа короткопериодических цефеид гало, RR Lyr, на всех фазах наблюдаются развитые штарковские крылья. Звезда малометалличная, так что оценки спектра в двумерной классификации большого смысла не имеют. Ядро H_α искажено эмиссией, возникающей в области высвечивания за фронтом ударной волны. Интересно отметить, что эмиссионная компонента искажает длинноволновое крыло ядра линии, тогда как в классических моделях искажено коротковолновое крыло (область высвечивания поднимается быстрее, чем вышерасположенные слои, формирующие абсорбционное ядро). Низкодисперсионные спектры двойной системы KS Per, хотя и классифицируются как A5eIap, показывают очень слабые водородные абсорбционные линии. Это можно частично объяснить "заливанием" абсорбционного профиля H_β эмиссией, но основной причиной является дефицит водорода в атмосфере. В спектрах высокого разрешения линия H_α чисто эмиссионная, указывает на значительный диапазон скоростей в оболочке спектрально двойной системы.

3.4 Линии тяжелых элементов в спектрах старых звезд

Ядра тяжелее, чем ядра элементов железного пика, синтезируются преимущественно в реакциях нейтронизации (присоединение нейтронов с последующим β-распадом, когда заряд ядра увеличивается). Общая закономерность такова – распространенность тяжелых элементов коррелирует с величиной сечения нейтронного захвата. В зависимости от плотности нейтронного потока итоговая распространенность тяжелых элементов может отличаться в деталях. При частых присоединениях нейтронов ядро не всегда успевает сбросить β-частицу, и цепочка нуклеосинтеза развивается по нейтронноизбыточному "борту долины стабильности", изображаемой в координатах "заряд – число нуклонов". При низких нейтронных потоках ядро, получив нейтрон, успевает испытать β-распад до присоединентя следующего нейтрона. Эти два крайних состояния синтеза тяжелых элементов, обозначаемые как r- и s- процессы, эффективно реализуются в явлениях, имеющих разные временные шкалы. Большие нейтронные потоки обеспечиваются при взрывах Сверхновых, тогда как относительно малые потоки – в оболочках звезд на стадии "после асимптотической ветви гигантов" – post-AGB. Это означает, что среди представителей наиболее старого населения Галактики можно встретить вещество, прошедшее преимущественно одну из указанных стадий. Предполагается, что такой стадией является r-процесс, когда в последовательно сменяющихся этапах нуклеосинтеза в процессе взрыва Сверхновой синтезируются сначала элементы железного пика, а затем на их основе – более тяжелые элементы. На рис. 3.11 приведены фрагменты спектров старых звезд, расположенные в порядке возрастания металличности. В спектре HD 115444 видны усиленные линии европия, церия, лантана и гадолиния, которые являются элементами преимущественно

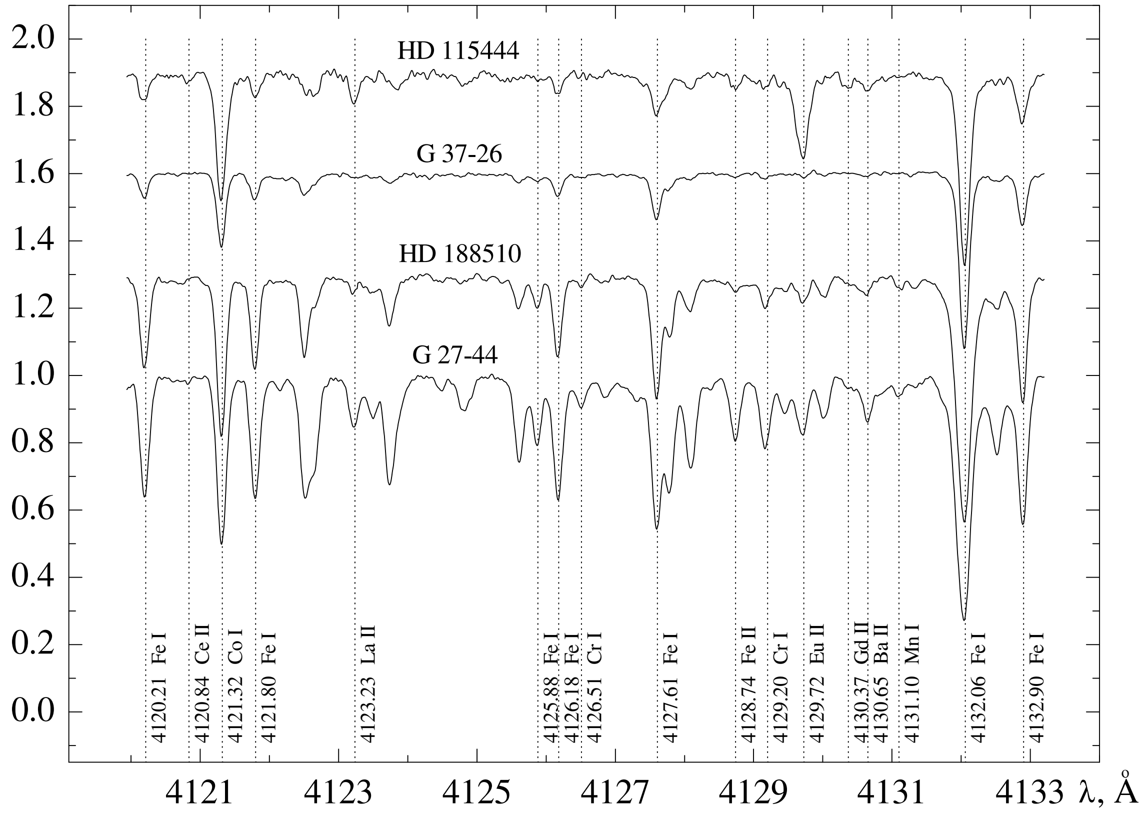

Рис. 3.11: Фрагменты спектров звезд близкой температуры, расположенные в порядке возрастания металличности (сверху вниз). В спектре самой малометалличной из них, HD 115444, усилены линии элементов, синтезируемых в r-процессе.

r-процесса. Соседний спектр, принадлежащий звезде близкой металличности, не показывает усиленных линий элементов r-процесса, т.е. при близких содержаниях элементов железного пика иногда наблюдаются сильные различия в содержаниях тяжелых ядер. Это означает, что наиболее старое вещество Галактики, сохранившееся в оболочках медленно эволюционирующих звезд, не успело полностью перемешаться перед тем, как из этого вещества сформировались наблюдаемые сегодня малометалличные звезды.

Обычно возраст Галактики оценивается по возрасту наиболее старых звезд – малометалличных субкарликов, т.е., на основании теории эволюции маломассивных звезд. В применении таких оценок к населению шаровых скоплений получены оценки возраста, противоречащие теории Большого Взрыва. Положение эволюционных треков (и изохрон) определяется не только содержанием гелия и тяжелых элементов, но зависит и от других модельных представлений (главным образом, от разновидностей теории перемешивания). Поэтому интересно оценить возраст самых старых звезд Галактики независимым методом – на основе эффективно применяющего-

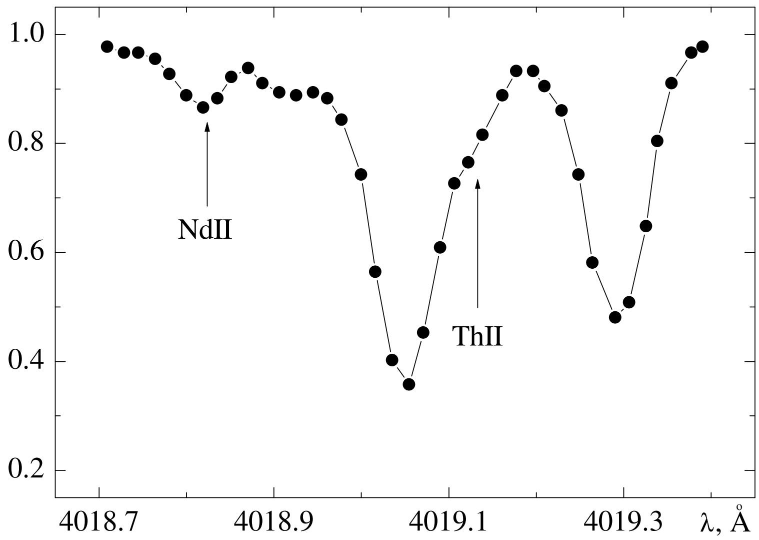

Рис. 3.12: Наблюдения (точки) и синтетический спектр (линия) спектра HR 509 в области линии тория 4019.13 Å, по данным Батчера (1987).

ся при исследовании вещества Солнечной системы метода радиоактивного распада. В этом плане одним из перспективных радиоактивных хронометров является торий-неодимовый хронометр.

Наиболее близкий к торию (Z = 90) элемент, имеющий стабильные изотопы - висмут (Z = 83), расположен далеко (по шкале атомных номеров). Шесть элементов, расположенных между висмутом и торием, распадаются так быстро, что посредством медленной нейтронизации вещества (s-процесс) не удается "перепрыгнуть" через такой провал в шкале атомных номеров. Поэтому торий, как и уран (Z = 92), синтезируется только в r-процессе. Период полураспада тория (14 млрд. лет) сравним с возрастом Галактики, что увеличивает вероятность наблюдения линий этого элемента в спектрах старых звезд. Торий в звездных спектрах представлен, в основном, линиями долгоживущего изотопа ^{232}Th, одна из наиболее сильных линий которого Th II 4019.129 Å находится рядом с линией Nd II 4018.823 Å. Эти линии имеют близкие потенциалы возбуждения и представляют стадию ионизации, доминирующую в атмосферах G-карликов. Ионизационные потенциалы также близки. Поэтому анализ спектров методом моделей атмосфер практически не вносит ошибок в определение отношения "торий/неодим". Главным фактором, определяющим успех в решении задачи, является сочетание высокого спектрального разрешения с высоким отношением сигнал/шум в регистрируемых спектрах субкарликов. Пионерские наблюдения (Батчер, 1987) выполнялись на телескопе диаметром 1.4 м, что ограничило объем исследований выборкой наиболее ярких звезд.

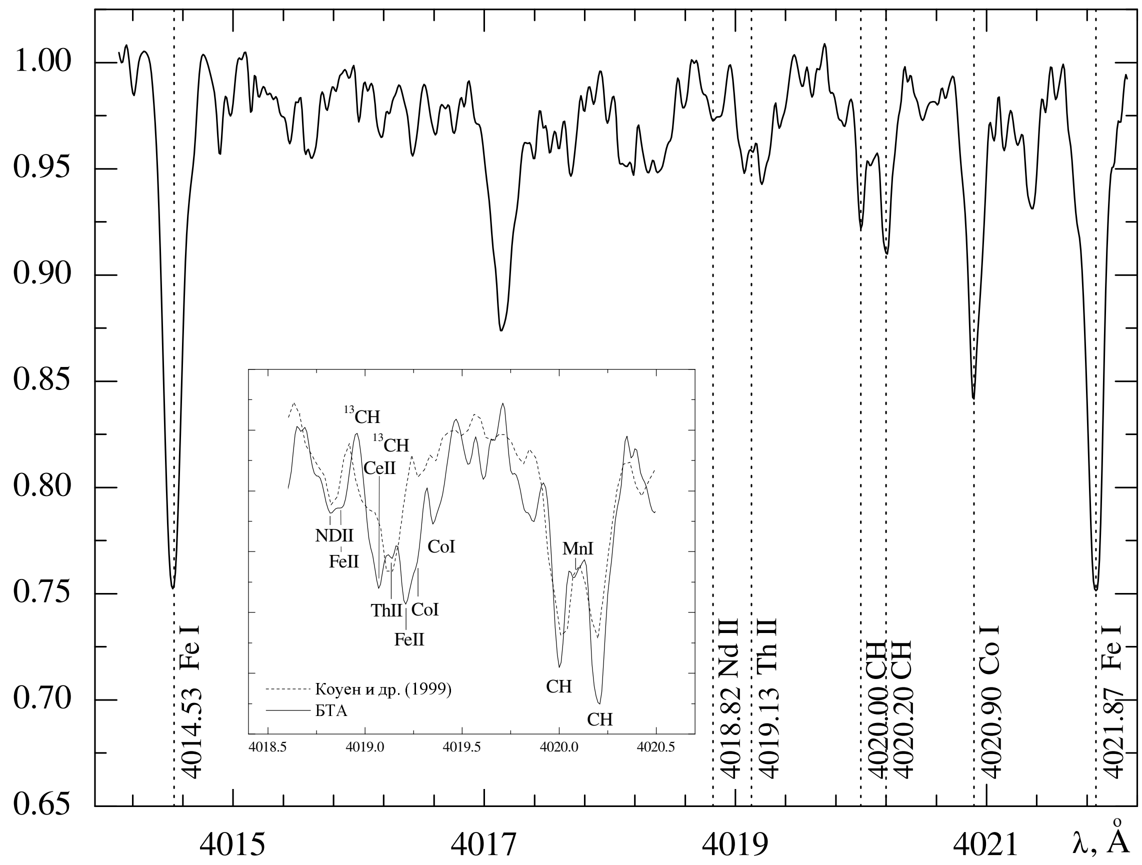

Рис. 3.13: Фрагмент спектра звезды HD 115444, содержащий линию ^{232}Th (4019.13 Å). Вертикальными линиями отмечены некоторые спектральные линии из табл. 6 работы Панчука и др., 2002в. На врезке приведен участок, содержащий линию Th, в сравнении со спектром, приведенным в работе Коуена и др. (1999).

На рис. 3.12 приведен фрагмент спектра HR 509, заимствованный из работы Батчера (1987). Видно, что линия тория "угадывается" в длинноволновом крыле сильной бленды. По спектрам подобного вида было обнаружено практически неизменное отношение содержаний Th/Nd с возрастом. Попытка объяснить данные наблюдений в рамках модели однократного кратковременного синтеза (с привлечением оценок возраста, выполненных при помощи метода уран-ториевого хронометра для Солнечной системы), привела к оценке сверху 11.3 млрд. лет, тогда как модель постоянного синтеза в течение жизни Галактики дает оценку сверху в 9.6 млрд. лет. Для экспоненциально снижающегося темпа синтеза шкала еще короче. Таким образом, первая попытка применения метода радиоактивного хронометра вне Солнечной системы дала оценку возраста Галактики, существенно отличающуюся от возраста шаровых скоплений, определяемого по точке поворота. Одним из существенных возражений против результата Батчера были

Таблица 3.5: Список линий, формирующий бленду ^{232}Th (4019.13 Å). Значения сил осцилляторов взяты из работы Франсуа и др. (1993).

λ, Å	El./Ion	$\lg gf$	λ, Å	El./Ion	$\lg gf$
4018.775	Fe II	-5.50	4019.129	Th II	-0.27
4018.823	Nd II	-1.09	4019.140	CH	
4018.870	Fe II	-6.00	4019.154	V I	-1.12
4018.916	Fe II	-4.70	4019.206	Fe II	-5.50
4018.970	Fe II	-5.00	4019.220	Fe II	-5.50
4018.970	CH		4019.272	Co I	-3.86
4018.998	Fe II	-5.00	4019.281	Co I	-3.72
4019.018	Mn I	-0.60	4019.294	Co I	-3.60
4019.044	Fe I	-3.00	4019.296	Co I	-3.71
4019.058	Ni I	-3.20	4019.300	Fe II	-6.00
4019.060	Ce II	-0.21	4019.322	Co I	-4.47
4019.100	Fe I	-5.60	4019.332	Co I	-4.42
4019.126	Co I	-2.48			

замечания о недостаточном учете линий, входящих в исследуемую бленду "торий/неодим"(см. рис. 3.13).

После оснащения НЭС крупноформатной матрицей, имеющей высокую чувствительность в коротковолновой области спектра (Панчук и др., 2002a), на БТА начаты спектроскопические измерения содержания долгоживущего изотопа тория в атмосферах наиболее старых звезд Галактики. На рис. 3.13 приведен фрагмент спектра звезды HD 115444, содержащий линию ^{232}Th (4019.13 Å). Спектр был получен на БТА, суммарное время накопления составило 6 часов, спектральное разрешение R $\simeq$ 60 000, отношение сигнал/шум в районе длины волны 4010 Å составило S/N $\simeq$ 200.

На врезке к рис. 3.13 наши наблюдения сравниваются с наблюдениями, выполненными на 2.7 м телескопе обсерватории МакДональд (Коуен и др., 1999). При примерно одинаковом отношении S/N $\simeq$ 200, полученном на 2.7 м телескопе (накопление спектра в течение нескольких ночей), и на БТА, и одинаковом объявленном спектральном разрешении (в работе Коуена и др. (1999) указано разрешение R $\simeq$ 60 000), по линиям CH λ 4020 Å видно, что достигаемое на БТА разрешение выше. По цитируемым наблюдениям сделан вывод о том, что содержание тория в атмосфере HD 115444 составляет $\lg \epsilon(\mathrm{Th}) = -2.23 \pm 0.07$, а возраст звезды, расчитанный по этому значению, составляет 15.6 ± 4 млрд. лет. Конфигурация бленды по нашим спектрам совершенно иная, что объясняется, видимо, различием в спектральном разрешении используемой аппаратуры. В табл. 3.5 приведены линии, формирующие исследуемую бленду, часть линий отмечена на рис. 3.13 и на врезке к рис. 3.13. Очевидно, что выводы работы Коуена и др. (1999) необходимо пересмотреть. Мы считаем, что в результате работ по созданию НЭС и оснащению его синечувствительной матрицей ПЗС появились объективные основания для использования указанной пары линий Th/Nd в качестве космохронометрического индикатора.

3.5 Выводы

По наблюдениям на спектрографе PFES БТА составлен атлас спектров 20 F-G звезд разных классов светимостей в диапазоне 4540-6620 ÅÅ, со спектральным разрешением R $\simeq$ 17 000. Проиллюстрированы эффекты температуры, светимости, осевого вращения, металличности. Атлас пригоден для широкого класса задач, от модельного анализа отдельных звезд, до синтеза интегральных спектров звездных населений.

По наблюдениям на спектрографе НЭС БТА составлен атлас 4-х малометалличных звезд в диапазоне 3550-5000 ÅÅ, со спектральным разрешением R $\simeq$ 60 000. Выполнено отождествление линий, в т.ч. и методом синтетического спектра. По спектральному разрешению и фотометрической точности атлас не имеет аналогов.

По наблюдениям на спектрографах PFES, Рысь и НЭС иллюстрируются различные спектроскопические эффекты в атмосферах физических переменных и спектрально-двойных звезд.

В результате освоения (в наблюдениях с высоким спектральным разрешением) нового спектрального диапазона (3500-4300 ÅÅ), в задаче исследования малометалличных звезд созданы предпосылки для определения содержания большого числа тяжелых элементов, с выходом на изучение первой волны синтеза тяжелых элементов в Галактике. Показана применимость НЭС БТА для определения возраста старых звезд Галактики методом радиоактивного космохронометра.

Глава 4

Химический состав атмосфер маломассивных звезд

4.1 Происхождение химических элементов

4.1.1 Первичный нуклеосинтез в эпоху Большого Взрыва

Согласно так называемой Стандартной Модели, Вселенная образовалась из сингулярности примерно 15 миллиардов лет назад и в настоящее время продолжает расширяться и остывать. После короткого периода экстремально быстрого расширения (инфляции) вещество и радиация пришли в состояние термодинамического равновесия. В этот период постоянно происходили процессы аннигиляции и рождения пар частица-античастица, однако, вследствие небольшой асимметрии в количестве барионов и антибарионов, все антибарионы в конце концов исчезли и осталось лишь небольшое количество протонов и нейтронов (около 1 на 10^9 фотонов). Примерно через одну минуту, когда температура упала до 10^9 K и плотность фотонов была не настолько высока, чтобы разрушать вновь синтезируемые атомы, из протонов и нейтронов начали формироваться ядра первых химических элементов. В последующие несколько минут в первичных ядерных реакциях было образовано около 76% (по массе) водорода, небольшое количество дейтерия (D) и 24% изотопов гелия. Изотопы лития и более тяжелые ядра не успели образоваться в больших количествах, т.к. стабильных элементов с массовыми числами 5 и 8 не существует, а характерное время реакций, необходимое для синтеза тяжелых элементов, существенно превышает те несколько минут, после которых падение температуры и барионной плотности сделали такой синтез неэффективным.

Конечные содержания (выходы) элементов, синтезированных в первичных реакциях, существенно зависят от барионной плотности Вселенной,

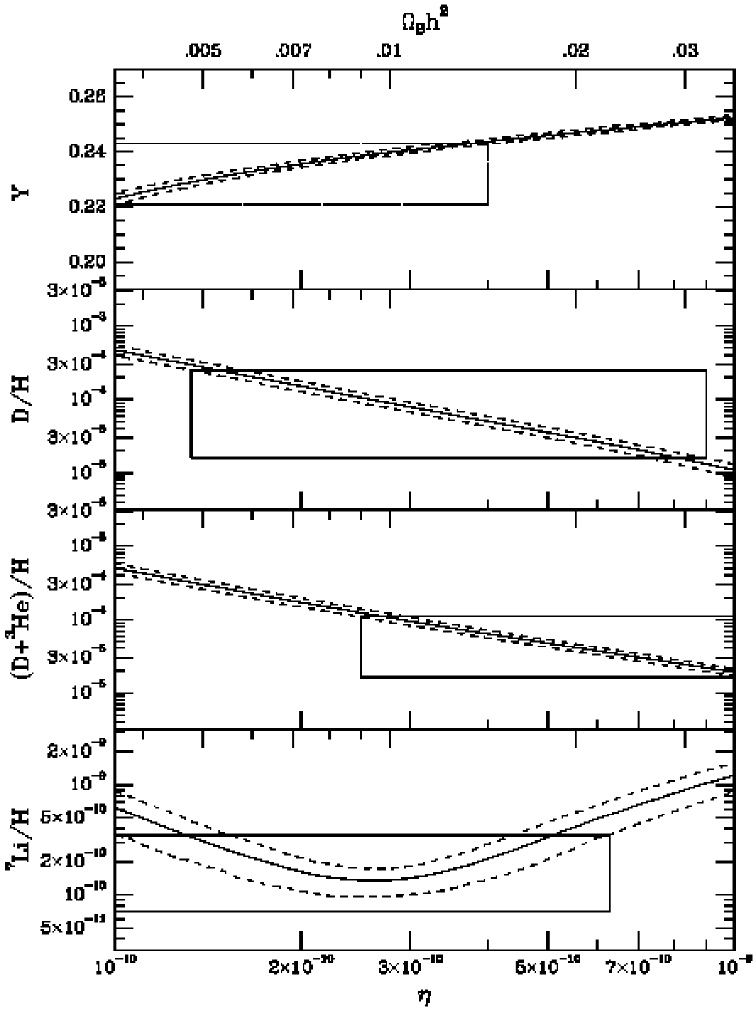

Рис. 4.1: Первичные содержания (по массе) в зависимости от барионного отношения η и $\Omega_{\mathrm{B}}\mathrm{h}^2$. Кривые показывают теоретические расчеты и их неопределенности (пунктир), а прямоугольные границы – ограничения по точности наблюдений. Рисунок заимствован из работы Копи и др. (1995).

Ω_{B}. Эти зависимости делают принципиально возможной проверку теорий Большого Взрыва посредством оценок первичного химического состава. На рис. 4.1 показаны первичные содержания в зависимости от отношения количества барионов к количеству фотонов η, эквивалентного величине $\Omega_{\mathrm{B}}\mathrm{h}^2$, а также ограничения, накладываемые наблюдениями.

Оценки первичных содержаний выполняются следующим образом. Принимается гипотеза о том, что содержание всех элементов тяжелее гелия (Z, по массе), является индикатором возраста и на временах, граничащих с эпохой первичного синтеза, и что содержание первичных элементов коррелирует с Z. Тогда можно попытаться проследить изменение содержания гелия и лития в функции содержания металлов Z, наблюдая звезды различной металличности. Экстраполируя затем эти зависимости до $Z = 0$, можно оценить выход первичных реакций. Сделанные таким образом оценки содержания первичного гелия ($Y = 0.232 \pm 0.003$), по наблюдениям малометалличных галактик (Олив и Стейгман, 1995), и содержания первичного лития ($\lg \epsilon(\mathrm{Li}) = 2.1 \pm 0.1$, в шкале содержания водорода $\lg \epsilon(\mathrm{H}) = 12$), измеренное по наблюдениям малометалличных звезд, находящихся на "литиевом плато Спитов" (Spite plateau, Спит и Спит, 1982), находятся в замечательном согласии с предсказанием модели Большого Взрыва. Такие оценки, наряду с другими астрономическими исследованиями космологического характера, являются одной из основ Стандартной Модели. Из рис. 4.1 следует, что барионная плотность должна находиться в небольшом интервале $\Omega_{\mathrm{B}} = 0.011 \div 0.11$, в зависимости от величины постоянной Хаббла и некоторых других деталей принимаемой космологической модели. В настоящее время предпочтение отдается значению $\Omega_{\mathrm{B}}h^2 = 0.0193 \pm 0.0014$, полученному Барлесом и Титлером (1998) в результате определения содержания дейтерия по абсорбционным спектрам квазаров. Наблюдательное ограничение $\Omega_{\mathrm{B}} < 0.1$ указывает на то, что Вселенная не может быть "закрытой" только при наличии барионного вещества, и необходимо присутствие темной материи.

4.1.2 Формирование галактик

После того, как были образованы первичные элементы, на протяжении примерно одного миллиарда лет Вселенная продолжала расширяться и остывать. Затем наступила эпоха формирования галактик. Считается, что галактики сформировались благодаря бесконечно малым флуктуациям плотности, которые образовались во время периода инфляции. Эти начальные неоднородности плотности создавали гравитационное напряжение в окружающей материи, что, в свою очередь, приводило к конденсации вещества из окрестностей таких неоднородностей, и некоторому замедлению расширения окружающего пространства, по сравнению со скоростью расширения Вселенной. По мере того, как вещество из окрестностей продолжало поступать в зародившуюся неоднородность, гравитационные напряжения, так же как и неоднородности плотности и замедление расширения, увеличивались. В конце концов гравитационное притяжение оказывалось столь значительным, что расширение в окрестности неоднородности прекращалось и сменялось коллапсом. Возникшая во время коллапса турбулентность привела к фрагментации облака протогалактического газа на облака меньшего размера, из которых сформировались галактики. Потеря составляющей момента движения, перпендикулярной плоскости вращения, происходящая при коллапсе согласно закону сохранения момента вращения, приводит к образованию сплюснутых, дискообразных систем. Благодаря столкновениям эти протогалактики могли объединяться в большие образования, которые имели более сферическую форму, и из которых сформировались затем эллиптические галактики.

Описанная выше картина формирования галактик подтверждается высокой дисперсией скоростей эллиптических галактик и их преимущественной концентрацией к центрам скоплений галактик. Во время процессов слияния сложные взаимодействия между системами приводят к изменению первоначально близких скоростей, т.е. к высокой дисперсии скоростей образующихся эллиптических галактик. Положение галактик в скоплениях можно объяснить следующим образом. Во-первых, меньшая плотность протогалактик во внешних областях скоплений по сравнению со внутренними, приводит к меньшей частоте столкновений, и пониженной доле эллиптических галактик во внешних областях скоплений. По той же причине в менее богатых галактиками скоплениях должно быть больше плоских галактик (если они изначально были плоскими). Во-вторых, взаимодействие между галактиками внутри скоплений приводит к "выметанию" свободного газа, образовавшегося в результате эволюции звезд, в межгалактическое пространство. Во внешних областях скоплений этот газ, благодаря действию гравитации, будет конденсироваться в облака с последующим образованием плоских спиральных галактик. Поэтому спиральные галактики чаще встречаются во внешних областях скоплений.

Это лишь очень грубая и приблизительная схема образования галактик, реальная картина гораздо сложнее. Например, наша Галактика (типичная спиральная галактика), состоит из нескольких компонент: темной короны, гало, диска (с подсистемами) и балджа (рис. 4.2). Понимание механизмов образования всех составляющих Галактики, поможет, в том числе, лучше понять, как были образованы другие галактики (в предположении, что большинство спиральных галактик похожи).

В настоящее время предложено два основных сценария, объясняющих образование Галактики. Первая модель была предложена Эггеном, Линденбеллом и Сендиджем (1962). Авторы модели ELS предположили, что галактика была образована в результате коллапса одного массивного протогалактического облака. Во время коллапса Галактика быстро и однородно

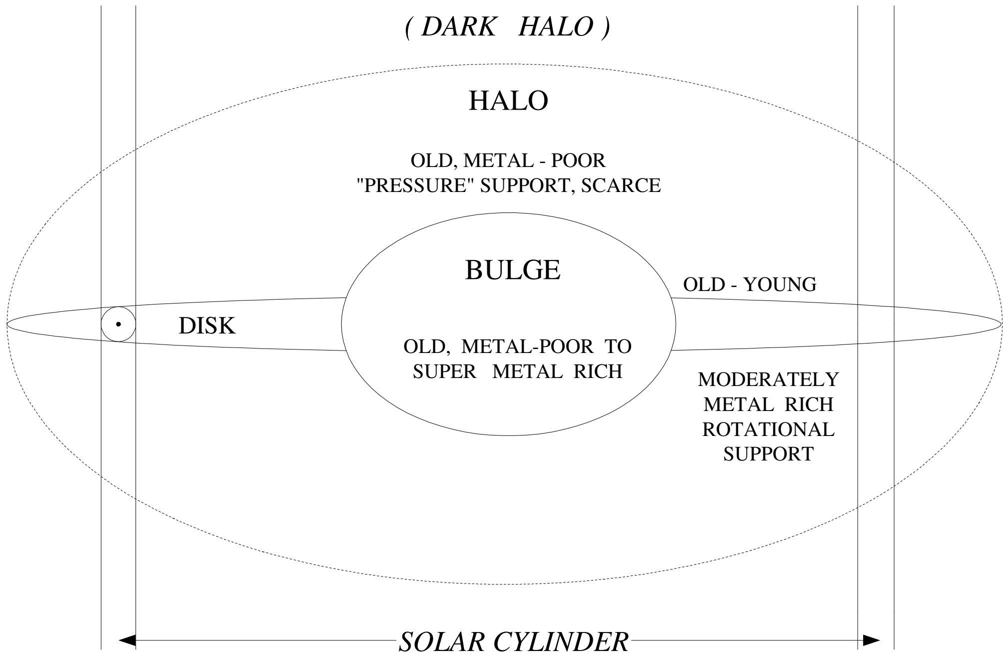

Рис. 4.2: Структура Галактики (рисунок из работы Пэйджела (1998).

проэволюционировала из сферического, медленно вращающегося, малометалличного гало, в компактный, сплющенный, быстро вращающийся, богатый металлами диск. Модель ELS основана на трех наблюдательных фактах, которые стали известны к тому времени в результате кинематических и химических исследований нескольких сотен звезд в окрестностях Солнца. Во-первых, малометалличные звезды гало имеют большие значения эксцентриситетов (e) орбит, в то время как звезды диска имеют практически круговые орбиты. Следовательно, в процессе коллапса вновь сформированные звезды имели все менее вытянутые орбиты, вплоть до круговых в диске. Во-вторых, наблюдаемый градиент металличности при переходе от малометалличных, имеющих большие значения скорости перпендикулярно плоскости вращения Галактики (W_{LSR}), звезд гало, – к звездам диска с большим содержанием металлов и имеющих низкие значения W_{LSR}, указывает на коллапс вещества из протяженного гало в компактный диск. В-третьих, малометалличные звезды гало имеют более низкие скорости галактического вращения, чем звезды диска, что указывает на ускорение вращения по мере коллапса. Итак, в модели ELS возраст, металличность, параметры орбит и скорости звезд должны взаимно коррелировать.

Отсутствие градиента металличности в системе шаровых скоплений внешнего гало привело Сирля и Зинна (1978) к предположению о том, что протогалактика не была целиком образована из одного облака, а скорее сформировалась в результате хаотического слияния множества небольших фрагментов, возможно карликовых галактик, имевших свою собственную историю эволюции (модель SZ). Во время процессов слияния газ, из которого были образованы шаровые скопления, продолжал поступать в Галактику даже после того, как галактический диск был сформирован. Итак, по сценарию SZ не должно быть очевидной корреляции между возрастом, металличностью и кинематическими параметрами звезд гало.

Будучи первой правдоподобной моделью формирования Галактики, модель ELS широко использовалась для объяснения многих общих зависимостей, наблюдаемых для звезд в окрестностях Солнца. Однако по мере накопления наблюдательных данных, особенно при переходе к звездам внешнего гало, становилось все более очевидным, что эта модель не может удовлетворительно объяснить все наблюдения. Напротив, модель SZ достаточно хорошо объясняет многие наблюдательные факты, такие, как отсутствие градиента содержаний химических элементов в гало, большой разброс возрастов шаровых скоплений, наличие малометалличных звезд с $e < 0.4$. Кроме того, сильным аргументом в пользу модели SZ служит наблюдаемое слияние карликовой галактики Saggitarius с нашей Галактикой (Ибата и др., 1994).

4.1.3 Химическая эволюция Галактики

По мере химической и кинематической эволюции Галактики, ее химическая история "записывалась" в поверхностном содержании звезд. Часть этих звезд мы можем наблюдать сегодня. Однако химический состав их атмосфер отражает действие процессов нуклеосинтеза, происходивших в нескольких поколениях звезд, с последующим обогащением межзвездной среды некоторой долей вновь образованных элементов. Для того, чтобы интерпретировать наблюдаемые содержания, необходимо сначала выяснить, при каких условиях эффективно образуются те или иные элементы, каким образом и в какой пропорции они попадают в межзвездную среду, а затем и в атмосферы исследуемых звезд.

Нуклеосинтез в звездах

В реакциях первичного синтеза были образованы лишь наиболее простые элементы во Вселенной – ^{1}H, ^{4}He, и небольшое количество ^{2}D, ^{3}He и ^{7}Li. Все остальные элементы должны были быть синтезированы в процессах ядерных реакций на различных стадиях эволюции звезд с последующим выбросом вновь синтезированного вещества в межзвездную среду, перемешиванием его с межзвездным веществом, образованием новых поколений звезд и т.д., т.е. в процессе химической и кинематической эволюции Галактики.

В процессе сжатия протозвездного облака начинает выделяться энергия. Согласно теореме вириала, часть этой энергии идет на разогрев внутренних областей формирующейся звезды. Когда температура в центре достигает 10^7 K, начинаются ядерные реакции горения водорода, при этом через pp-цепочку и/или посредством CNO-цикла синтезируются ядра ^{4}He. После выгорания водорода ядро звезды сжимается, центральная температура возрастает, начинается горение гелия. В реакциях горения гелия образуются ядра ^{12}C и ^{16}O и значительное количество элементов с четным числом протонов в ядре (Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti). Эти элементы, синтезированные в реакциях присоединения α-частиц, называются элементами α-процесса. В массивных звездах выгорание гелия в ядре приводит к дальнейшему разогреву центральных областей. В результате в ядре звезды начинаются реакции присоединения на ядрах C, затем Ne, O и Si. Реакции присоединения уравновешиваются реакциями фоторасщепления ядер, при этом происходит синтез элементов группы железа (V, Cr, Mn, Fe, Co и Ni). Удельная энергия связи на нуклон максимальна для элементов железного пика, поэтому синтез более тяжелых элементов в реакциях присоединения неэффективен. Тяжелые элементы синтезируются в реакциях нейтронного захвата, когда уже существующие ядра железного пика бомбардируются потоками нейтронов. Если в промежутках между последовательными захватами нейтронов ядра успевают испытывать β-распад, т.е. увеличить число протонов на единицу, то синтез (s-процесс) идет по одному пути (в координатах "число нейтронов – заряд ядра". Если плотность нейтронного потока высока, β-распады редки по сравнению с захватами нейтронов. Синтез (r-процесс) идет по нейтронноизбыточному пути. В реакциях r-процесса синтезируются элементы с атомными массами $70 \leq \mathrm{A} \leq 232$, с пиками концентрации вокруг $\mathrm{A} = 80, 130$ и 190, а в реакциях s-процесса – элементы в диапазоне $63 \leq \mathrm{A} \leq 209$, с пиками концентрации около элементов с $\mathrm{A} = 90, 138, 208$. Хотя в итог синтеза тяжелых элементов зачастую вносят вклад оба эти процесса, традиционно принято разделять указанные группы, называя их соответственно элементами r- и s- процесса, в зависимости от того, какие цепочки реакций доминируют при их синтезе.

Перечисленные типы ядерных реакций эффективно протекают при различных температурах и плотностях, т.е. в звездах разной массы и на различных стадиях эволюции. Ниже кратко перечислим, какой вклад в синтез элементов вносят различные типы звезд.

Сверхмассивные звезды В процессе фрагментации вещества в гигантском протогалактическом облаке, из первых протозвездных облаков могли сформироваться сверхмассивные звезды с массами $\mathrm{M} > 100\,\mathrm{M}_{\odot}$, принадлежащие к гипотетическому третьему типу населения. Эти сверхмассивные звезды, проэволюционировав очень быстро (на шкале $4\mathrm{x}10^{6}$ лет) и взорвавшись, выбросили в межзвездную среду первые ядра кислорода, а также сравнительно небольшое количество C и Fe. Именно сверхмассивные звезды считаются основным поставщиком первичного кислорода, который наблюдается в малометалличных звездах гало. Неизвестно, являлись ли эти звезды также источником первых элементов r-процесса. Не обнаружено ни одной звезды, относящейся к третьему типу населения. Повидимому, бóльшая их часть имела большие массы (и, соответственно, короткие времена жизни), и поэтому все они давно завершили эволюцию. Если все же существуют маломассивные первичные звезды (с $\mathrm{M} < 1\,\mathrm{M}_{\odot}$), дожившие до настоящего времени, они должны быть очень слабыми, если принять во внимание, что объекты населения III формировались в объеме, существенно превосходящем размеры Галактики.

Сверхновые второго типа SNeII После эпохи сверхмассивных звезд, наступила фаза взрывов звезд с массами больше $10\,\mathrm{M}_{\odot}$ (сверхновые типов SNeII, SNeIb и SNeIc). Принято считать, что эти звезды обогащают межзвездную среду элементами от C до Ni. При этом O и Mg образуются в несколько больших количествах, чем Si и Ca, и в значительно больших количествах по отношению к C и элементам группы железа. Действительно, у малометалличных звезд наблюдаются значительные избытки O и Mg ($[\mathrm{O, Mg/Fe}] > 0.6\,\mathrm{dex}$), средние избытки Si и Ca ($[\mathrm{Si, Ca/Fe}] = 0.3-0.4\,\mathrm{dex}$), и солнечное содержание C ($[\mathrm{C/Fe}] = 0$). Выход элементов из сверхновых второго типа демонстрирует также эффект четно-нечетных ядер: в малометалличных сверхновых образуется меньше элементов с нечетным числом протонов в ядре (Na и Al), чем соседних элементов с четным числом протонов (Mg и Si). Эффект объясняется тем, что для синтеза Na и Al необходим избыток свободных нейтронов, количество которых зависит от начальной металличности звезды. Эффект четно-нечетных ядер хорошо проявляется в малометалличных звездах и убывает при увеличении металличности.

Сверхновые первого типа SNeIa Звезды с массой $6 - 8\,\mathrm{M}_{\odot}$, входящие в состав тесных двойных систем и заканчивающие эволюцию взрывом сверхновой первого типа (SNeIa), являются основным поставщиком элементов группы железа, которые образуются во время взрывного горения Si. Также синтезируется, в добавление к синтезируемым при взрывах SNeII, некоторое количество элементов от Ne до Ca (при этом, возможно, Ca и Ti образуются в количествах, несколько больших по сравнению с другими элементами). Поскольку характерное время, необходимое для начала взрывов SNeIa, больше времени формирования гало, считается, что влияние сверхновых первого типа на эволюцию диска Галактики значительно больше, чем на эволюцию гало. Начало фазы взрывов SNeIa примерно совпадает с началом образования диска. Поскольку вклад SNeIa в синтез элементов группы железа больше, чем вклад в синтез элементов α-процесса, то отношение $[\alpha/\mathrm{Fe}] = 0.4$, характерное для малометалличных звезд, убывает до 0 при переходе от $[\mathrm{Fe/H}] = -1.5$ (самые малометалличные звезды диска) к звездам солнечной металличности.

Звезды асимптотической ветви гигантов (AGB) После выгорания водорода и гелия в ядре, звезда малой или промежуточной массы переходит на асимптотическую ветвь гигантов. Здесь происходит попеременное горение водорода во внешнем слоевом источнике и гелия в слое вокруг углеродно-кислородного ядра. Попеременное "переключение" слоевых источников инициирует тепловые пульсации, процессы перемешивания вещества в оболочке звезды и выноса его в поверхностные слои. Во время первого "конвективного черпка" (dredge-up) значительное количество вновь синтезированного ^{12}C преобразуется в ^{13}C и ^{14}N. Во время второго "конвективного черпка", когда звезда вновь поднимается вдоль ветви AGB, эти элементы (^{13}C и ^{14}N) выносятся на поверхность звезды. Во время следующего подъема вдоль AGB горение He поставляет через реакции $^{13}\mathrm{C}(\alpha,\mathrm{n})^{16}\mathrm{O}$ и $^{22}\mathrm{Ne}(\alpha,\mathrm{n})^{25}\mathrm{Mg}$ количество свободных нейтронов, достаточное для обеспечения реакций s-процесса. Элементы s-процесса выносятся на поверхность во время третьего "конвективного черпка" и поступают в межзвездную среду со звездным ветром, или при сбрасывании звездой оболочки, которая затем образует протопланетарную туманность.

Этапы химической эволюции Галактики

Из оценок возраста старейших звезд Галактики (с точностью до ошибок определения возраста, таких же старых, как и сама Вселенная), мы предполагаем, что эволюция Галактики началась при нулевом начальном содержании тяжелых элементов. В звездах первого поколения, находившихся на главной последовательности, практически не было элементов тяжелее гелия. Проэволюционировав и закончив жизнь вспышкой сверхновой, эти звезды выбросили в межзвездную среду первые тяжелые элементы, образовавшиеся в их недрах. Обогащенный межзвездный газ конденсировался и формировал следующее поколение звезд, которые уже содержали некоторое количество тяжелых элементов. Элементы, образованные в первом поколении звезд, называются первичными элементами (это C, O, элементы группы железа и некоторые элементы r-процесса). При наличии ядер железа становится возможным синтез некоторых тяжелых элементов s-процесса в звездах второго поколения, находящихся на стадии AGB, а также первичных элементов в других звездах. Элементы s-процесса, а также N (для синтеза которого необходим C в качестве зародышевых ядер), относят ко вторичным элементам. Третье поколение звезд, сформированное из межзвездного газа, обогащенного продуктами нуклеосинтеза в результате эволюции звезд второго поколения, будет содержать еще больше металлов. Соответственно и межзвездная среда становится все богаче металлами, а вновь формирующиеся звезды будут содержать все больше тяжелых элементов. Итак, в рамках замкнутой эволюционирующей системы металличность в целом является функцией времени.

Наблюдательные тесты

Основываясь на этой картине, можно проследить наблюдаемую историю химической эволюции Галактики во времени, исследуя содержания элементов в атмосферах звезд разного возраста. Сравнение наблюдений с теоретическими моделями химической эволюции Галактики дает возможность исследовать начальную функцию масс, скорость образования звезд, а также временную шкалу формирования звездных систем. Хорошо известно, что звезды гало по наблюдениям показывают металличность $[\mathrm{Fe/H}] \leq -1.0$ (в 10 раз ниже солнечной), в то время как звезды диска показывают $[\mathrm{Fe/H}] \geq -1.0$. Если наблюдаемые результаты воспроизводятся моделью химической эволюции Галактики, то мы можем определить, когда содержание металлов (индикатор времени) достигло [Fe/H] = -1.0 (точка перехода от гало к диску). Это дает нам временную шкалу формирования гало. Т.о., определяя относительные содержания в зависимости от времени, мы имеем возможность проследить всю историю Галактики. Рассмотрим типичный пример: наблюдения показывают, что отношение [α/Fe] остается примерно постоянной величиной для [Fe/H] < -1.0 и затем начинает уменьшаться с увеличением металличности после [Fe/H] = -1.0. В теории нуклеосинтеза, которая предполагает, что в SNeIa было произведено 2/3 общего количества Fe (примерно через один миллиард лет после того, как SNeII обогатили межзвездную среду α-элементами и Fe в отношении [α/Fe] = $+0.4$), этот факт интерпретируется как наличие временного интервала между концом эпохи вспышек SNeII и началом вспышек SNeIa. Из этого можно сделать вывод о том, что область перехода, в которой [α/Fe] в звездах уменьшается с $+0.4$ до солнечного значения, отражает более позднюю историю звездообразования. Если скорость звездообразования в галактике велика, то газ будет достигать более высокой металличности прежде, чем вспыхнут первые SNeIa, и, т.о., положение точки изгиба на диаграмме зависимости [α/Fe] от [Fe/H] будет на более высоких значениях [Fe/H]. В системах с единичной вспышкой звездообразования (таких как БМО и ММО), отношение [α/Fe] в межзвездном газе будет оставаться высоким в период формирования звезд, и затем начнет постоянно уменьшаться после вспышки звездообразования, достигая субсолнечных значений по мере того, как вспышки SNeII прекращаются и только SNeIa продолжают обогащать межзвездную среду. При этом скорость уменьшения отношения [α/Fe] может быть использована для определения отношения SNeII и SNeIa. Кроме того, предположив, что отношение [α/Fe] увеличивается с увеличением массы звезд – прародителей SNeII, можно из наблюдений величины [α/Fe] оценить начальную функцию масс звездной системы.

В сверхновых, являющихся результатом эволюции массивных звезд, создаются условия для протекания реакций r-процесса. Время эволюции массивных (с $M > 10\,M_\odot$) звезд, не превышающее 2×10^7 лет, существенно меньше времени, необходимого для начала реакций s-процесса в звездах на стадии AGB. Поэтому в звездах со сверхдефицитом металлов содержание тяжелых элементов практически полностью обеспечено реакциями r-процесса. Синтезируемые при этом такие долгоживущие радиоактивные изотопы, как ^{232}Th, ^{235,238}U, могут быть использованы в качестве радиоактивных космохронометров.

Другие элементы имеют каждый свою собственную историю происхождения, и можно ожидать, что наблюдаемые особенности их распределений хранят другую важную информацию. С одной стороны, определение отношений содержаний различных элементов в зависимости от времени дает возможность наблюдательной проверки механизмов ядерного синтеза различных элементов. С другой стороны, детальные соотношения содержаний каждого элемента представляются необходимыми в проблеме восстановления истории эволюции Галактики.

Желтые карлики – индикаторы химического состава. При изучении эволюции Галактики методом анализа содержаний элементов в звездных атмосферах делается следующее предположение: состав звездной атмосферы совпадает с составом межзвездной среды в момент формирования звезды, т.е. поверхностные содержания в этих звездах не меняются во время их эволюции. Чтобы удовлетворить этому требованию, звезды должны быть непроэволюционировавшими (карлики), и их конвективные зоны не должны быть слишком глубокими, чтобы не перемешивать переработанное вещество из глубоких слоев с поверхностными, и, в то же время, конвекция должна быть достаточно эффективной, чтобы не допустить гравитационного расслоения или диффузии элементов. Долгоживущие F и G карлики с массами примерно в одну солнечную обладают всеми перечисленными свойствами и являются идеальными индикаторами химического состава межзвездной среды в любой данный момент времени эволюции Галактики.

Анализ методом моделей атмосфер. Химический состав атмосфер этих F и G карликов можно получить, анализируя их спектры методом моделей атмосфер. Основным принципом этого метода является то, что интенсивность любой спектральной линии (или эквивалентная ширина) в условиях конкретной модели обусловлена содержанием этого элемента. Для успешного использования этого метода требуется выполнение двух условий: наблюдения с высоким спектральным разрешением и высоким отношением сигнал/шум (для получения надежных значений эквивалентных ширин) и возможность тщательного анализа звездных спектров на основе надежных моделей атмосфер.

Анализ методом моделей атмосфер требует некоторых дополнительных данных, таких как параметры атмосферы и данные об атомных линиях. Параметры атмосферы включают эффективную температуру, силу тяжести на поверхности, металличность и микротурбулентную скорость, которые могут быть получены из фотометрических индексов или при итеративном спектральном анализе. Данные об атомных линиях, таких как силы осцилляторов и константы затухания, как правило, берутся из лабораторных экспериментов или теоретических расчетов.

Для данного набора параметров атмосферы, модель атмосферы рассчитывается на основе нескольких предположений: приближение плоскопараллельной атмосферы, когда все физические переменные являются функцией одной пространственной координаты; приближение гидростатического равновесия, когда нет значительного переноса массы (с ускорением) на большие расстояния или существенных потерь вещества; приближение локального термодинамического равновесия, когда функция источника описывается излучением черного тела с температурой в данной координате; и, наконец, приближение о характере конвективных потоков (например, теория длины пути перемешивания). Используя все эти упрощения, строится теоретическая или полуэмпирическая зависимость температуры, давления и плотности от оптической глубины – модель звездной атмосферы.

Вместе с информацией об атомных линиях, эта модель используется для решения уравнения лучистого переноса и расчета кривой роста или участка синтетического спектра. Последний из этих двух методов более предпочтителен для расчета концентраций ядер по участкам спектра, содержащим большое количество блендированных линий. Метод же кривой роста пригоден лишь для расчета содержаний по одиночным неблендированным линиям. При этом оба метода расчета содержания основаны на совпадении теоретической и наблюдаемой эквивалентных ширин. Обычно содержания определяются в логарифмической шкале в предположении, что содержание водорода $\lg \epsilon(\mathrm{H}) = 12$:

$$[\mathrm{X/H}] = \{\lg \epsilon(\mathrm{X}) - \lg \epsilon(\mathrm{Fe})\}_* - \{\lg \epsilon(\mathrm{X}) - \lg \epsilon(\mathrm{Fe})\}_\odot \qquad (4.1)$$

4.2 Наблюдения

Целью данного исследования было определение химического состава атмосфер непроэволюционировавших маломассивных звезд во всем интервале металличностей, наблюдаемом для звезд гало и диска. Наблюдательная программа была составлена по каталогу звезд с большими собственными движениями Карню и др. (1994). Список основан на выборе звезд, по кине-

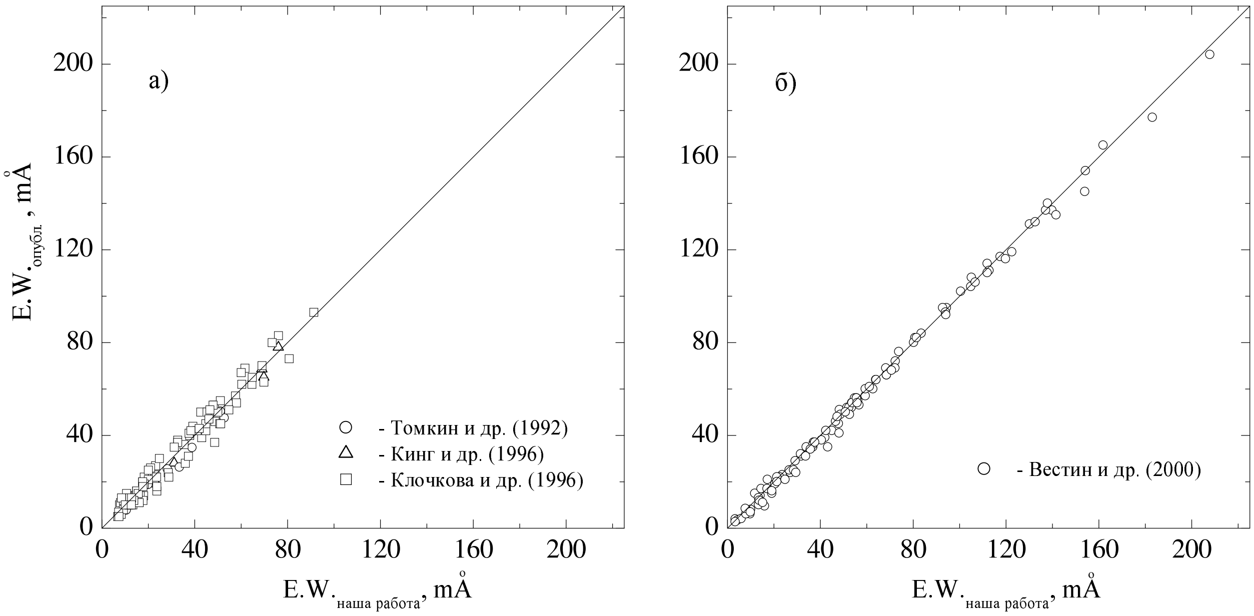

Рис. 4.3: Сравнение измеренных нами эквивалентных ширин с опубликованными ранее: а) для звезды BD+23°3912 по спектру, зарегистрированному на спектрографе PFES, б) для HD 115444 по спектру, зарегистрированному на спектрографе НЭС.

матическим данным относящимся как к гало в диапазоне металличностей от -0.5 до -3.5 dex (по данным каталога), так и к диску ($-1.5 \leq$ [Fe/H] ≤ 0). Помимо этого, в список были включены некоторые звезды из каталога малометалличных F-M звезд Барткявичюса (1980).

Спектры звезд были получены на 6-метровом телескопе САО в период времени с 1995 по 2002 год. За это время на БТА произошла смена спектральной аппаратуры высокого разрешения, поэтому спектральный материал был получен на нескольких приборах с различным спектральным разрешением ($15\,000 \leq \mathrm{R} \leq 60\,000$) и в разных диапазонах длин волн.

Процедура обработки наблюдений описана в третьей главе. Для оценки точности наблюдательных данных мы сравнили измеренные нами эквивалентные ширины с данными, опубликованными ранее другими авторами. На рис. 4.3 (а,б) приведены результаты такого сравнения для звезд различной металличности BD + 23°3912 ([Fe/H] $= -1.36$) и HD 115444 ([Fe/H] $= -2.91$), спектры которых были зарегистрированы на различных приборах (PFES и НЭС, соответственно). Рассчитав разность для каждого набора эквивалентных ширин ("наша работа – данные других авторов"), мы получили следующие значения систематических сдвигов между нашей системой эквивалентных ширин и системами других авторов. Для BD + 23°3912 разность между нашими эквивалентными ширинами и опубликованными в работе Томкин и др. (1992) составила $< \delta$E.W $>= 3.5 \pm 0.9$ mÅ ($\sigma = 2.3$ mÅ, по 7-ми линиям); Кинга и др. (1996): $< \delta$E.W $>= 1.8 \pm 1.0$ mÅ ($\sigma = 2.3$ mÅ, по 6-ти линиям); Клочковой и др. (1996б): $< \delta$E.W $>= -0.1 \pm 0.4$ mÅ ($\sigma = 4.0$ mÅ, по 93-м линиям). Спектры HD 115444 как в нашей, так и в работе Вестин и др. (2000), были получены на спектрографах более высокого разрешения (R $\simeq$ 60 000), поэтому не удивительно, что разброс измерений гораздо меньше, чем по спектрам BD + 23°3912, полученным с меньшим разрешением: $< \delta$E.W $>= 1.3 \pm 0.2$ mÅ ($\sigma = 2.4$ mÅ, по 110-ти линиям). Из приведенных выше значений и из рис. 4.3 видно, что систематическая разность между нашей системой эквивалентных ширин и системами других авторов практически отсутствует.

4.3 Параметры моделей звездных атмосфер и данные для атомных линий

4.3.1 Параметры моделей атмосфер

Эффективная температура. Наиболее важным параметром модели звездной атмосферы при расчете химического состава является эффективная температура, поскольку она определяет условия возбуждения и ионизации газа. По сравнению с другими параметрами, ошибки определения $T_{\rm eff}$ сильнее всего влияют на определение содержаний по отдельным линиям. Поэтому для надежного определения химического состава необходимо прежде всего точное знание именно этого параметра.

Эффективная температура $T_{\rm eff}$ определялась по фотометрическим индексам Стремгрена ($b - y$ и c_1), с учетом металличности [Fe/H], с использованием калибровок Алонсо и др. (1996). Эти калибровки были получены из анализа большой выборки F0-K5V звезд в диапазоне металличности $-3.0 <$ [Fe/H] < 0.5 и эффективных температур $4000 < T_{\rm eff} < 8000$ K методом инфракрасных потоков с использованием сетки моделей атмосфер Куруча (1993а). Фотометрические индексы $b - y$ и c_1 брались работ Хоука и Мермийода (1998), Шустера и Ниссена (1988) и Шустера и др. (1993). Значения металличностей звезд, необходимые для первой итерации расчета $T_{\rm eff}$, первоначально были взяты из литературы или рассчитывались по калибровочным формулам, приведенным в работе Шустера и Ниссена (1989), однако затем, при следующих итерациях, использовались спектроскопические значения содержания железа. При этом мы учитывали около ста линий

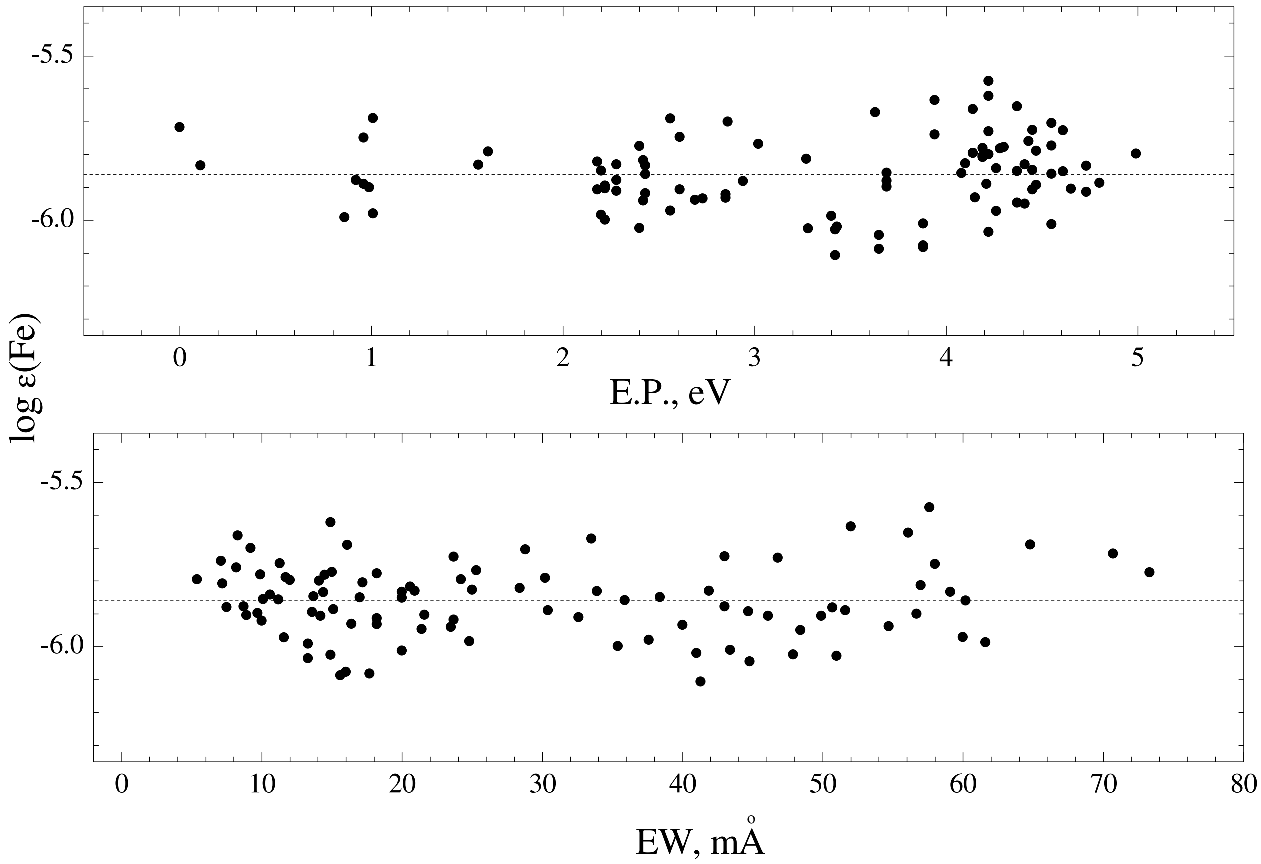

Рис. 4.4: Содержание нейтрального железа, определенное по отдельным линиям в зависимости от потенциала возбуждения (верхний рисунок) для иллюстрации метода определения эффективной температуры; и от эквивалентной ширины (нижний рисунок) для иллюстрации метода определения микротурбулентной скорости.

нейтрального железа для каждой звезды. Средние ошибки определения индексов Стремгрена составляют $\sigma_{\mathrm{b-y}} = 0.005$ и $\sigma_{\mathrm{c1}} = 0.008$ (Шустер и др., 1993). Если принять среднюю ошибку определения металличности по линиям нейтрального железа $\sigma_{\mathrm{[Fe/H]}} = 0.1$, то ошибка определения эффективной температуры составляет порядка 50 K. Приняв во внимание, что возможные ошибки калибровки составляют порядка 50 K (Алонсо и др., 1996), получим ошибку определения $\sigma_{\mathrm{T_{eff}}} \simeq 70 - 90$ K. Для проверки полученных значений эффективной температуры были использованы еще два метода: а) основанный на спектральном анализе линий нейтрального железа Fe I (по условию независимости содержания от потенциала возбуждения нижнего уровня); б) методом синтетического спектра по крыльям линии H_α (в исследуемом диапазоне эффективных температур на крылья H_α практически не оказывает влияния сила тяжести $\lg g$ и металличность [Fe/H] (Граттон и др., 1996)). Полученные тремя методами значения эффективных температур достаточно хорошо согласуются. В табл. 4.1 приведены полученные значения T_{eff}, а также другие параметры, использованные нами при выборе моделей атмосфер. Рис. 4.4 (верхняя часть) иллюстрирует независимость содержания железа, определенного по линиям Fe I, от потенциала возбуждения, для звезды BD + 23°3912 (приняты параметры $T_{eff} = 5753$ K, $\lg g = 3.91$, [Fe/H] $= -1.36$ dex). При расчете синтетических спектров использовалась программа STARSP (Цымбал, 1996).

Сила тяжести на поверхности. Вторым важным параметром, определяющим условия состояния атомов в атмосфере звезды, является сила тяжести на поверхности $\lg g$. Влияние этого параметра сильнее сказывается на линиях ионов, чем нейтральных атомов. Кроме того, от силы тяжести на поверхности зависит отношение непрозрачности в линии к непрозрачности в непрерывном спектре, что играет важную роль при определении содержаний, особенно по слабым линиям.

Один из способов определения величины силы тяжести на поверхности основан на выполнении условия ионизационного баланса – содержания ядер железа, полученные по линиям нейтральных и однократно ионизованных атомов, должны совпадать. При этом изменение $\lg g$ сильнее влияет на линии ионов железа, в то время как содержание железа, полученное по линиям нейтрального железа, меняется в гораздо меньшей степени с изменением $\lg g$. Однако этот метод может быть отягощен рядом ошибок, связанных со следующими неопределенностями: ошибки в используемой системе сил осцилляторов, эффекты отклонения от ЛТР для линий Fe I, а также неточности структуры моделей атмосфер. Кроме того, точное определение содержания по линиям однократно ионизированного железа Fe II затрудняется малочисленностью (по сравнению с Fe I) линий Fe II в спектрах F и G звезд.

Зная параллаксы звезд, можно определить силу тяжести на поверхности, исходя из зависимостей между основными параметрами звезды $g \propto \mathcal{M}/R^2$ и $L \propto R^2 T_{eff}$ (Ниссен и др., 1997) :

$$\lg \frac{g}{g_\odot} = \lg \frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_\odot} + 4 \lg \frac{T_{eff}}{T_{eff_\odot}} + 0.4(M_{bol} - M_{bol,\odot})$$

и

$$M_{bol} = V + BC + 5 \lg \pi + 5,$$

где $\mathcal{M}$ – масса звезды, M_{bol} – абсолютная болометрическая величина, V – видимая звездная величина, BC – болометрическая поправка, и π – параллакс.

Зная $T_{\rm eff}$, мы рассчитывали болометрические поправки BC по калибровочной формуле, приведенной в работе Балона (1994). Для расчета M_{bol} использовались значения параллаксов, полученные на миссии Hipparcos (ESA, 1997). Затем, с известными значениями эффективной температуры и абсолютной болометрической величины, по положению звезды на диаграмме $M_{bol} - \lg T_{\rm eff}$ оценивалась ее масса. Для этого мы использовали сетку эволюционных треков Ванденберга и др. (2000), рассчитанных с шагом по металличности в $\sim 0.1\,$dex в диапазоне $-2.31 \leq [\mathrm{Fe/H}] \leq -0.30$ и с изменяющимся содержанием элементов α-процесса ($[\alpha/\mathrm{Fe}] = 0.0, 0.3, 0.6$) и гелия ($0.2352 \leq \mathrm{Y} \leq 0.2550$) в атмосфере. Треки были рассчитаны для звезд с массами $0.5 \leq \mathcal{M} \leq 1.0\,\mathcal{M}_\odot$ с шагом $0.1\,\mathcal{M}_\odot$.

Ошибка определения массы звезды по положению на диаграмме $M_{bol} - \lg T_{\rm eff}$, связанная с неопределенностями в $T_{\rm eff}$, M_{bol} и [Fe/H], составляет около $0.05\,\mathcal{M}_\odot$, что приводит к ошибке определения $\lg g$ порядка 0.03. Ошибки определения BC ($\sim 0.05^{\rm m}$) и $T_{\rm eff}$ ($\sim 90\,$K) каждая дополнительно вносит неопределенность в $\lg g$ порядка 0.02. Наибольший вклад в $\sigma_{\lg g}$ вносит ошибка определения параллакса π: относительная ошибка в 5% соответствует $\sigma_{\lg g} = 0.04$. Для части звезд нашей выборки $\sigma_\pi > 10\%$, поэтому суммарная ошибка определения силы тяжести на поверхности составляет $0.1 < \sigma_{\lg g} < 0.2$.

Определенные по параллаксам значения $\lg g$ с большой точностью совпали с полученными спектроскопически – рассчитанные при этих $\lg g$ содержания Fe I и Fe II совпали с точностью определения содержаний. Поэтому для остальных звезд, точность определения параллаксов которых оказалась мала или параллаксы были неизвестны, мы приняли значения $\lg g$, определенные спектроскопически.

Металличность. Как уже упоминалось, металличности звезд, необходимые для первой итерации расчета параметров модели атмосферы, брались из литературы или рассчитывались по фотометрическому индексу Стремгрена $\mathrm{m_1}$ с использованием калибровок Шустера и Ниссена (1989). При следующих итерациях использовались спектроскопические значения содержания железа, рассчитанного по примерно ста линиям с E.W. $< 100\,$mÅ. Ошибка определения $\sigma_{[\mathrm{Fe/H}]}$ составляет менее 0.1 dex.

Микротурбулентная скорость. Поскольку атомные линии, наблюдаемые в звездных спектрах, шире, чем дают теоретические расчеты с учетом есте-

Таблица 4.1: Основные характеристики исследованных звезд и параметры моделей атмосфер, полученные в данной работе.

Star	T_{eff}, K	$\lg g$	[Fe/H]	V	π, mas	$\sigma(\pi)$, mas	Mass, $M_{\odot}$	U, km/s	V, km/s	W, km/s	R_{ap}, kps	Z_{max}, kps
G 265-1	5500	3.50	-0.66	8.37	16.24	0.70	0.63	-7	-67	-33	8.0	0.3
G 30-52	5025	2.50	-0.60	8.59	24.69	1.20	-	-	-	-	-	-
G 245-32	6725	4.65	-0.72	9.95	6.46	1.27	0.73	-259	-138	-6	16.4	0.1
G 246-38	5240	3.50	-2.18	9.91	17.58	1.53	0.58	111	-348	-61	9.6	0.9
G 88-32	6268	3.91	-2.12	10.82	3.07	2.32	0.70	-283	-92	-39	21.4	1.3
G 90-25	5370	3.00	-1.67	8.28	35.29	1.04	0.61	-265	-178	-84	17.3	2.9
HD 65583	5800	5.00	-0.20	6.94	59.25	0.77	-	-	-	-	-	-
G 251-54	5541	3.58	-1.55	10.02	3.91	1.22	0.61	31	-67	69	8.2	1.1
BD-15°2546	6225	4.15	-1.83	9.64	7.26	1.32	0.70	-112	-267	69	9.2	0.9
HD 88609	4325	0.00	-2.82	8.61	0.63	1.14	-	-	-	-	-	-
G 147-30	6129	3.95	-1.49	9.76	8.11	1.43	0.69	-184	-156	-139	12.8	5.2
G 176-53	5537	4.49	-1.21	9.92	13.61	1.54	0.64	202	-234	61	11.8	2.6
G 122-57	4784	2.83	-1.01	8.36	5.55	1.20	-	-	-	-	-	-
G 13-35	6030	4.10	-1.50	9.67	10.95	1.29	0.69	-111	-184	70	8.8	1.9
G 255-32	5832	3.59	-2.01	11.64	1.59	1.72	0.64	203	-142	-28	12.5	0.3
HD 122563	4395	0.00	-2.77	6.20	3.76	0.72	-	-	-	-	-	-
G 239-12	6101	4.10	-2.02	11.62	-	-	0.68	-77	-232	28	7.9	1.8
G 201-5	6094	4.15	-2.04	11.49	-	-	0.68	-262	-51	28	20.6	0.9
HD 140283	5774	3.76	-2.30	7.22	17.44	0.97	-	-	-	-	-	-
BD+11°2998	5625	2.40	-0.88	9.20	3.25	1.23	-	-	-	-	-	-
G 17-21	5806	4.14	-0.83	7.29	24.34	0.90	0.74	-58	-171	-56	7.9	1.3
BD+09°3223	5900	2.60	-1.53	9.27	1.88	1.41	-	-	-	-	-	-
G 182-7	5500	4.20	-0.14	8.10	19.78	1.07	0.64	-39	-1	11	8.8	0.1
BD+17°3248	5590	2.40	-1.15	9.37	3.67	1.50	-	-	-	-	-	-
G 170-47	5338	3.11	-2.27	8.95	4.29	1.17	0.57	154	-201	-90	10.3	2.1
HD 175305	5000	2.20	-1.35	7.20	6.18	0.65	-	-	-	-	-	-
G 23-14	4939	2.70	-1.46	10.71	8.11	6.21	0.54	-69	-16	10	9.2	0.1
BD+23°3912	5753	3.91	-1.36	8.89	9.38	1.24	-	-	-	-	-	-
G 186-26	6272	4.68	-2.11	10.82	7.49	1.73	0.71	43	-328	-80	8.1	1.4
G 24-15	5946	4.32	-1.06	8.35	17.94	1.24	0.69	79	-241	6	8.4	0.1
G 231-52	5750	4.40	-1.49	10.34	15.20	1.21	0.62	-93	-230	103	8.6	3.7
G 188-22	5961	4.38	-1.23	10.05	9.19	1.70	0.69	-112	-86	63	9.6	1.0
G 126-62	6067	4.14	-1.52	9.47	8.43	1.42	0.67	178	-248	80	11.1	2.2
G 27-44	5890	4.23	-0.75	7.42	23.66	0.97	0.64	40	20	45	9.9	0.7
G 29-20	5030	2.00	-0.91	9.17	-	-	-	-	-	-	-	-

Массы звезд и кинематические данные взяты из работы Карню и др., 1994 ственного и теплового уширения, при анализе профилей линий вводится параметр микротурбулентной скорости. Этот параметр, ξ_t, добавленный к гауссовому распределению скоростей (т.е., $v^2 = v_0^2 + \xi_t^2$) позволяет уширять линии и добиваться хорошего совпадения наблюдаемых и расчетных профилей. Влияние параметра микротурбулентной скорости, ξ_t, на спектральные линии проявляется в том, что изменяется форма как сильных, так и слабых линий. Кроме того, эквивалентные ширины сильных линий увеличиваются с увеличением микротурбулентной скорости, в то время как на эквивалентные ширины слабых линий (E.W. $< 50\,$mÅ) ξ_t не влияет.

Микротурбулентная скорость, ξ_t, рассчитывалась, исходя из условия независимости содержания, определяемого по отдельным линиям нейтрального железа, от эквивалентной ширины (см. рис. 4.4, нижняя часть). Для уменьшения возможного влияния эффектов не-ЛТР для сильных линий, при определении ξ_t нами использовались линии, эквивалентные ширины которых не превышали 100 mÅ в спектре данной звезды и с потенциалами возбуждения нижнего уровня $\chi_{\rm low} \geq 4$eV. Параметр ξ_t подбирался таким образом, чтобы разность содержания, определенного по слабым (E.W. $\leq 20\,$mÅ) и по сильным линиям, не превышала 0.05 dex. Ошибка определения σ_{ξ_t} при этом составляет менее 0.3 км/с. Расчет содержаний большинства элементов производился по линиям с E.W. $< 100\,$mÅ, интенсивность которых от ξ_t зависит меньше, чем от $T_{\rm eff}$ и $\lg g$. Поэтому ошибки содержаний, вызванные неопределенностью параметра ξ_t, должны быть относительно малы по сравнению с ошибками, связанными с неточностью определения других параметров модели атмосферы. При расчете содержаний использовалась программа WIDTH9, а также сетка моделей атмосфер Куруча (1992, 1993a).

Расчет параметров моделей атмосфер ($T_{\rm eff}$, $\lg g$, [Fe/H] и ξ_t) производился в несколько итераций. Окончательные результаты для звезд выборки приведены в табл. 4.1. Ошибки определения параметров составляют: $\sigma_{T_{\rm eff}} \simeq 90\,$K, $\sigma_{\lg g} \simeq 0.2$, $\sigma_{\rm [Fe/H]} \simeq 0.1\,$dex и $\sigma_{\xi_t} \simeq 0.3\,$км/с.

4.3.2 Силы осцилляторов

Список неблендированых линий, по которым определялись металличность и содержания элементов, был составлен на основе солнечного списка линий Прието и Лопеза (1998). Линии отбирались таким образом, чтобы их эквивалентные ширины были меньше 100 mÅ для звезд исследуемого диапазона металличностей ($-1.6 <$ [Fe/H] < -1.3), т.к. более сильные линии слишком чувствительны к выбору значения микротурбулентной скорости. Первона-

Таблица 4.2: Работы, из которых были взяты значения сил осцилляторов для соответствующих элементов и ионов.

Элемет/Ион	Ссылка
Li I	Куруч, 1993б
O I	Вайс и др., 1996
Na I	Ниссен и Шустер, 1997
Mg I	Чанг, 1990
Si I	Гарц, 1973
K I	Ламберт и Ворнер, 1968
Ca I	Чен и др., 2000; Смит и Раггетт, 1981
Sc II	Лоуер и Дакин, 1989; NBS*
Ti I	Гуртовенко и Костык, 1989
Ti II	Рябчикова и др., 1994; Бизарри и др., 1993
Cr I	Барклем и др., 2000
Cr II	NBS*; Куруч, 1994
Mn I	Гуртовенко и Костык, 1989
Ni I	Барклем и др., 2000; Виклифф и Лоуер, 1997; NBS*
Cu I	Куруч, 1993б; Ридер и Сансонетти, 1986
Zn I	Гуртовенко и Костык, 1989
Y II	Куруч, 1993б; Ридер и Сансонетти, 1986
Ba II	Вайс и Мартин, 1980

* – NBS (Мартин и др., 1988; Куруч, 1993б; Фур и др., 1988)

чально отобранные линии были измерены в спектре звезды BD + 23°3912, которую мы использовали в качестве стандарта и для которой химический состав неоднократно исследовался ранее (см., например, Томкин и др., 1992; Кинг и др., 1996; Клочкова и др., 1996б). Линии, дающие систематические отклонения при определении химических обилий, при дальнейшем анализе не принимались во внимание.

Выбор системы сил осцилляторов для линий Fe I и Fe II, которые мы использовали для определения микротурбулентной скорости и металличности, а также для проверки правильности определения эффективной температуры и силы тяжести на поверхности, осуществлялся по нескольким спискам следующим образом. Для трех звезд с хорошо известными параметрами (Солнце, Процион и BD + 23°3912) по спектрам, полученным на PFES (Панчук и др., 1998а), были измерены эквивалентные ширины линий Fe I и Fe II. Далее, с известными параметрами моделей атмосфер, для каждой из трех звезд по всем линиям были рассчитаны содержания железа. На рис. 4.5 приведен пример таких расчетов для Солнца. В итоге была выбрана

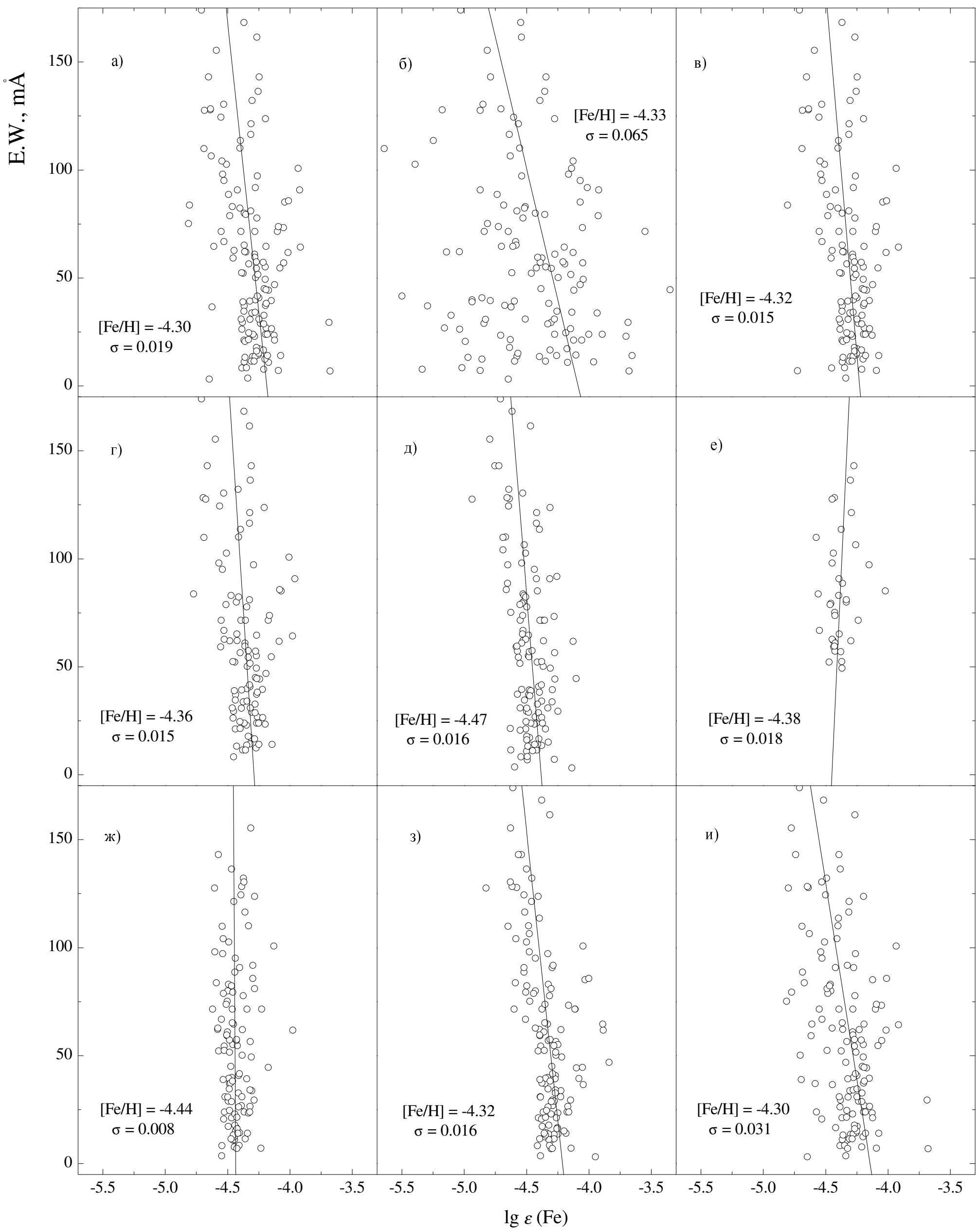

Рис. 4.5: Содержание нейтрального железа в атмосфере Солнца, определенное по отдельным линиям в зависимости от эквивалентной ширины. Параметры модели атмосферы: $\mathrm{T_{eff}} = 5777\,\mathrm{K}$, $\lg g = 4.44$, $\xi_{\mathrm{t}} = 1$ км/с. Использованы следующие системы сил осцилляторов: а) Куруч и Белл (1995); б) Куруч и Пейтреман (1975); в) и г) соответственно, основная и вспомогательная системы каталога Хираты и Хорагучи (1995); д) Лак (1990); е) Ниссен и Шустер (1997); ж) Ковтюх и Андриевский (1999); з) Тевна (1989, 1990); и) VALD (Пискунов и др.,1995; Купка и др., 1999; Рябчикова и др., 1999).

система Ковтюха и Андриевского (1999), показавшая наименьший разброс содержаний по отдельным линиям и наиболее удовлетворяющая выбранным параметрам моделей атмосфер для всех трех звезд. Для остальных элементов были использованы значения сил осцилляторов, приведенные в

Таблица 4.3: Ошибки определения содержаний, рассчитанные для звезды BD+23°3912 ($T_{\rm eff} = 5753\,$K, $\lg(g) = 3.91$, $[Fe/H] = -1.36\,$dex, $\xi_t = 1.4$ км/с). В последней колонке приведена суммарная ошибка, рассчитанная в предположении, что индивидуальные ошибки не коррелируют между собой.

	$\frac{\sigma_{\rm EW}}{\sqrt{\rm N}}$	$\Delta T_{\rm eff}$ +100 K	$\Delta \log g$ +0.2	$\Delta\xi_{\rm t}$ +0.3 km/s	σ_{tot}
Δ[FeI/H]	0.012	0.068	−0.004	−0.029	0.075
Δ[FeII/H]	0.037	−0.004	0.069	−0.022	0.081
Δ[Li/H]	0.051	0.079	0.001	−0.010	0.095
Δ[O/Fe]	0.019	−0.070	0.046	−0.010	0.087
Δ[Na/Fe]	0.020	0.075	−0.055	−0.030	0.100
Δ[Mg/Fe]	0.098	0.047	−0.005	−0.013	0.110
Δ[Si/Fe]	0.021	0.031	0.006	−0.005	0.038
Δ[K/Fe]	0.078	0.085	−0.040	−0.100	0.158
Δ[Ca/Fe]	0.017	0.058	−0.020	−0.037	0.074
Δ[Sc/Fe]	0.047	0.032	0.072	−0.023	0.095
Δ[Ti1/Fe]	0.019	0.094	−0.004	−0.032	0.101
Δ[Ti2/Fe]	0.042	0.032	0.070	−0.032	0.093
Δ[Cr1/Fe]	0.033	0.094	0.000	−0.020	0.102
Δ[Cr2/Fe]	0.060	−0.004	0.073	−0.010	0.095
Δ[Mn/Fe]	0.018	0.060	0.000	−0.004	0.063
Δ[Ni/Fe]	0.031	0.060	0.007	−0.014	0.069
Δ[Cu/Fe]	0.150	0.089	0.006	−0.010	0.175
Δ[Zn/Fe]	0.035	0.040	0.030	−0.035	0.071
Δ[Y/Fe]	0.015	0.040	0.070	−0.015	0.084
Δ[Ba/Fe]	0.055	0.063	0.053	−0.117	0.153

работах, перечисленных в табл. 4.2.

4.3.3 Ошибки определения содержаний элементов

Точность определения содержаний элементов зависит от нескольких факторов, которые условно можно разделить на две группы. Во-первых, это факторы, влияющие на отдельные линии; к ним можно отнести ошибки измерения эквивалентных ширин, ошибки в значениях сил осцилляторов и констант затухания. К другой группе можно отнести факторы, влияющие на определение содержаний по группе линий, и, в первую очередь, неточности определения параметров моделей, используемых при расчетах химического состава.

Из сравнения измеренных нами эквивалентных ширин с данными, опубликованными ранее (рис. 4.3), следует, что среднее уклонение для одной линии составляет 3-4 mÅ, а это, для линии 50 mÅ, приводит к ошибке содержания примерно в 0.06 dex. Для элемента, содержание которого определяется по N линиям, ошибка уменьшается в $\sqrt{\mathrm{N}}$. Т.о. можно оценить ошибку, вносимую измерением эквивалентной ширины, для элементов, представленных одной или несколькими линиями. Для элементов с большим числом линий (например, Fe I, для которого измеряется около ста линий), разброс содержаний по отдельным линиям составляет порядка 0.1 dex, что соответствует ошибке порядка 0.01 dex. Более трудно оценить ошибки, связанные с неопределенностями в атомных данных. Однако при дифференциальных определениях химического состава, ошибки, вносимые неточностями шкалы сил осцилляторов, в значительной степени компенсируются.

Ошибки, вносимые неточностью параметров моделей звездных атмосфер, можно оценить, рассчитав содержания отдельных элементов с параметрами, отличающимися на соответствующие значения. Результаты подобного расчета для звезды BD + 23°3912 приведены в табл. 4.3; при этом были приняты следующие значения отклонений от параметров модели: $\Delta\mathrm{T_{eff}} = 100\,\mathrm{K}$, $\Delta \lg g = 0.2$, $\Delta\xi_{\mathrm{t}} = 0.3$ км/с. Итоговая среднеквадратичная ошибка определения содержания, как правило, не превышает 0.1 dex для большинства элементов.

4.4 Результаты определения содержаний элементов

Результаты определения содержания 24 элементов в атмосферах 35 звезд приведены в табл. 4.4. Результаты определения содержания 25 элементов (включая ряд тяжелых элементов), по ультрафиолетовым спектрам 4-х звезд приведены в табл. 4.6. Кроме того, для 3-х звезд определены содержания калия.

4.4.1 Литий

Для измерения содержания лития использовалась резонансная линия 6707 Å. Оценка ошибки измерения содержания проводилась в предположении, что средняя ошибка измерения эквивалентной ширины составляет 5 mÅ. На рис. 4.6 приведено сравнение наших результатов с результатами Торбурн (1994) и Пилачовски и др. (1993). Атмосферы звезд гало с эффективными температурами ниже солнечной, имеют пониженное содержание лития. Низкотемпературный "завал" зависимости содержания лития связывается

Таблица 4.4: Относительные содержания элементов [X/Fe] в атмосферах исследованных звезд.

Name	$[\frac{\mathrm{Fe}}{\mathrm{H}}]$	$[\frac{\mathrm{Li}}{\mathrm{H}}]$	$[\frac{\mathrm{O}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Na}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Mg}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Al}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Si}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Ca}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Sc}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Ti}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{V}}{\mathrm{Fe}}]$	$[\frac{\mathrm{Cr}}{\mathrm{Fe}}]$
G 265-1	-0.66	-	0.93	-0.03	0.54	0.39	0.29	0.22	-0.09	0.13	-0.14	-0.06
G 30-52	-0.60	-	0.51	-	0.43	-0.02	0.03	0.06	-	-0.08	-0.11	-0.08
G 245-32	-0.72	-	-	-0.46	0.41	0.21	0.28	-0.12	0.04	-	-	-
G 246-38	-2.18	-	1.21	-0.08	-	-	0.68	0.30	0.14	-	-	-
G 88-32	-2.12	2.51	-	-0.51	0.00	-	0.56	0.48	-0.08	-0.09	-	-
G 90-25	-1.67	-	1.34	0.40	-	-0.28	0.50	0.34	-	0.29	-	-0.20
HD 65583	-0.20	-	0.40	-0.02	0.34	0.08	0.12	0.10	0.18	0.36	0.37	0.13
G 251-54	-1.55	1.85	0.47	-0.60	-0.30	-	-0.33	-0.31	-0.57	-0.29	-	0.03
BD-15°2546	-1.83	2.39	-	0.32	0.19	-	0.52	0.46	-0.03	0.34	-	-
HD 88609	-2.82	-	-	-	0.69	-	-	0.34	-0.32	0.03	-	-0.38
G 147-30	-1.49	2.35	-	0.05	0.25	-	0.31	0.39	-0.04	0.26	-	0.02
G 176-53	-1.21	1.74	-	-0.15	0.50	0.41	0.31	0.38	-0.06	0.09	0.21	-0.11
G 122-57	-1.01	-	0.52	-0.04	0.58	-	0.15	0.33	0.08	0.11	-	-0.02
G 13-35	-1.50	2.33	-	0.05	0.25	-	0.34	0.37	-0.04	0.28	-	0.06
G 255-32	-2.01	2.30	-	0.05	0.23	-	-	0.57	-	0.32	-	-
HD 122563	-2.77	-	-	0.47	0.51	-	0.91	0.40	-0.27	0.06	-	-0.17
G 239-12	-2.02	2.35	-	-0.14	0.19	-	-	0.47	-0.22	0.42	-	-0.05
G 201-5	-2.04	2.41	-	-0.43	-0.04	-	-	0.27	-0.22	0.21	-	-
HD 140283	-2.30	2.33	-	-0.23	0.02	-	-	0.31	-0.09	0.15	-	-0.12
BD+11°2998	-0.88	-	-	-	0.33	-	0.42	0.24	0.04	0.27	0.12	-0.06
G 17-21	-0.83	1.89	0.73	0.06	0.37	0.52	0.34	0.33	0.13	0.23	0.04	0.02
BD+09°3223	-1.53	-	-	0.24	-	-	-	0.19	0.13	0.18	-	-0.04
G 182-7	-0.14	-	0.70	0.10	0.40	-0.22	0.00	0.28	-0.13	-0.03	0.19	0.10
BD+17°3248	-1.15	-	-	-0.01	0.23	-	0.43	0.07	-0.26	0.20	-	0.09
G 170-47	-2.27	1.70	0.76	-0.31	0.11	-	-	0.37	0.01	0.26	-	-0.50
HD 175305	-1.35	-	0.62	-0.17	0.18	0.05	0.19	0.26	-0.11	0.16	-0.05	-0.06
G 23-14	-1.46	1.07	0.84	0.05	0.27	-	0.38	0.37	-0.03	-0.03	-	-0.01
BD+23°3912	-1.36	2.63	0.81	0.04	0.25	-	0.40	0.36	0.02	0.24	-	0.01
G 186-26	-2.11		-	-0.23	-0.18	-	-	0.27	-0.03	-	-	-
G 24-15	-1.06	2.40	0.72	-0.07	0.23	0.25	0.24	0.26	-0.06	0.13	-	-0.04
G 231-52	-1.49	-	0.76	0.06	-	-	0.12	0.12	0.04	-	-	-0.05
G 188-22	-1.23	2.43	0.77	-0.19	0.39	0.29	0.45	0.38	0.04	0.28	-	0.04
G 126-62	-1.52	2.31	0.78	0.09	0.24	-	0.35	0.38	0.11	0.30	-	0.06
G 27-44	-0.75	2.34	0.48	-0.06	0.23	0.18	0.25	0.18	0.07	0.07	0.15	0.00
G 29-20	-0.91	-	0.42	-0.12	0.32	0.13	0.32	0.50	-0.22	0.21	-0.05	0.17

Продолжение на следующей странице

Продолжение Таблицы 4.4

Name	$\left[\frac{\mathrm{Mn}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Ni}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Cu}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Zn}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Y}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Zr}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Ba}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{La}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Ce}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Pr}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Nd}}{\mathrm{Fe}}\right]$	$\left[\frac{\mathrm{Eu}}{\mathrm{Fe}}\right]$
G 265-1	-0.25	-0.03	-0.35	0.30	0.43	0.43	-0.54	0.29	-0.43	-	-0.02	0.17
G 30-52	-0.22	-	-	-	0.09	-	-0.25	-0.30	-	-	0.37	0.76
G 245-32	-0.50	-	-	-	-	-	-0.24	-	-	-	-	-
G 246-38	0.14	-	-0.11	-	-	-	-0.13	-	0.77	-	-	0.88
G 88-32	-	0.18	-0.15	-	-	-	-0.58	-	-	-	-	-
G 90-25	-0.13	0.21	-	-	-	-	-	0.81	0.13	-	0.42	-
HD 65583	-0.04	-0.02	0.14	-	0.36	-	0.25	0.50	-	-	-	-
G 251-54	-0.52	-0.04	-0.66	0.16	-0.70	-	-1.35	-	-	-	-	-
BD-15°2546	0.03	0.33	-	0.07	-	-	0.19	-	-	-	-	-
HD 88609	-	0.04	-0.40	0.32	-0.33	-	-1.03	-	0.15	-	-	0.76
G 147-30	-0.32	-0.06	-0.27	0.18	0.06	-	0.07	-	-	-	-	-
G 176-53	-0.82	-0.09	-0.98	-0.02	-0.11	-	-0.12	-	-	-	-	-
G 122-57	-	0.18	-	-	0.37	-	0.55	0.27	0.03	-	0.48	0.20
G 13-35	-0.30	0.02	-0.20	0.14	0.11	-	0.09	-	-	-	-	-
G 255-32	-	-	-	-	-	-	-0.45	-	-	-	-	-
HD 122563	-0.12	0.20	-0.05	0.14	-0.77	-	-1.18	0.33	0.38	0.65	0.73	0.62
G 239-12	0.11		-	0.27	0.02	-	-0.31	-	-	-	-	-
G 201-5	-		-	-	-	-	-0.12	-	-	-	-	-
HD 140283	-	0.13	-	0.25	-	-	-1.07	-	-	-	-	-
BD+11°2998	-0.26	0.02	-0.30	-0.01	-0.14	0.44	0.30	0.15	0.61	0.23	-0.22	0.33
G 17-21	-0.49	0.05	-0.43	0.10	-0.02	-	-0.03	-	-	-	0.18	-
BD+09°3223	-	0.26	-	-	-0.06	-	-0.15	-	-	-	-	-
G 182-7	0.09	0.03	-	-0.33	0.25	0.03	-0.11	0.42	0.73	-	0.23	0.20
BD+17°3248	-	-0.19	-	-	0.24	0.00	-	-	-	-	0.53	0.86
G 170-47	-	0.20	-	-	0.26	-	-0.78	-	-	-	-	-
HD 175305	-0.48	-0.12	-0.56	-0.02	-0.05	0.06	0.32	0.10	-0.05	0.45	0.19	0.49
G 23-14	-0.35	0.01	-0.84	0.15	-0.07	-	-0.11	-	-	-	-	-
BD+23°3912	-0.32	-0.04	-0.20	-	0.05	-	0.17	-	-	-	-	-
G 186-26	-	-	-	-	-	-	-0.09	-	-	-	-	-
G 24-15	-0.60	0.00	-0.77	-0.06	-0.26	-	0.13	-	-	-	-	-
G 231-52	-	0.16	-	-	-	-	-0.04	-	-	-	-	-
G 188-22	-0.58	0.04	-0.83	0.27	0.12	-	0.33	-	-	-	-	-
G 126-62	-0.26	-0.06	-0.28	-	0.11	-	0.14	-	-	-	-	-
G 27-44	-0.35	0.03	-0.58	-0.04	-0.15	-	-0.10	-	-	-	0.01	-
G 29-20	-0.21	-0.10	-0.37	0.25	0.39	-	0.22	-0.08	-0.31	-	0.45	0.19

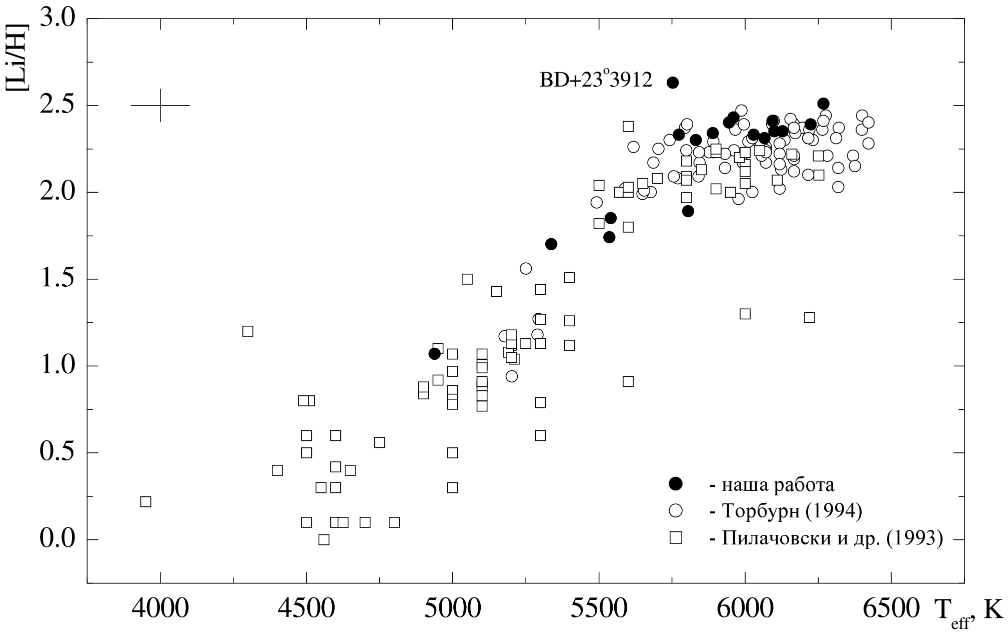

Рис. 4.6: Содержание лития в атмосферах исследованных звезд (закрытые кружки) в зависимости от эффективной температуры. Для сравнения приведены данные, опубликованные ранее в работе Торбурн (1994) (открытые кружки) и Пилачовски и др. (1993) (квадраты). Звездочкой отмечена звезда G251-54. Указана также звезда BD+23°3912, для которой наблюдается избыток Li.

с развитием конвективных оболочек у холодных звезд, нижняя граница которых достигает слоев, где происходит разрушение ядер лития в реакциях с протонами. У более горячих звезд гало наблюдается содержание лития, отражающее состав дозвездного вещества. Это содержание не является функцией металличности звезд гало (плато Спит), т.е. не зависит от возраста, и уже 20 лет отождествляется с космологическим содержанием первичного лития. Для звезды BD + 23°3912 получено повышенное, примерно на 0.15 dex, содержание Li по сравнению с другими звездами, что согласуется с предыдущими исследованиями этой звезды (см., например, Кинг и др., 1996; Пилачовски и др., 1993).

4.4.2 Кислород

Для определения содержания кислорода нами был использован инфракрасный триплет в районе 7774 Å. Известно, что определяемые по ИК-триплету содержания кислорода получаются завышенными по отношению к содержаниям, полученным по запрещенным линиям [O I] 6300 Å, 6363 Å, или по вращательным линиям полос OH (Томкин и др., 1992; Мишенина и др., 2000). ИК-триплет был зарегистрирован только для части звезд нашего списка, в других случаях данная область была вне эшелле кадра. Результаты приведены в табл. 4.4 и на рис. 4.8. Для звезд с $[Fe/H] \leq -1.2$ получены примерно одинаковые значения: усредненное содержание составляет $[O/Fe] = +0.84$ dex, с максимальным отклонением по отдельным звездам порядка 0.1 dex. В этом диапазоне металличностей наблюдается избыток кислорода, соответствующий содержанию этого элемента в малометалличных звездах гало. Постоянство избытка кислорода в интервале металличностей от -3 до -1 принято связывать с тем, что за синтез ядер кислорода ответственны массивные звезды, заканчивающие свою эволюцию как сверхновые типов SNeII, Ib и Ic. Вспышки звезд этих типов происходили, главным образом, на ранних стадиях эволюции Галактики. При увеличении металличности избыток кислорода постепенно уменьшается и для звезд солнечной металличности практически отсутствует. Для звезды G 251-54 было получено значение $[O/Fe] = +0.47$ dex, которое невозможно объяснить ошибками измерения эквивалентных ширин и/или ошибками определения параметров модели атмосферы (Ермаков и др., 2002). Этот результат довольно хорошо согласуется с опубликованным ранее значением $[O/Fe] = +0.37$ dex, полученным Карню и др. (1997). Результаты определения химического состава атмосферы G 251-54 приведены для ряда элементов на рис. 4.19 в более крупном масштабе.

4.4.3 Элементы α-процесса

Поведение элементов α-процесса (Mg, Si, Ca и Ti) с металличностью в основном повторяет поведение кислорода (Маквильям и др., 1995а, 1995б). Однако, в отличие от кислорода и магния, которые синтезируются только на конечных стадиях эволюции массивных звезд, в синтез таких элементов, как Si, Ca и Ti, могут вносить вклад (в различной степени для каждого из этих элементов), также сверхновые типа SNeIa (см., например, Цужимото и др., 1995). Содержание Ti определялось усреднением содержаний, полученных по линиям нейтрального и ионизованного Ti. Как и при определении содержания кислорода, для всех звезд с $[Fe/H] \leq -1.2$ (за исключением G 251-54), получены хорошо совпадающие между собой и характерные для данного интервала металличностей содержания (см. рис. 4.8). Усредненные значения для отдельных элементов следующие: $[Mg/Fe] = +0.27$, $[Si/Fe] = +0.42$, $[Ca/Fe] = +0.37$, и $[Ti/Fe] = +0.22$ dex. Эти величины вполне согласуются с данными других авторов по другим объектам (см., например, Маквильям и др., 1995а, 1995б; Граттон и Снеден, 1988).

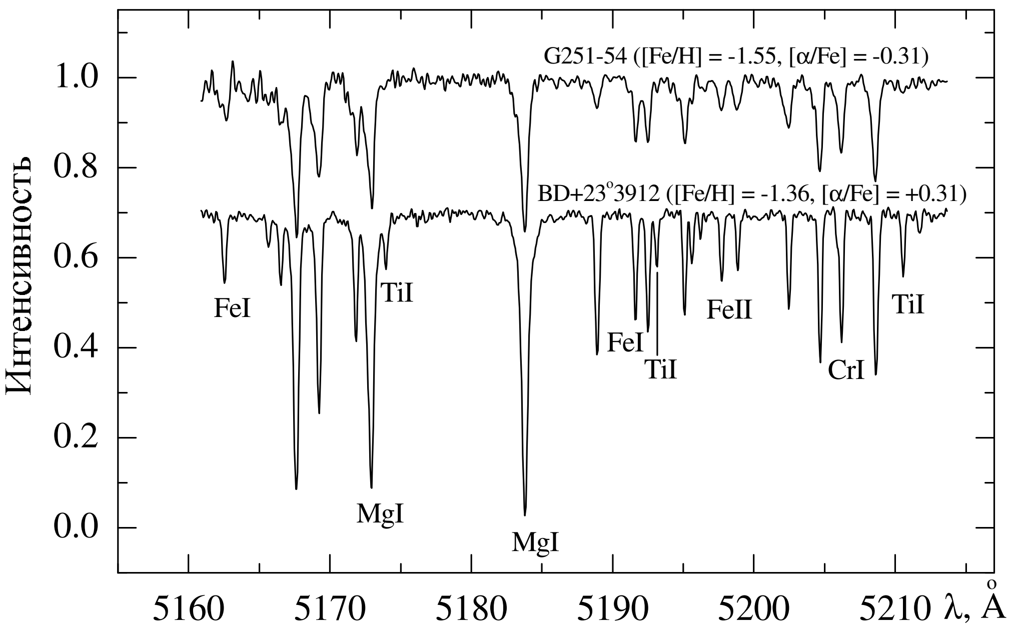

Рис. 4.7: Сравнение спектров звезды G 251-54, имеющей пониженное содержание α-элементов, и "нормальной" звезды BD+23°3912 в области триплета магния.

При увеличении металличности избытки элементов α-процесса постепенно уменьшаются и достигают примерно нулевых значений для звезд солнечной металличности. Звезда G 251-54 показывает не только дефицит элементов α-процесса по отношению к звездам гало, имеющим аналогичные металличности, но и по отношению к Солнцу (см. рис. 4.19 в-д, ж). Логарифмические разности между значениями, усредненными по остальным звездам, и полученными для G 251-54, составляют: δ[O/Fe] $= 0.34$, δ[Mg/Fe] $= 0.55$, δ[Si/Fe] $= 0.70$, δ[Ca/Fe] $= 0.68$ и δ[Ti/Fe] $= 0.56$ dex. Для G 23-14 по всем элементам α-процесса, за исключением Ti, получены содержания, хорошо согласующиеся с другими звездами; обнаружен незначительный дефицит Ti по отношению к другим звездам: [Ti/Fe] $= -0.03$ dex. На рис. 4.7 представлены фрагменты спектров (в районе длин волн 5180-5210 ÅÅ), звезд G 251-54 и BD + 23°3912, имеющих близкую металличность, но сильно отличающихся по содержанию α-элементов.

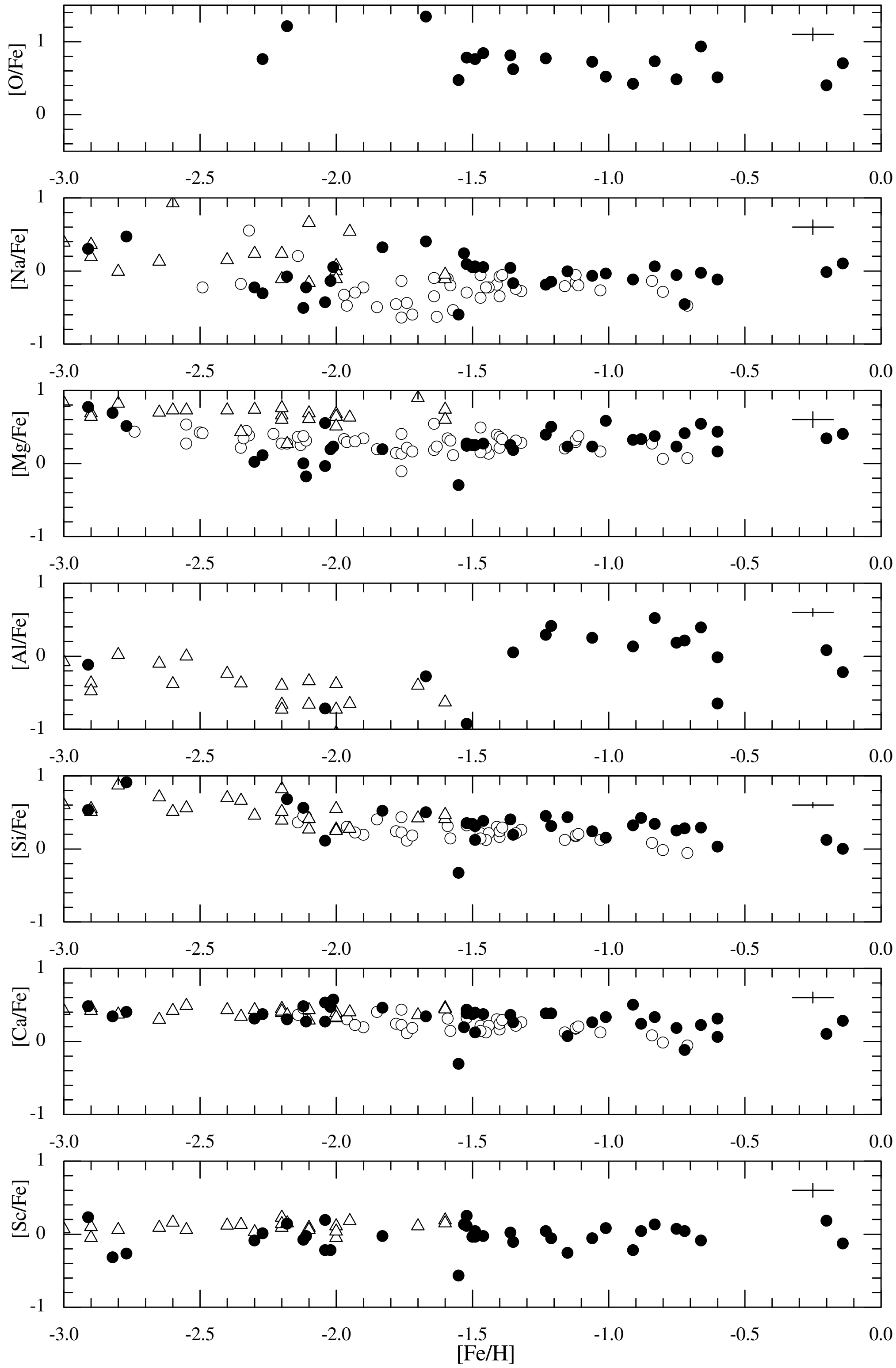

Рис. 4.8: Содержание кислорода, элементов α-процесса, Na и Al в атмосферах исследованных нами звезд в функции металличности [Fe/H] (закрытые кружки). Для сравнения приводятся данные из работы Стефенс и Бисгард (2002) (открытые кружки) и Джонсон (2002) (треугольники).

4.4.4 Натрий и алюминий

Принято считать, что ядра натрия и алюминия (элементы с нечетным количеством протонов) синтезируются главным образом в массивных звездах на стадиях неонового и углеродного горения с возможным небольшим вкладом от сверхновых типа Ia (Номото и др., 1992). При этом количество синтезируемых ядер зависит от потока нейтронов, который зависит от металличности и, в первую очередь, от содержания кислорода. Однако ожидаемого понижения содержания этих элементов, по крайней мере натрия, с уменьшением металличности, не наблюдается. При довольно большом разбросе, особенно для звезд низкой металличности, содержание натрия скорее повторяет поведение элементов железного пика, т.е. отношение [Na/Fe] в среднем во всем диапазоне металличностей равно нулю (Эдвардсон и др., 1993; Ермаков и др., 2002; Маквильям и др., 1995б). Для алюминия наблюдения показывают еще больший разброс – во всем диапазоне металличностей от [Fe/H]=0 вплоть до -3 наблюдаются звезды с [Al/Fe] > 0.5 (Примас и др., 1994), при этом начиная с [Fe/H]=-1 разброс значений [Al/Fe] резко начинает расти и при [Fe/H] < -2 достигает 2 dex (Риан и др., 1996). Для звезд нашей выборки среднее значение содержания натрия близко к солнечному во всем диапазоне металличностей и составляет [Na/Fe] $= -0.05$ dex при довольно значительном разбросе в наиболее малометалличных звездах (рис. 4.8). Содержание алюминия примерно постоянно при [Fe/H] > -1.5 и составляет $\simeq 0.13$, а при уменьшении металличности уменьшается вплоть до -1 dex. Для G 251-54, в атмосфере которой элементы α-процесса находятся в сильном дефиците, также обнаружен сильный дефицит Na (рис. 4.19 б): [Na/Fe] $= -0.6$ dex, т.е. разность по сравнению с "нормальными" звездами близкой металличности составляет δ[Na/Fe] $= 0.66$ dex.

4.4.5 Калий

В доступном спектральном диапазоне измерение содержания калия возможно только по резонансной линии 7699 Å. По данным Чен и др. (2000), Граттона и Снедена (1987), исследовавших химический состав звезд диска, содержание калия показывает избыток по отношению к солнечному, и поведение содержания этого элемента в зависимости от металличности напоминает поведение элементов α-процесса – уменьшение отношения [K/Fe] при увеличении [Fe/H] в диапазоне металличности от -1.2 до 0. В предположении, что калий является продуктом нуклеосинтеза в массивных звездах на стадии кислородного горения, Самленду (1998) удалось довольно хорошо теоретически воспроизвести наблюдаемую зависимость. Расчеты Тимеса и др. (1995) предсказывают [K/Fe] < 0 при [Fe/H] < -0.6, что находится в явном противоречии с данными наблюдений. Однако расчеты Такеда и др. (1996) показали, что не-ЛТР поправки для линии 7699 Å в случае Солнца составляют -0.4 dex, а для Проциона – -0.7 dex. Для малометалличных звезд расчеты не-ЛТР поправок не производились, но, судя по очень большим поправкам для Солнца и Проциона, можно ожидать, что и в случае звезд с низким содержанием металлов такие поправки существенно скорректируют полученные зависимости. Для нашей выборки линию 7699 Å оказалось возможным измерить только для трех звезд выборки (в спектрах остальных звезд линия 7699 Å оказалась либо сильно блендированной теллурическими линиями, либо не попала в зарегистрированный интервал длин волн). При небольшом относительном разбросе среднее значение содержания калия по отношению к солнечному оказалось равным [K/Fe] $= +0.33$. К сожалению, в случае G 251-54 линия 7699 Å оказалась вне наблюдаемого интервала длин волн.

4.4.6 Ванадий, хром и никель

Эти элементы, относящиеся к элементам группы железа, хорошо повторяют содержание железа во всем диапазоне металличностей (рис. 4.9). В спектрах звезд исследуемого диапазона металличностей линии хрома и ванадия слабы. Получаемый, как правило, разброс содержаний этих элементов для звезд близкой металличности не интерпретируется как реальное различие в химическом составе, а приписывается ошибкам измерения эквивалентных ширин. Для определения содержания хрома и ванадия мы использовали как линии нейтрального, так и ионизованного атома, что позволило уменьшить ошибки измерений. Были получены следующие отношения содержаний: [V/Fe] $= +0.08$ dex, [Cr/Fe] $= -0.05$ dex и [Ni/Fe] $= +0.03$ dex во всем интервале металличностей. Интересно отметить, что для звезды G 251-54 полученные содержания этих элементов ничем не выделяются среди других звезд близкой металличности (рис. 4.19 з, к).

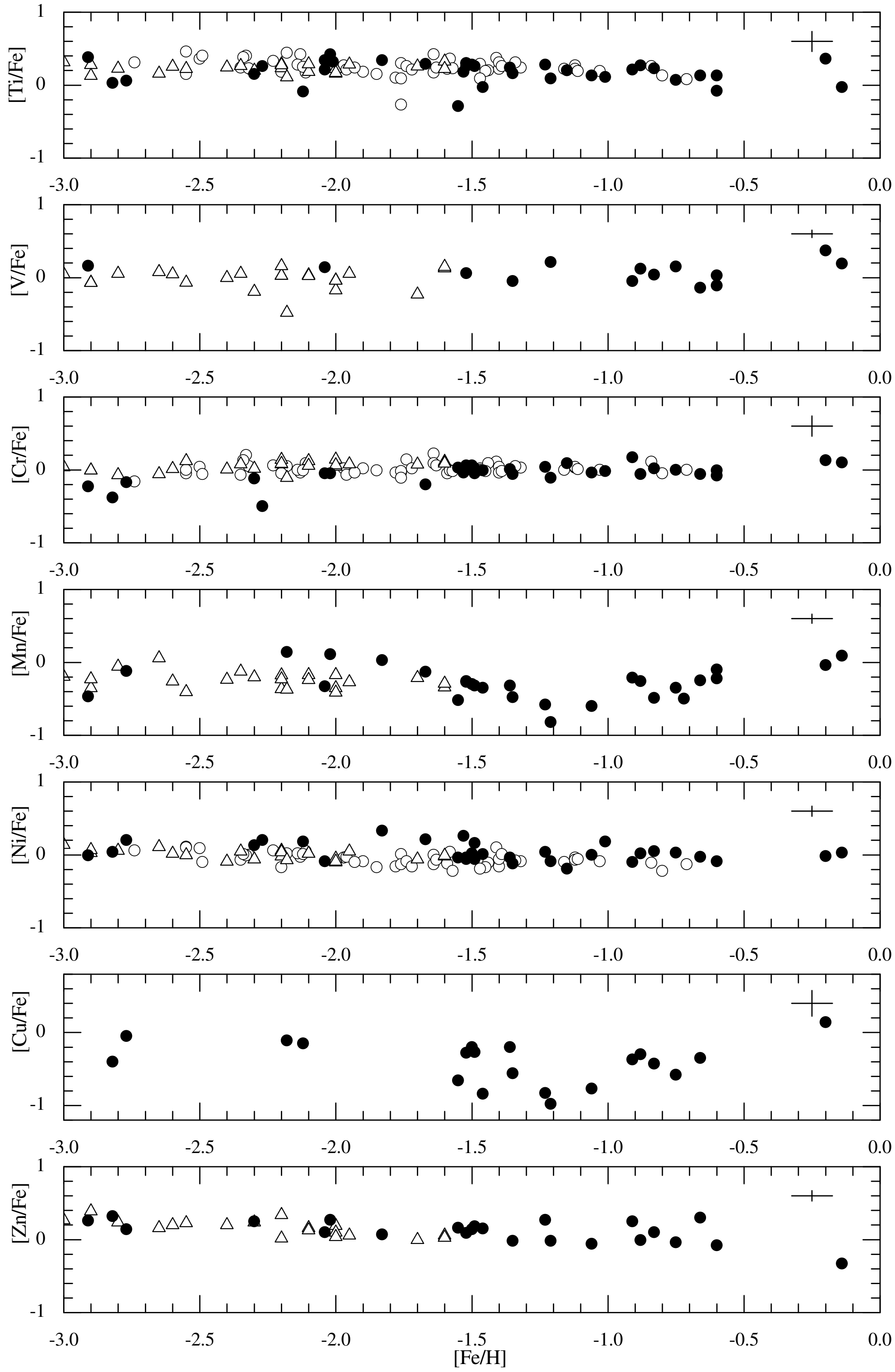

Рис. 4.9: Содержание элементов группы железа в атмосферах исследованных нами звезд в функции металличности [Fe/H] (закрытые кружки). Для сравнения приводятся данные из работы Стефенс и Бисгард (2002) (открытые кружки) и Джонсон (2002) (треугольники).

4.4.7 Скандий и марганец

Являясь промежуточным элементом между элементами α-процесса и элементами группы железа, Sc представляет безусловный интерес с точки зрения нуклеосинтеза в Галактике. Но исследований распространенности этого элемента, особенно в атмосферах малометалличных звезд, до последнего времени было немного. Результаты исследований Петерсон (1981), Лака и Бонда (1983), Гилроя и др. (1988), проводившихся без учета сверхтонкого расщепления линий Sc, указывают на примерно солнечное содержание этого элемента во всем диапазоне металличностей, но с довольно большим разбросом от звезды к звезде. Граттон и Снеден (1991), проведя анализ с учетом сверхтонкой структуры линий, получили примерно такой же результат. Чен и др. (2000), проведя анализ 90 звезд диска с учетом сверхтонкого расщепления, получили для Sc зависимость от металличности, сходную с зависимостью для элементов α-процесса: увеличение отношения [Sc/Fe] до $+0.2$ dex при уменьшении металличности до -1.0. При уменьшении металличности разброс содержаний скандия увеличивается и составляет 0.5 dex для звезд выборки с наиболее низкой металличностью.

При анализе содержания Sc мы не учитывали сверхтонкое расщепление линий Sc; для звезд нашей выборки среднее содержание Sc, при незначительном разбросе, оказалось равным солнечному: [Sc/Fe] $= -0.03$ dex (рис. 4.9). Однако, если учесть поправки за сверхтонкое расщепление, приведенные в работе Чен и др. (2000) и составляющие от $+0.1$ до $+0.3$ dex в зависимости от эквивалентной ширины линии, то среднее значение, полученное нами для скандия, составит примерно $+0.2$ dex. Для звезды G 251-54 содержание Sc составляет по нашим результатам [Sc/Fe] $= -0.57$ dex, т.е. Sc, как и элементы α-процесса, показывает сильный дефицит по отношению к другим звездам (рис. 4.19 e).

Марганец, как и скандий, является элементом с нечетным числом протонов в ядре. Хотя все еще нет полной ясности относительно механизмов синтеза этого элемента, большинство исследователей сходится во мнении, что основной вклад в производство Mn вносят SNeIa, и, возможно, в меньшей степени, SNeII (см., например, Самленд, 1998; Тимес и др., 1995). Представляется очевидным, что синтез марганца в сильной степени зависит от металличности и его содержание должно уменьшаться в малометалличных звездах. Исследование содержания этого элемента в звездах с низким содержанием металлов затрудненно слабостью немногочисленных линий, которые можно измерять в доступном интервале длин волн. Граттон (1989), анализируя содержание Mn в 25 звездах в интервале металличностей $-2.4 < [\mathrm{Fe/H}] < -0.1$ и учитывая сверхтонкое расщепление линий Mn I, пришел к выводу, что содержание этого элемента постоянно при $[\mathrm{Fe/H}] < -1$ и составляет -0.34 dex, и при увеличении металличности увеличивается до солнечного значения. Для звезд с экстремально низким содержанием металлов Маквильям и др. (1995а, 1995б) и Риан и др. (1996) указывают на дефицит содержания Mn вплоть до -0.8 и -1.2 dex. Однако ряд работ (Граттон и Снеден, 1991; Чен и др., 2000) указывает скорее на постоянство содержания Mn для звезд гало промежуточной металличности. Для звезд нашей выборки наблюдается постепенное уменьшение содержания этого элемента при понижении металличности до $[\mathrm{Fe/H}] \simeq -1.2$, однако затем отношение [Mn/Fe] вновь начинает расти и при $[\mathrm{Fe/H}] \simeq -2$ достигает солнечного (рис. 4.9).

4.4.8 Медь и цинк

Снеден и Крокер (1988) и Снеден и др. (1991), исследуя содержание Cu и Zn в зависимости от металличности в атмосферах звезд с низким содержанием металлов, пришли к выводу, что отношение [Cu/Fe] линейно уменьшается с уменьшением [Fe/H], тогда как $[\mathrm{Zn/Fe}] = +0.04$ и остается постоянным во всем диапазоне металличностей, вплоть до $[\mathrm{Fe/H}] = -3$, при разбросе значений от -0.15 до $+0.3$ dex. Снеден и др. (1991) предполагают, что нуклеосинтез меди происходит главным образом за счет слабого s-процесса в ядрах массивных звезд, с небольшим вкладом от взрывного горения во время вспышек сверхновых SNeII. Однако Матеучи и др. (1993) предположили, что основным источником Zn и Cu в Галактике являются SNeIa, а это, в свою очередь, может означать, что вспышки сверхновых SNeIa имели место при $[\mathrm{Fe/H}] < -1$. Среднее содержание Cu, полученное нами для звезд с $[\mathrm{Fe/H}] < -1.2$, составляет $[\mathrm{Cu/Fe}] = -0.43$ dex с с довольно значительным разбросом до 0.3 dex (рис. 4.9). При увеличении металличности отношение [Cu/Fe] также увеличивается и достигает солнечного при $[\mathrm{Fe/H}] \approx 0$. Для звезд G 251-54 и G 23-14 мы получили отношения $[\mathrm{Cu/Fe}] = -0.66$ и -0.84 dex соответственно (рис. 4.19 л). Содержание цинка, измеренное в звездах выборки, включая G 251-54, оказалось завышенным по отношению к солнечному (рис. 4.9, 4.19 м). Средняя величина, при небольшом разбросе, оказалось равной $[\mathrm{Zn/Fe}] = +0.11$ dex.

4.4.9 Элементы s- и r-процесса

Для ряда звезд выборки нами были получены спектры высокого (R = 60 000) разрешения в синей и УФ области (3500-5000 ÅÅ). В этом диапазоне длин волн помимо линий элементов, содержания которых были рассмотрены выше, присутствуют линии целого ряда тяжелых элементов с атомными числами Z > 30. Эти элементы, занимающие в периодической системе более половины места, практически полностью синтезируются в реакциях нейтронного захвата (поэтому их принято называть "neutron-capture"-элементы). В зависимости от плотности нейтронного потока, выделяют s- и r-процесс. Второй из этих процессов изучен хуже. Хотя большинство исследователей сходится во мнении, что r-процесс в основном происходит в массивных звездах на стадии вспышки сверхновой (см., например, Метьюс и др., 1992), число механизмов, рассматриваемых в качестве поставщиков элементов r-процесса, достигает как минимум десяти (Метьюс и Коуен, 1990; Метьюс и др., 1992). Значительная доля "neutron-capture"-элементов, относимых к элементам s-процесса (до $\approx 20\%$), производится посредством так называемой слабой компоненты s-процесса. Считается, что этот процесс активизируется на стадии гелиевого горения в ядрах массивных звезд (Ламб и др., 1977; Мелани и Бусройд, 1987; Райтери и др., 1991). Более тяжелые элементы s-процесса, включая барий, синтезируются в основном за счет главной компоненты s-процесса. Этот процесс, как сейчас принято считать, действует во время термических пульсаций звезд промежуточных и малых масс, находящихся на стадии асимптотической ветви гигантов (Ибен и Рензини, 1982; Холлуел и Ибен, 1989; Галино и др., 1988; Каппелер и др., 1990а). Относительный вклад s- и r-процессов в содержание тяжелых элементов в солнечной системе был рассчитан Камероном (1982) и Каппелером и др. (1989, 1990а, 1990б). В табл. 4.5 для ряда элементов приводятся соответствующие значения, взятые из работы Граттона и Снедена (1994).

До последнего времени зависимости содержаний от металличности были известны лишь для небольшой части тяжелых элементов, в основном из-за их низких содержаний и отсутствия сильных линий в доступном для наземной спектроскопии диапазоне длин волн. Тем не менее, некоторые основные выводы о их распространенности можно сделать на основе существующих наблюдений. Во-первых, содержание этих элементов изменяется очень сильно (по сравнению с содержанием элементов железного пика) в звездах с экстремально низким содержанием металлов ([Fe/H] ≤ -2.5). При этом отношение [neutron-capture/Fe] для данного элемента может от-

Таблица 4.5: Относительный вклад s- и r-процесса в синтез тяжелых элементов в веществе Солнечной системы.

Эл-т	s-main	s-weak	r
Sr	0.65	0.18	0.17
Y	0.81	0.15	0.04
Zr	0.66	0.07	0.27
Ba	0.89	0.01	0.10
La	0.75	0.01	0.24
Ce	0.78	0.01	0.21
Pr	0.46	0.00	0.54
Nd	0.45	0.00	0.55
Sm	0.30	0.00	0.70
Eu	0.07	0.00	0.93
Dy	0.12	0.00	0.88

личаться в 100 и более раз для звезд одинаковой металличности (Гилрой и др., 1988; Маквильям и др., 1995а, 1995б; Баррис и др., 2000). Во-вторых, отношение [Ba/Eu] постепенно уменьшается с уменьшением металличности и достигает $[\mathrm{Ba/Eu}] \simeq -0.8$ при $[\mathrm{Fe/H}] \simeq -3$ (Маквильям, 1998; Баррис и др., 2000). Европий практически полностью синтезируется в условиях плотных нейтронных потоков (т.е., в реакциях r-процесса), в то время как барий – в условиях слабых нейтронных потоков (s-процесс) (см. табл. 4.5). Поэтому уменьшение отношения [Ba/Eu] при уменьшении металличности интерпретируется как доказательство того, что на ранних стадиях эволюции Галактики основным поставщиком элементов с избытком нейтронов в ядре являлись сверхновые второго типа (SNeII), в которых создаются условия, благоприятные для r-процесса. В-третьих, содержание более легких элементов этой группы Sr-Y-Zr ($Z = 38 - 40$), не коррелирует с содержанием более тяжелых (Ba и т.д., $Z \geq 56$) элементов. Кроме того, содержание элементов Sr-Y-Zr не удается описать в предположении единичного акта нуклеосинтеза (см., например, Коуен и др., 1995).

Поскольку в красной области спектра присутствуют довольно сильные линии Y и Ba (даже у самых малометалличных звезд), определение содержания этих элементов было возможным практически для всех звезд нашей выборки. В табл. 4.4 приведены значения содержаний этих элементов, полученные нами для звезд выборки, а на рис. 4.10 а, б эти данные приведены в сравнении с данными из работы Граттона и Снедена (1994) и Жао и Магейна (1991) для Y, и в сравнении с данными Граттона и Снедена (1994)

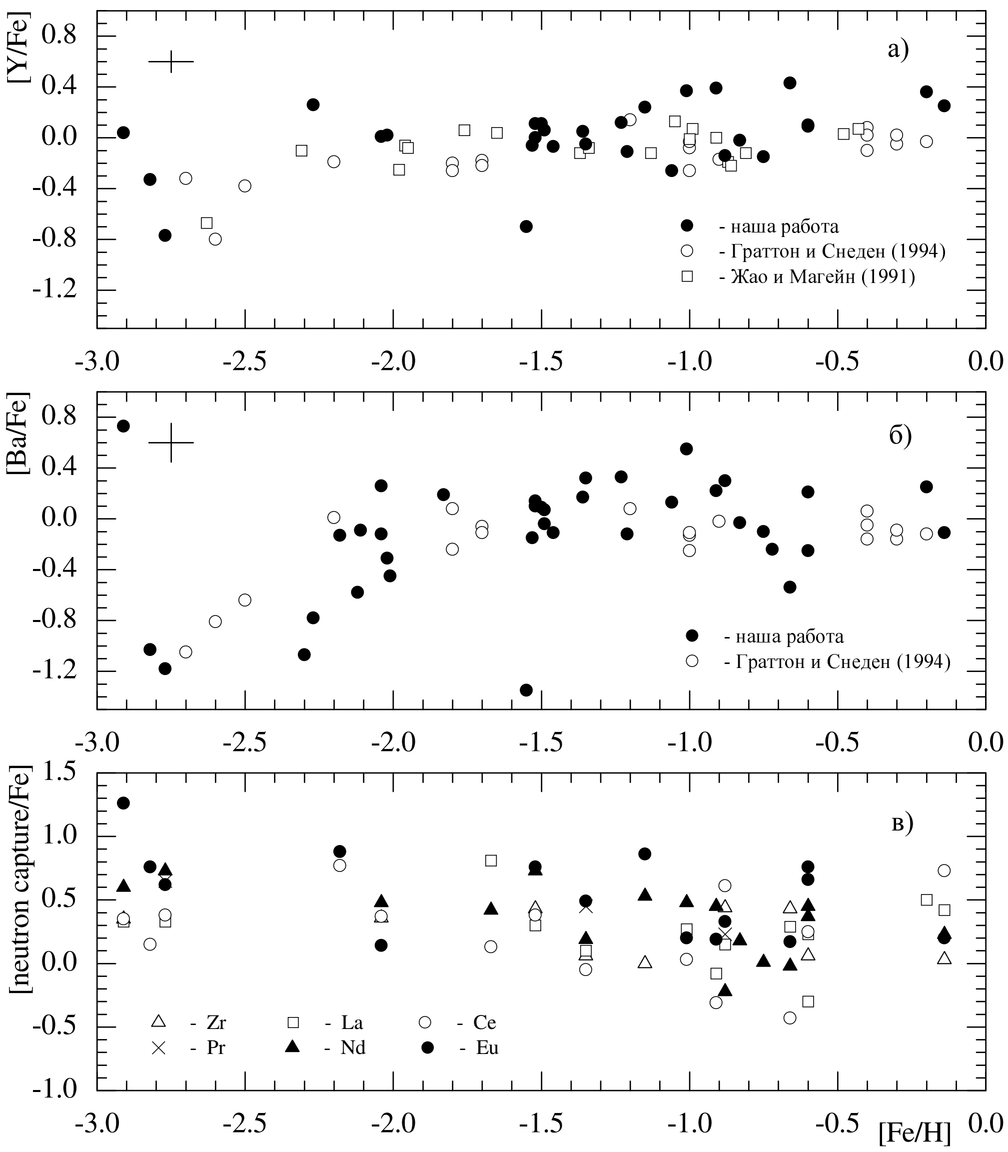

Рис. 4.10: Содержание элементов нейтронного захвата в атмосферах исследованных звезд в зависимости от металличности [Fe/H]: а) иттрия в сравнении с опубликованными ранее результатами работы Граттона и Снедена (1994) и Жао и Магейна (1991); б) бария в сравнении с опубликованными ранее результатами работы Граттона и Снедена (1994); в) других тяжелых элементов (обозначения смотри на рисунке).

для Ba.

Как видно из рисунка, полученные нами содержания для большинства звезд хорошо согласуются с данными, опубликованными ранее. При этом для G 251-54, как и для ряда других элементов, был получен существенный дефицит: [Y/Fe] $= -0.7$ dex и [Ba/Fe]$= -1.35$ dex. В работе Карню и др. (1997) для G 251-54 приводится значение [Ba/Fe] $= -1.84$, что на 0.5 dex меньше полученного нами. Это различие, по-видимому, можно объяснить тем, что в работе Карню и др. (1997) содержание бария для G 251-54 было

Таблица 4.6: Относительные содержания элементов ([X/Fe]) в атмосферах звезд, наблюдавшихся в синей и ультрафиолетовой области спектра на БТА.

Элемент	G27-44	HD188510	G37-26	HD155444
Na I	-0.12			+0.30
Mg I	+0.16	+0.27	+0.55	+0.77
Al I	-0.65	-0.93	-0.72	-0.12
Si I	-0.24	-0.27	+0.11	+0.53
Ca I	+0.31	+0.43	+0.53	+0.48
Sc II	+0.37	+0.25	+0.19	+0.23
Ti I	+0.06	+0.19	+0.31	+0.35
Ti II	+0.20	+0.32	+0.37	+0.41
V I	+0.03	+0.06	+0.14	+0.16
V II	+0.32	+0.25	+0.13	+0.17
Cr I	-0.01	+0.04	-0.05	-0.23
Mn I	-0.10	-0.27	-0.33	-0.47
Fe I	+0.00	-0.00	+0.01	-0.00
Fe II	-0.00	+0.00	-0.01	+0.00
Co I	+0.13	+0.19	+0.27	+0.36
Ni I	-0.09	-0.04	-0.09	-0.01
Zn I	-0.08	+0.09	+0.10	+0.26
Sr II	-0.03	-0.35	+0.16	+0.07
Y II	+0.10	-0.00	+0.01	+0.04
Zr II	+0.06	+0.43	+0.36	+0.35
Ba II	+0.21	+0.10	+0.26	+0.72
La II	+0.23	+0.30		+0.33
Ce II	+0.25	+0.38	+0.37	+0.35
Nd II	+0.45	+0.73	+0.48	+0.60
Sm II	+0.31	+0.82	+1.41	+0.77
Eu II	+0.66	+0.76	+0.14	+1.26
Gd II	+0.30	+1.49		+0.96
Dy II	+0.31		+0.57	+0.74

определено по резонансной линии Ba II 4554 Å, по которой содержание Ba получается заниженным по сравнению с определениями по другим линиям. Различие при этом может доходить до -0.5 dex (обсуждение этого эффекта можно найти в работе Карню и др. (1997)).

На доминирующий вклад r-процесса в синтез тяжелых элементов, наблюдаемых в звездах со сверхдефицитом металлов, указывает не только зависимость отношения [Ba/Eu] от металличности (тем более что точность вычисления этого отношения снижается рядом наблюдательных неопределенностей). Подтверждением доминирования вклада r-процесса в большей мере является детальное исследование содержаний элементов с $Z > 30$ в атмосферах звезд предельно низкой металличности (UMD-звезд). Были выбраны достаточно яркие объекты, чтобы получить для них спектры высокого разрешения с высоким отношением сигнал/шум (т.е. с такими значениями R и S/N, которые позволили бы измерять очень слабые линии). Другим вариантом является исследование звезд относительно слабых, но с аномально высоким отношением $[(\mathrm{neutron}-\mathrm{capture})/\mathrm{Fe}]$, (что также позволяет достаточно уверенно измерять линии атомов тяжелых элементов). Одной из первых работ в этом направлении была публикация Снедена и Партхасарати (1983), в которой приводится детальный анализ химического состава атмосферы яркого UMD-гиганта HD 122563 и делается вывод о дефиците содержания ряда тяжелых элементов (например, $[\mathrm{Eu/Fe}] \simeq -0.4$). Другой UMD-гигант, CS 22892-052, обнаруженный в обзоре звезд гало с объективной призмой (Бирс и др., 1985, 1992), гораздо слабее – $V = 13.1^{\mathrm{m}}$ (в сравнении с $V = 6.2^{\mathrm{m}}$ для HD 122563). Тем не менее, благодаря сверхвысокому содержанию тяжелых элементов ($[\mathrm{Eu/Fe}] \simeq +1.7$), эта звезда стала объектом целого ряда исследований (см., например, Снеден и др., 1994, 1996; Норрис и др., 1997). Исследования отдельных звезд с предельно высоким спектральным разрешением ($R \geq 60\,000$), наряду с массовыми исследованиями содержаний тяжелых элементов в атмосферах малометалличных звезд на основе спектров с более низким разрешением ($R \simeq 22\,000-30\,000$), (Гилрой и др., 1988; Маквильям и др., 1995а, 1995б), позволили установить, что характер относительной распространенности тяжелых элементов r-процесса в этих звездах очень схож и практически не отличается от характера их распространенности в веществе Солнечной системы, синтезированном в реакциях r-процесса (Каппелер и др., 1989; Снеден и др., 1996).

Для четырех звезд (G 27-44, HD 188510, G 37-26 и HD 115444) по спектрам высокого разрешения в УФ области нами были определены содержания как Y и Ba, так и ряда других элементов, синтезируемых в реакциях нейтронного захвата. Металличность этих звезд перекрывает диапазон от -0.6 до -2.9 dex. Результаты определения содержаний тяжелых элементов приводятся в табл. 4.6. Видно, что их содержание находится в избытке (за исключением Sr у HD 188510). В атмосфере HD 188510 и HD 115444 наблюдается больший избыток (по сравнению с остальными звездами) самых тяжелых элементов этой группы: Nd, Sm, Eu, Gd и Dy, в то время как более легкие элементы Sr, Y, Zr, Ba, La и Ce во всех звездах показывают примерно одинаковые избытки.

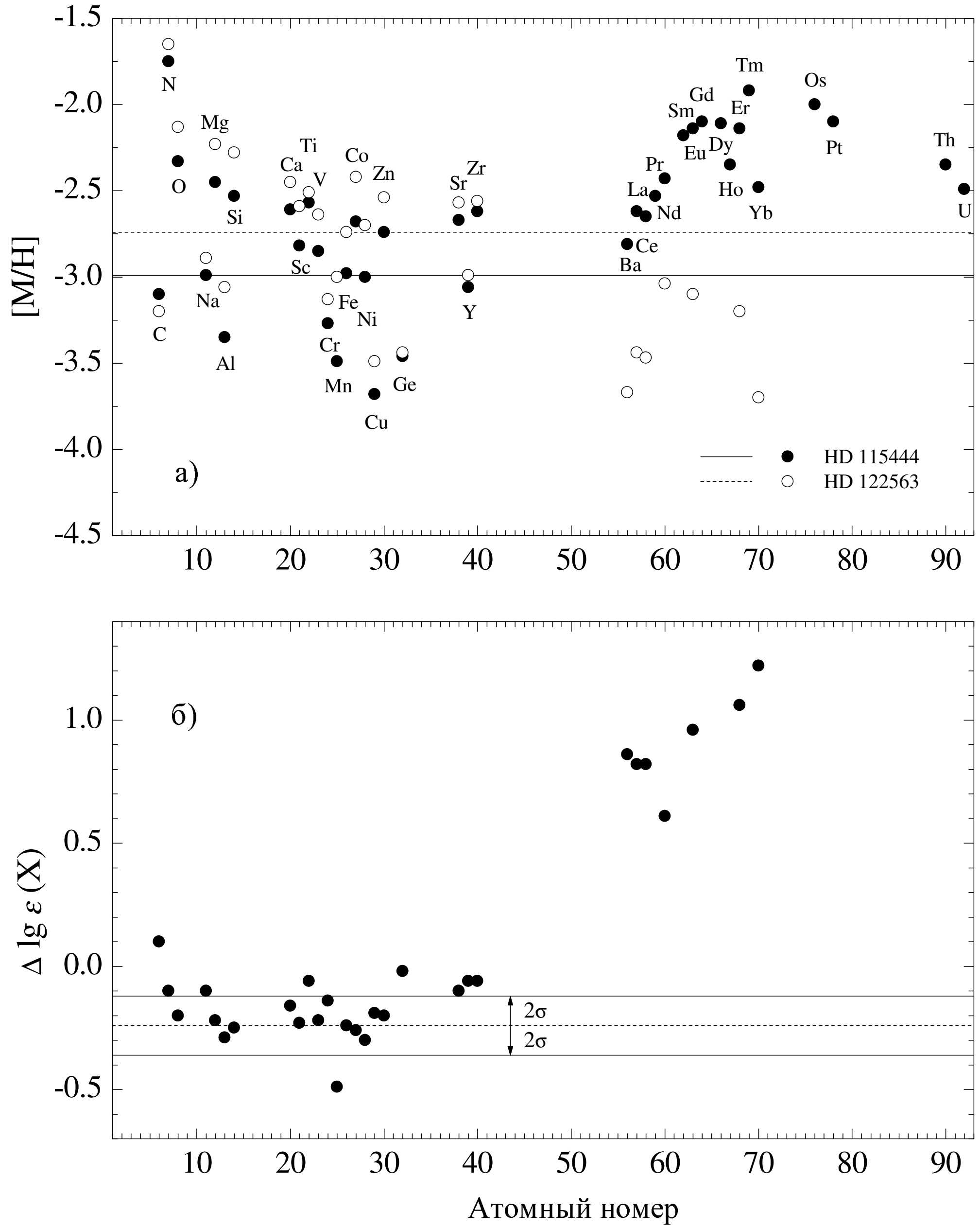

Рис. 4.11: а) Содержания отдельных элементов в атмосферах HD 115444 и HD 122563. сплошная и прерывистая линии проведены на уровне металличности HD 115444 и HD 122563 соответственно; б) Относительное содержание элементов в HD 115444 и HD 122563 ($\Delta \lg \epsilon(\mathrm{X}) = \lg \epsilon(\mathrm{X})_{\mathrm{HD}\,115444} - \lg \epsilon(\mathrm{X})_{\mathrm{HD}\,122563}$). Прерывистая горизонтальная линия соответствует разности металличностей двух звезд $\Delta \lg \epsilon(\mathrm{Fe}) = -0.24$, а две сплошные отражают ошибку определения металличности звезд (2σ). (По данным Вестин и др., 2000).

Звезда HD 115444 впервые была выделена при поиске малометалличных гигантов гало в обзоре неба с объективной призмой (Бонд, 1980). На ее необычный спектр впервые обратили внимание Гриффин и др. (1982), когда для нее не удалось определить лучевую скорость методом оптической кросс-корреляции на фотоэлектрическом спектрометре (Гриффин, 1967). По фотографическим спектрам, полученным впоследствии, Гриффин и др. (1982) определили содержание, в том числе, шести элементов нейтронного захвата. Оказалось, что в атмосфере HD 115444 содержание этих элементов выше, чем в HD 122563, которая использовалась как звезда сравнения. При этом избыток более тяжелых элементов Ba, La и Eu оказался выше, чем более легких Sr, Y и Zr. Однако более поздние исследования Гилроя и др. (1988) по эшелле спектрам, зарегистрированным на ПЗС, не показали избытка Ba (было получено отношение [Ba/Eu] $\simeq -1.0$). Позднее Снеден и др. (1998) по спектрам, полученным на орбитальном телескопе Хабла, определили (впервые для UMD-звезд) содержание в атмосфере этой звезды таких тяжелых элементов, как осмий, платина и свинец. В работе Коуена и др. (1999), а затем более детально в работе Вестин и др. (2000), по спектрам высокого разрешения, полученным на 2.7-метровом телескопе обсерватории МакДональд, выполнен детальный анализ содержания более 35 элементов в атмосферах HD 115444 и HD 122563.

Одинаковое качество спектрального материала (R $\simeq$ 60 000, S/N $\simeq$ 200), полученного нами и используемого Вестин и др. (2000), позволяет нам провести сравнение полученных нами содержаний и приведенных в работе Вестин и др. (2000), (табл. 4.7). Для большинства элементов согласие очень хорошее, в том числе и для тяжелых элементов. Для Eu полученное нами значительно более высокое содержание видимо объясняется тем, что мы не учитывали вклад в эквивалентную ширину линии 4129 Å, по которой определяли содержание этого элемента, от линий других элементов, имеющих близкую длину волны. Большое различие в содержании Ba объяснить трудно, т.к. для одной общей линии Ba II (4554.03 Å) при расчете содержания использовались близкие значения сил осцилляторов (0.163 и 0.170 в работе Вестин и др. (2000) и нашей соответственно), и эквивалентной ширины (135 и 141.6 mÅ соответственно). Небольшое отличие в принятых в работе Вестин и др. (2000) и нами параметрах модели атмосферы ($T_{\rm eff} = 4650$ K, $\lg g = 1.50$, [Fe/H] $= -2.99$ и $T_{\rm eff} = 4750$ K, $\lg g = 1.60$, [Fe/H] $= -2.91$, соответственно), также не позволяет объяснить различие в содержании Ba, тем более, что для большинства других элементов согласие хорошее. В табл. 4.7 приведены содержания элементов в HD 115444, определенные нами, в сравнении с данными для HD 115444 и HD 122563 из работы Вестин и др. (2000), а на рис. 4.11 а, б приведены содержания отдельных элементов (а) и их разности (б) в атмосферах HD 115444 и HD 122563.

Таблица 4.7: Содержания ряда элементов в атмосфере HD115444, полученные нами ([X/Fe]) и опубликованные в работе Вестин и др., 2000 ($[X/Fe]_{W_{HD115}}$). Приведены также содержания в HD 122563 из работы Вестин и др., 2000 ($[X/Fe]_{W_{HD122}}$).

Эл-т	[X/Fe]	$[X/Fe]_{W_{HD115}}$	$[X/Fe]_{W_{HD122}}$	Эл-т	[X/Fe]	$[X/Fe]_{W_{HD115}}$	$[X/Fe]_{W_{HD122}}$
C I		-0.11	-0.46	Ge I		-0.47	-0.70
N I		+1.24	+1.09	Sr II	+0.07	+0.32	+0.17
O I		+0.66	+0.61	Y II	+0.04	-0.07	-0.25
Na I	+0.30	0.00	-0.15	Zr II	+0.35	+0.37	+0.18
Mg I	+0.77	+0.54	+0.51	Ba II	+0.72	+0.18	-0.93
Al I	-0.12	-0.36	-0.32	La II	+0.33	+0.37	-0.70
Si I	+0.53	+0.46	+0.46	Ce II	+0.35	+0.34	-0.73
Ca I	+0.48	+0.38	+0.29	Pr II		+0.46	
Sc II	+0.23	+0.17	+0.15	Nd II	+0.60	+0.56	-0.30
Ti I	+0.35	+0.40	+0.19	Sm II	+0.77	+0.81	
Ti II	+0.41	+0.45	+0.28	Eu II	+1.26	+0.85	-0.36
V I	+0.16	+0.13	+0.07	Gd II	+0.96	+0.89	
V II	+0.17	+0.15	+0.14	Dy II	+0.74	+0.88	
Cr I	-0.23	-0.28	-0.39	Ho II		+0.64	
Mn I	-0.47	-0.50	-0.26	Er II		+0.85	-0.46
Fe I	-0.00	+0.01	0.00	Tm II		+1.07	
Fe II	+0.00	-0.01	0.00	Yb II		+0.51	-0.96
Co I	+0.36	+0.31	+0.32	Os I		+0.99	
Ni I	-0.01	-0.01	+0.04	Pt I		+0.89	
Cu I		-0.69	-0.75	Th II		+0.64	
Zn I	+0.26	+0.25	+0.20	U II		+0.50	

Содержание элементов Ba-Dy в HD 115444 почти в 10 раз больше, чем в HD 122563, хотя металличности этих звезд очень близки. Это различие ясно показывает, насколько сильно варьируется содержание тяжелых элементов по отношению к железу в UMD-звездах, что, по-видимому, отражает неодинаковые схемы обогащения и неполное перемешивание вещества на ранних стадиях эволюции Галактики.

4.4.10 Связь химического состава и кинематических характеристик.

Исследование связи между содержаниями элементов и кинематическими свойствами звезд (максимальным удалением от плоскости (Z_{max}) и центра (R_{ap}) Галактики, различными составляющими орбитальной скорости) является одним из тестов моделей химической эволюции Галактики. Простая однозонная модель (ELS), основанная на предположении об образовании Галактики в результате коллапса одного (изначально химически однородного) массивного протогалактического облака, предполагает наличие корреляций между химическим составом, кинематикой и возрастом звезд. Модель с притоком вещества (SZ), согласно которой Галактика была сформирована в результате аккреции множества протогалактических фрагментов, не предусматривает каких-либо корреляций между этими параметрами. Чен и др. (2000), исследовавшие химический состав звезд диска, не обнаружили корреляций между содержаниями элементов и тангенциальной компонентой орбитальной скорости. Фулбрайт (2002) обнаружил для звезд промежуточной металличности ($-2 < [Fe/H] < -1$) наличие зависимостей (при достаточно значительном разбросе) между содержанием ряда элементов (Na, Mg, Al, Si, Ca и Ni) и скоростью в системе локального стандарта покоя (v_{LSR}): уменьшение [X/Fe] в среднем на 0.2 dex при увеличении v_{LSR} от 0 до 500 км/с. Стефенс и Бисгард (2002) при исследовании выборки малометалличных звезд, имеющих необычные орбитальные параметры (Z_{max}, R_{ap} или V), обнаружили слабую зависимость содержания элементов α-процесса от апогалактического расстояния R_{ap}, однако корреляций с Z_{max} и V не обнаружено.

На рис. 4.12–4.18 приведены зависимости относительных содержаний различных элементов от орбитальных параметров исследованных звезд. Значения Z_{max}, R_{ap} и V, приведенные в табл. 4.1, взяты из каталога Карню и др. (1994). Значимых корреляций между химическим составом и каким-либо из рассмотренных орбитальных параметров нами не обнаружено. Звезда G 251-54, имеющая необычный химический состав, ничем не выделяется по кинематическим характеристикам от прочих звезд. Хотя выборка звезд недостаточна для окончательных выводов, отсутствие вышеуказанных корреляций, наряду с другими наблюдательными фактами, указывает на то, что сценарий формирования Галактики ближе к модели, предложенной Сирлем и Зинном (1978).

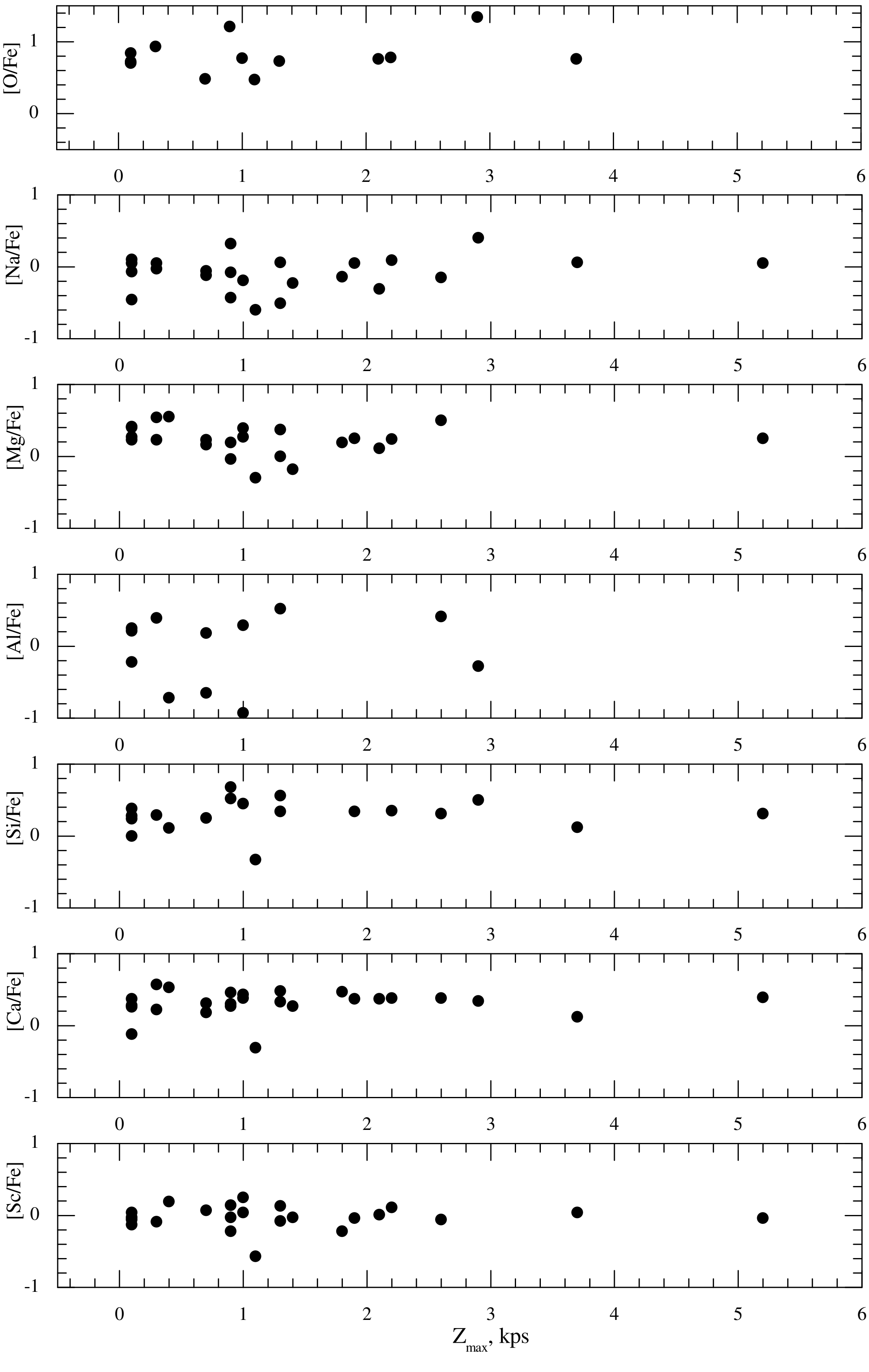

Рис. 4.12: Содержание кислорода, элементов α-процесса, Na и Al в атмосферах исследованных звезд в зависимости от максимального удаления от плоскости Галактики Z_{max}.

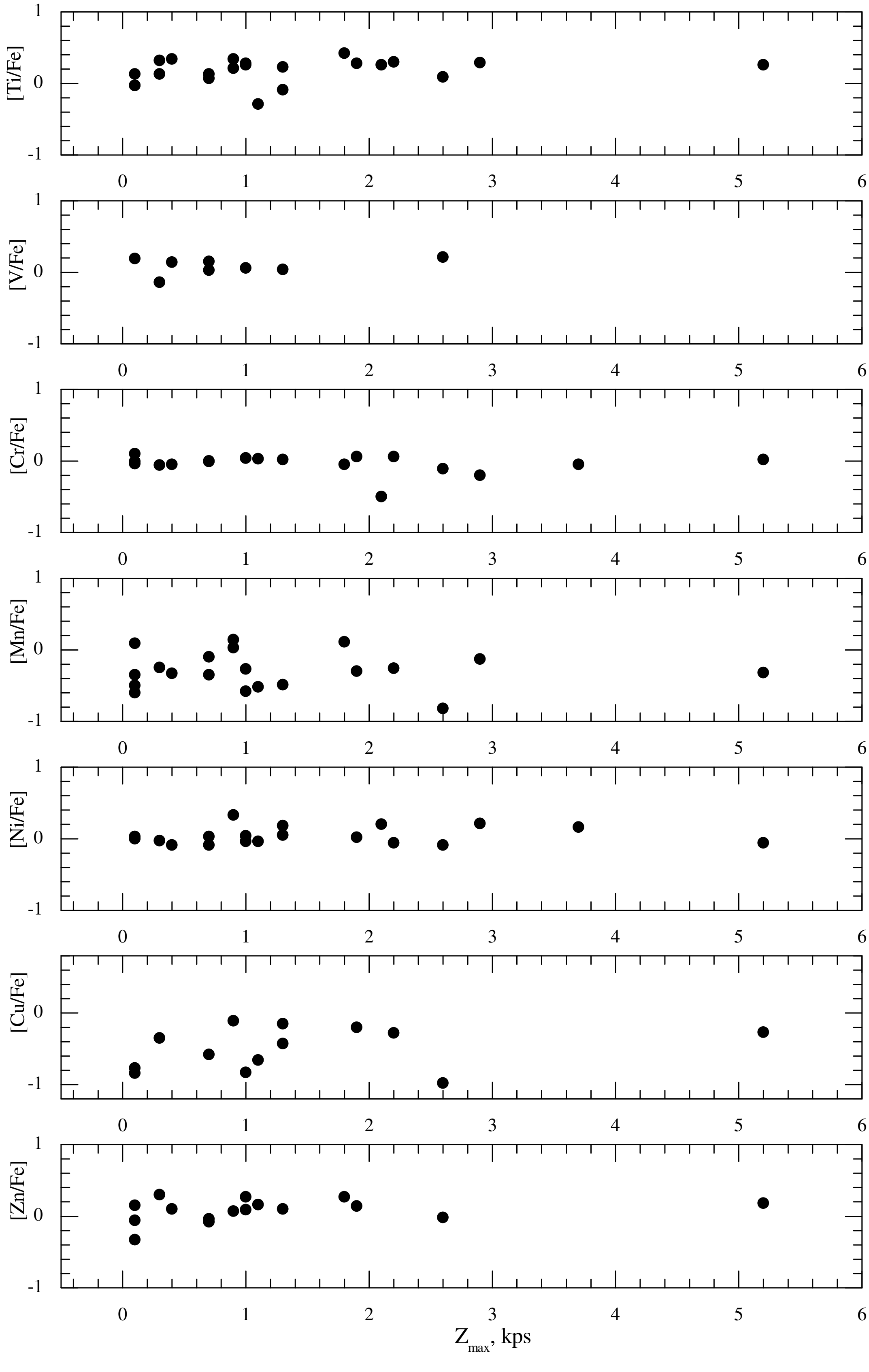

Рис. 4.13: Содержание элементов группы железа в атмосферах исследованных звезд в зависимости от максимального удаления от плоскости Галактики Z_{max}.

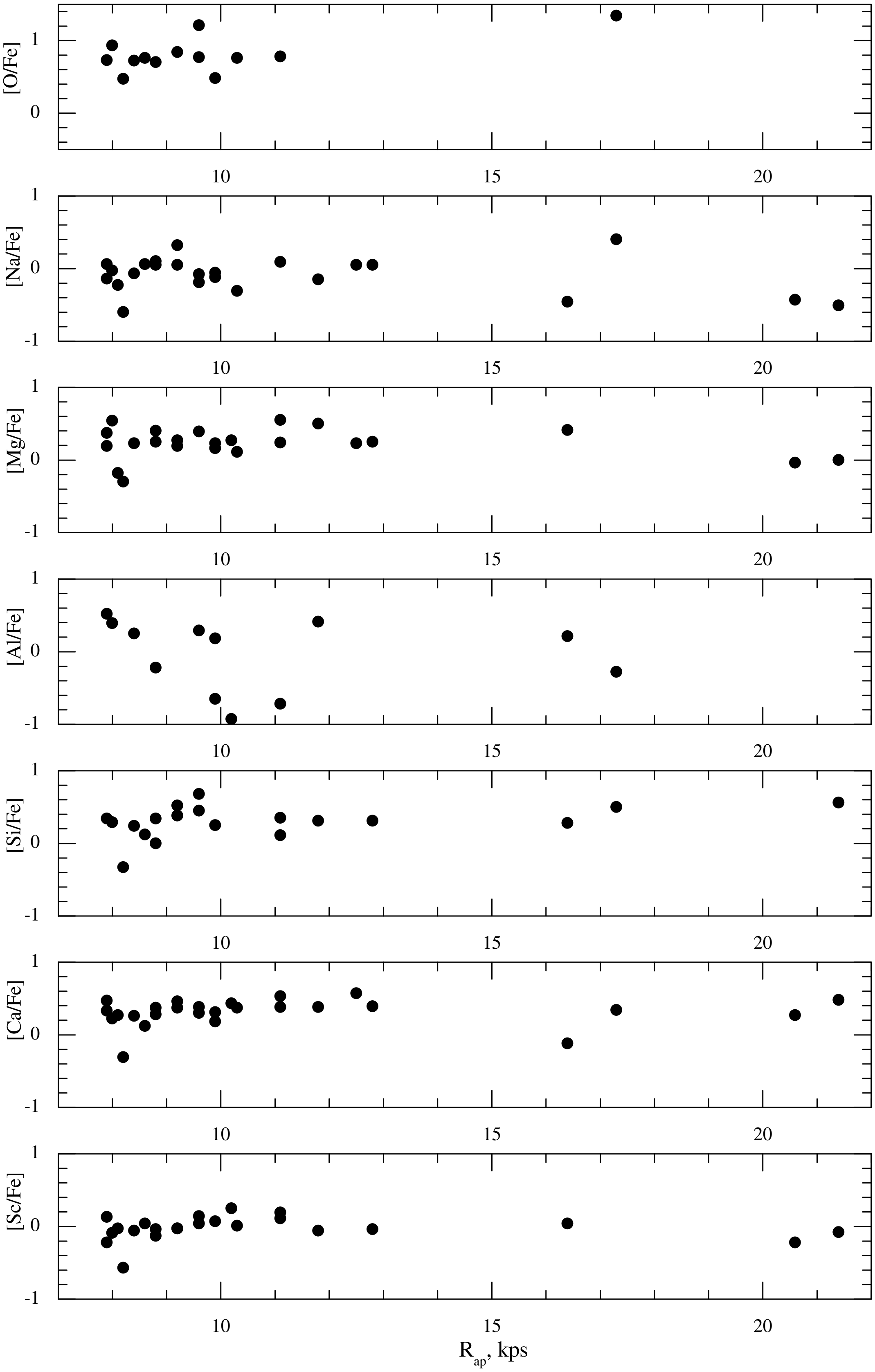

Рис. 4.14: Содержание кислорода, элементов α-процесса, Na и Al в атмосферах исследованных звезд в зависимости от апогалактического расстояния R_{ap}.

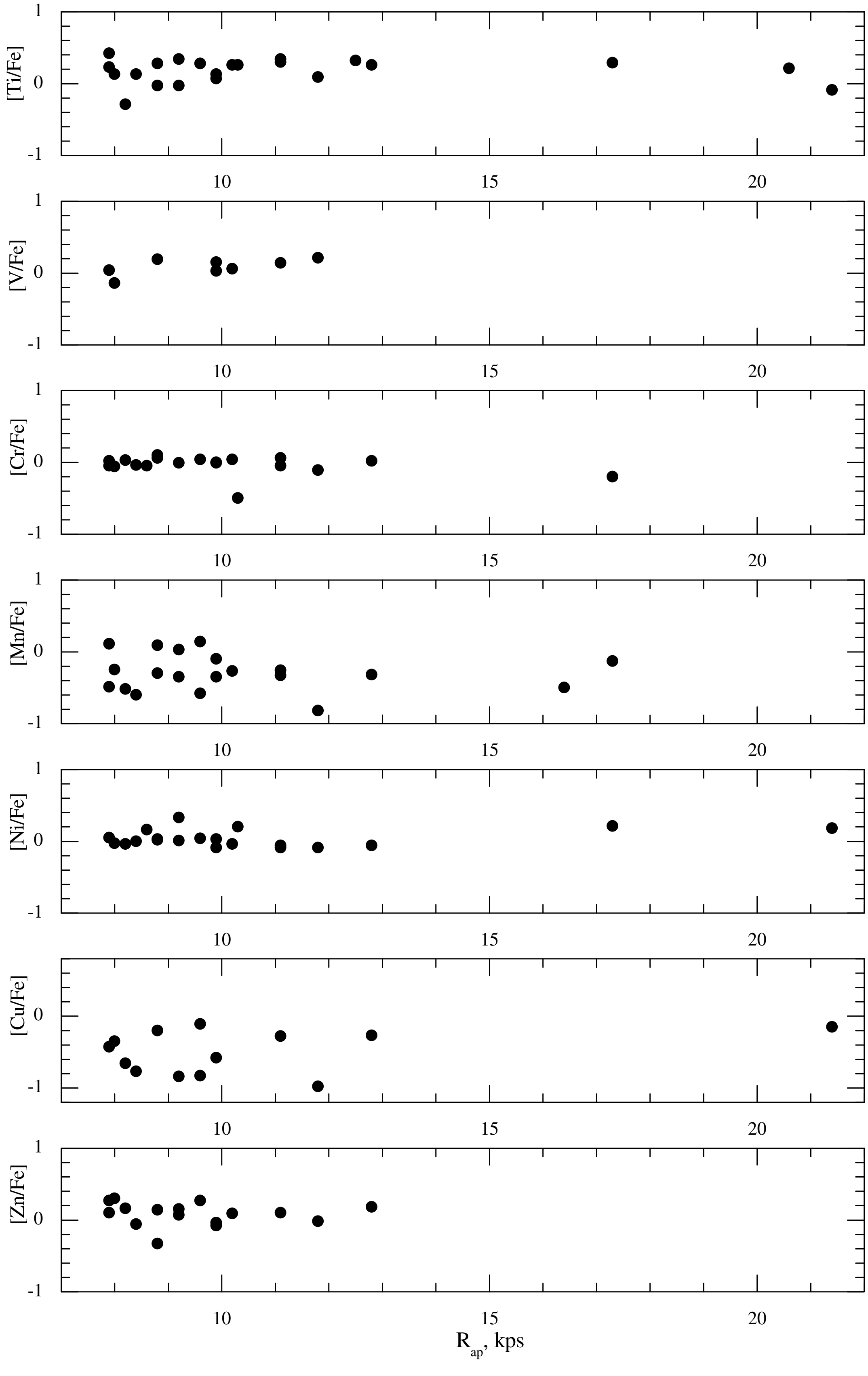

Рис. 4.15: Содержание элементов группы железа в атмосферах исследованных звезд в зависимости от апогалактического расстояния R_{ap}.

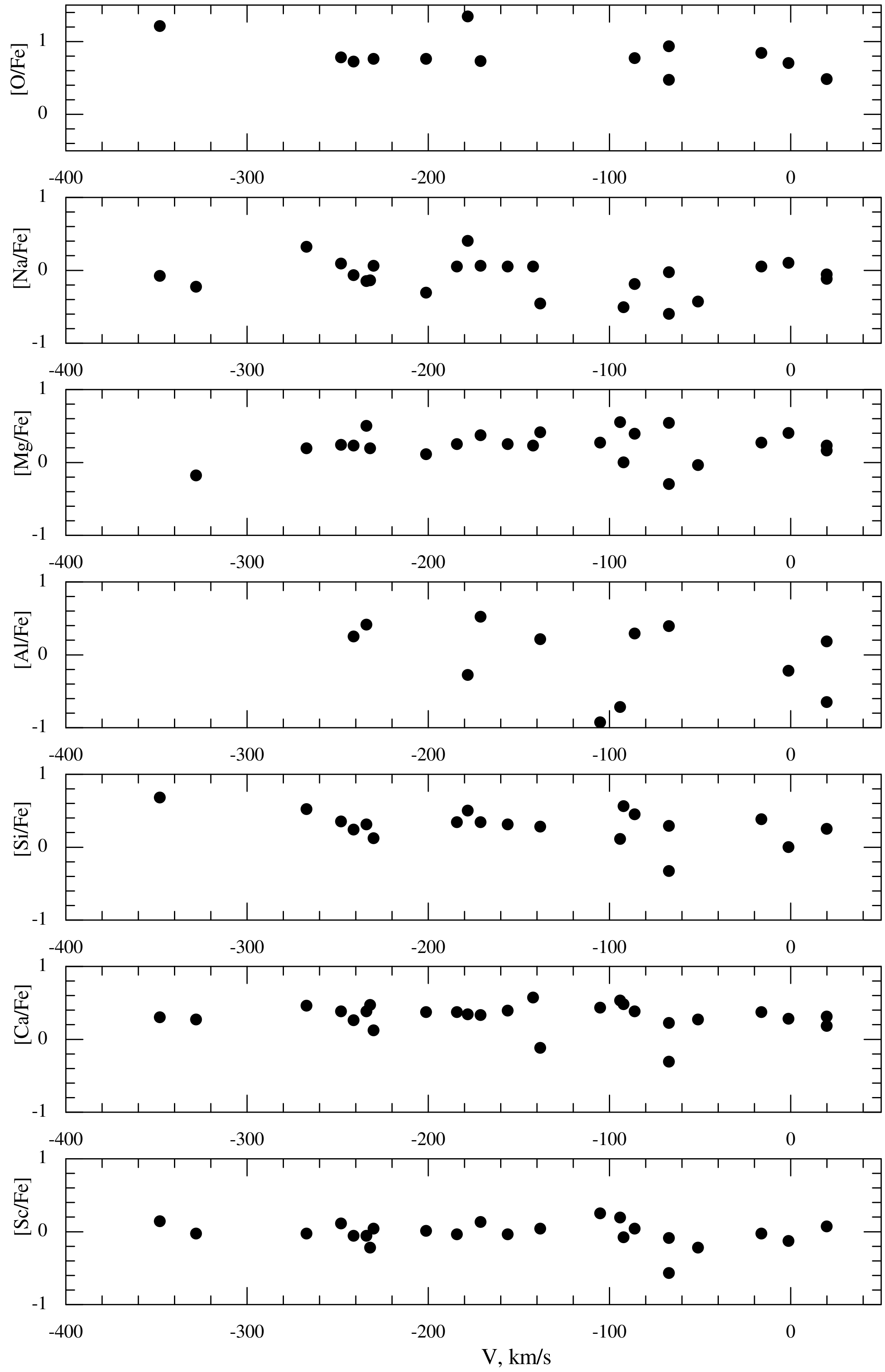

Рис. 4.16: Содержание кислорода, элементов α-процесса, Na и Al в атмосферах исследованных звезд в зависимости от составляющей скорости звезды, тангенциальной вращению Галактики (V).

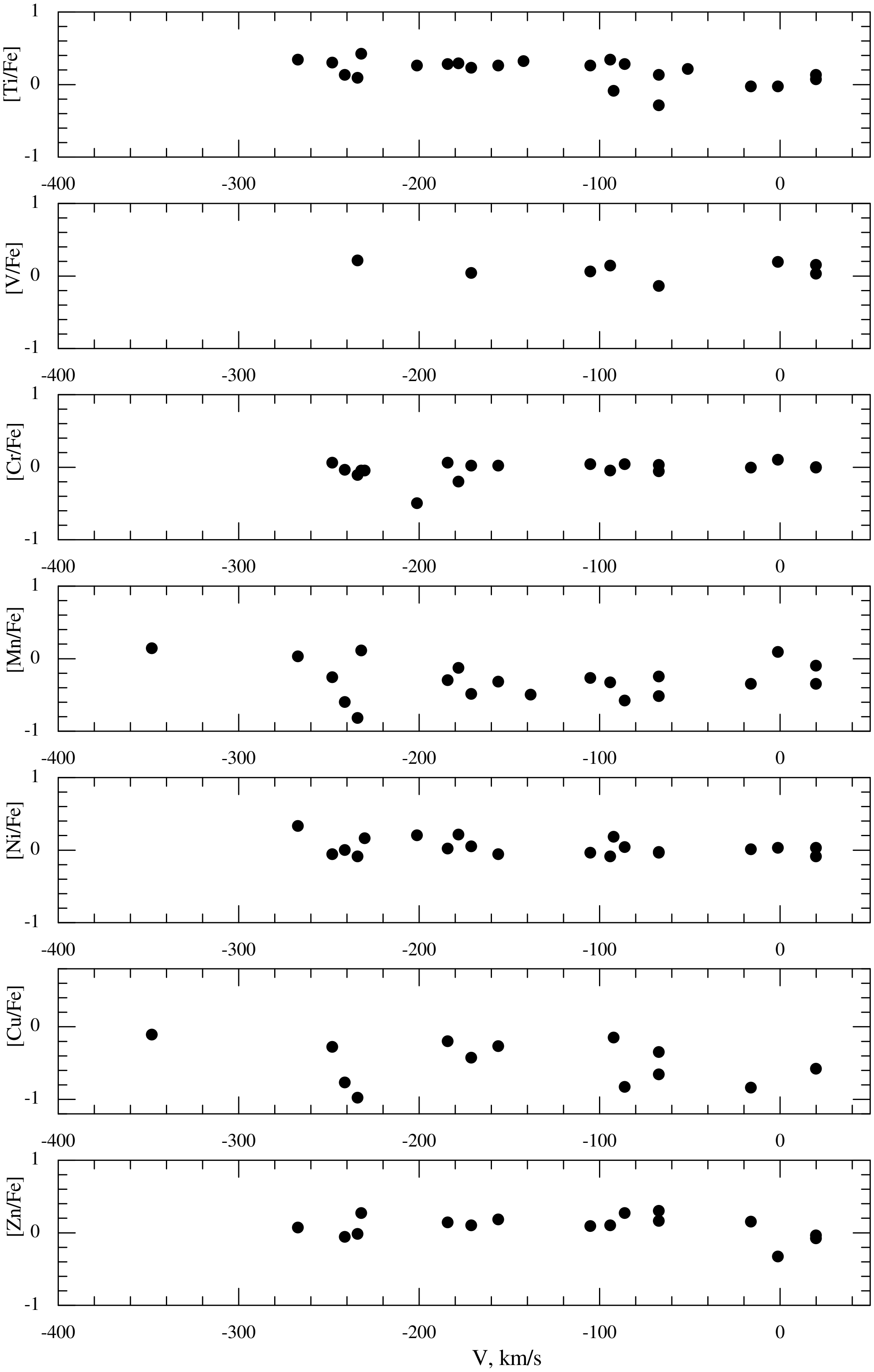

Рис. 4.17: Содержание элементов группы железа в атмосферах исследованных звезд в зависимости от составляющей скорости звезды, тангенциальной вращению Галактики (V).

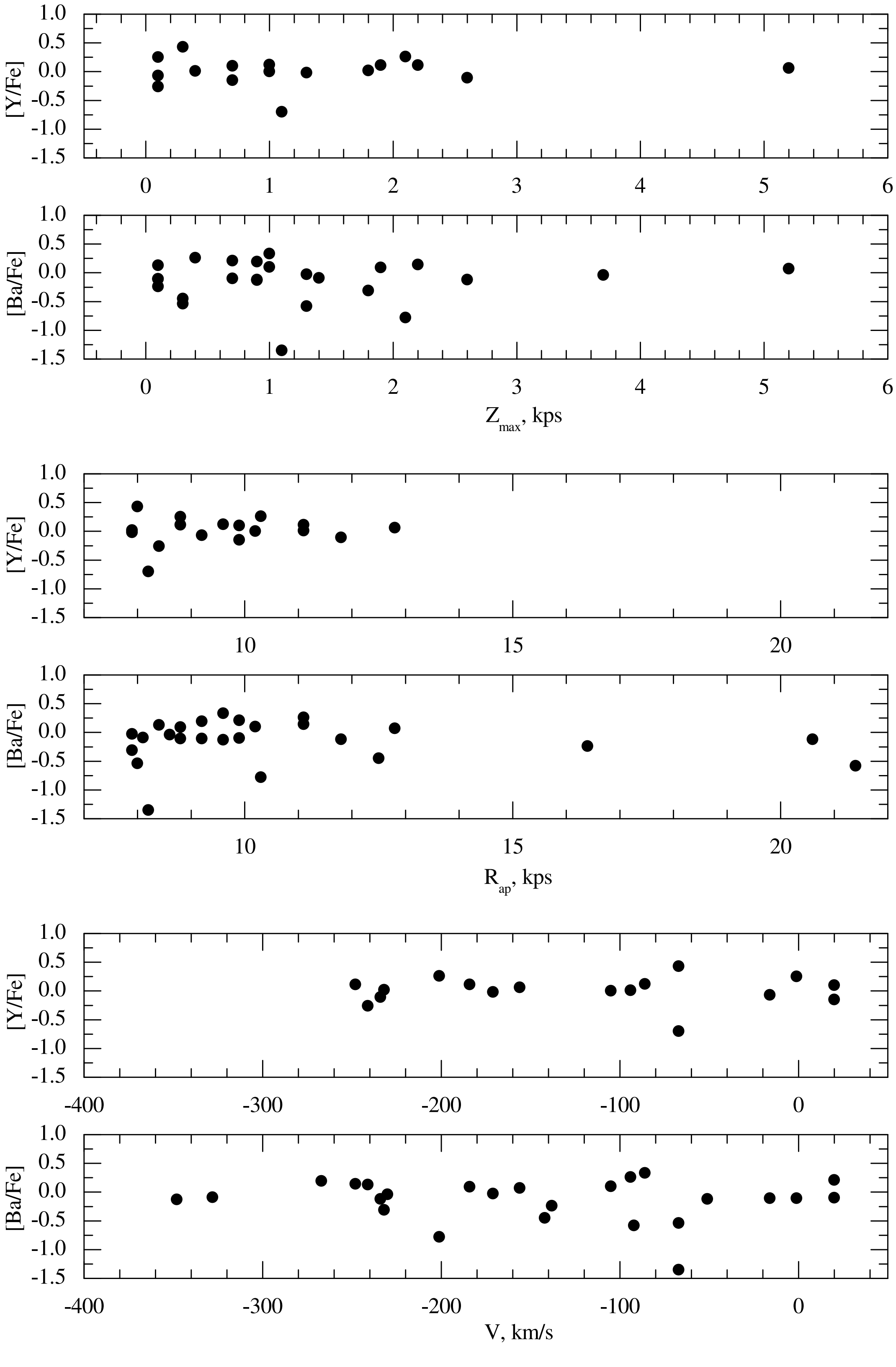

Рис. 4.18: Содержание Y и Ba в атмосферах исследованных звезд в зависимости от максимального удаления от плоскости Галактики Z_{max}, апогалактического расстояния R_{ap} и составляющей скорости звезды, тангенциальной вращению Галактики (V).

4.4.11 G 251-54 – звезда с аномальным химическим составом.

Звезда G 251-54 имеет химический состав, отличающийся от химического состава звезд близкой металличности (Ермаков и др., 2002). Мы сравниваем ее химический состав с химическим составом атмосфер пяти звезд, имеющих металличность в диапазоне $-1.6 < [Fe/H] < -1.3$, для которых получены характерные для этого диапазона металличностей распределения содержаний элементов (см. табл. 4.4 и рис. 4.6, 4.10, 4.19).

Впервые химический состав атмосферы G 251-54 был исследован в работе Карню и др. (1997), в которой приводится содержание кислорода, элементов α-процесса (Mg, Ca и Ti), а также Ba и Li. В нашей работе, помимо этих элементов, приведены результаты для ряда других элементов, включая Na и Si, элементы группы железа (Cr, Ni, Sc, Mn, Cu, Zn), и Y. Расширение числа исследованных элементов поможет в интерпретации феномена. Результаты наших исследований подтверждают результаты исследований Карню и др. (1997) – для большинства элементов получен значительный дефицит как по отношению к содержанию этих элементов в звездах близкой металличности, так и по отношению к химическому составу атмосферы Солнца. В частности, дефицит кислорода по отношению к его содержанию в других звездах, составляет $\delta[O/Fe]= -0.34$ dex. Для элементов α-процесса этот дефицит еще более выражен и составляет в среднем $\delta[\alpha/Fe] = -0.62$ dex; примерно такой же дефицит наблюдается для Na и Sc – двух так называемых промежуточных элементов, имеющих нечетное число протонов в ядре. Еще больший дефицит наблюдается для элементов s-процесса, особенно для Ba, содержание которого на 1.42 dex меньше, чем у других малометалличных звезд, а для Y разность составляет -0.75 dex. Интересно отметить, что, по-видимому, для различных элементов α-процесса в атмосфере G 251-54 наблюдается различный дефицит по отношению к другим звездам – для Mg и Ti он составляет -0.56 dex, а для Si и Ca еще больше, -0.69 dex. Это различие может указывать на различный механизм и источники синтеза указанных элементов, в частности, на различный вклад в синтез этих элементов от вспышек SNeIa. Другим, не менее важным результатом, можно считать тот факт, что для ряда элементов группы железного пика (Cr, Ni, Zn) дефицит не обнаружен – содержания этих элементов находятся в полном соответствии с содержанием в других исследованных нами звездах. В то же время для Mn и Cu, также относимых к элементам этой группы, но имеющих нечетное число протонов в ядре, наблюдается некоторый дефицит. Для измерения содержания этих двух элементов использовались довольно слабые линии, поэтому точность полученных результатов ниже по сравнению с другими элементами. Но, т.к. при измерении предельно слабых линий в зашумленных спектрах может происходить только завышение эквивалентных ширин, то в этом случае мы бы получили верхний предел содержания этих двух элементов (т.е. вывод о дефиците Mn и Cu надежен). Интересно отметить, что для звезды G 23-14, также как и для G 251-54, наблюдается некоторый дефицит содержания этих двух элементов по отношению к другим звездам. И, наконец, содержание лития в атмосфере G 251-54 полностью соответствует значению, характерному для звезд близкой металличности и близких параметров атмосфер.

История нуклеосинтеза, в ходе которой произошло формирование звезды с химическим составом, подобным G 251-54, должна отличаться от обычного сценария, по которому происходило формирование подавляющего числа звезд, исследованных ранее. Возможно, что история формирования G 251-54 имеет общие черты с процессом образования молодых шаровых скоплений Palomar 12 и Ruprecht 106 (Карню и др., 1997). Браун и др. (1995, 1996) обнаружили, что [O/Fe] $= +0.05$ и $[\alpha/\mathrm{Fe}] = -0.2$ для Ruprecht 106, и $[\alpha/\mathrm{Fe}] = -0.6$ для Palomar 12, что существенно отличается от содержания элементов α-процесса для "нормальных" малометалличных звезд. С другой стороны, содержание Ba для этих шаровых скоплений не отличается от обычного (Браун и др., 1996). Карню и др. (1997) исследовали вопрос о возможной связи химического состава этих шаровых скоплений и G 251-54 с расстоянием (и, тем самым, с областью формирования) от центра Галактики. Галактоцентрическое расстояние для Palomar 12 и Ruprecht 106 составляет 14 и 17 kpc, соответственно. Для G 251-54 по пространственной скорости было рассчитано максимальное расстояние от центра Галактики, составляющее 8.2 kpc. Т.е. во всех трех случаях аномальный химический состав сочетается с большими апогалактическими расстояниями.

В связи с этим интересно сопоставить результаты для G 251-54 с химическим составом других звезд, которые сформировались во внешних областях галактического гало, но затем оказались близко к Солнцу. Карню и др. (1994) обнаружили около сотни таких звезд с апогалактическим расстоянием, превышающим 15 kpc. Однако анализ опубликованных результатов исследования химического состава 10 из этих звезд не выявил каких-либо аномалий – лишь у одной из них, $\mathrm{BD} - 6^{\circ}855$, по данным Карню и Латама (1985), наблюдается дефицит кремния. Стефенс и Бисгард (2002) по наблюдениям с высоким разрешением определили содержания ряда элементов в

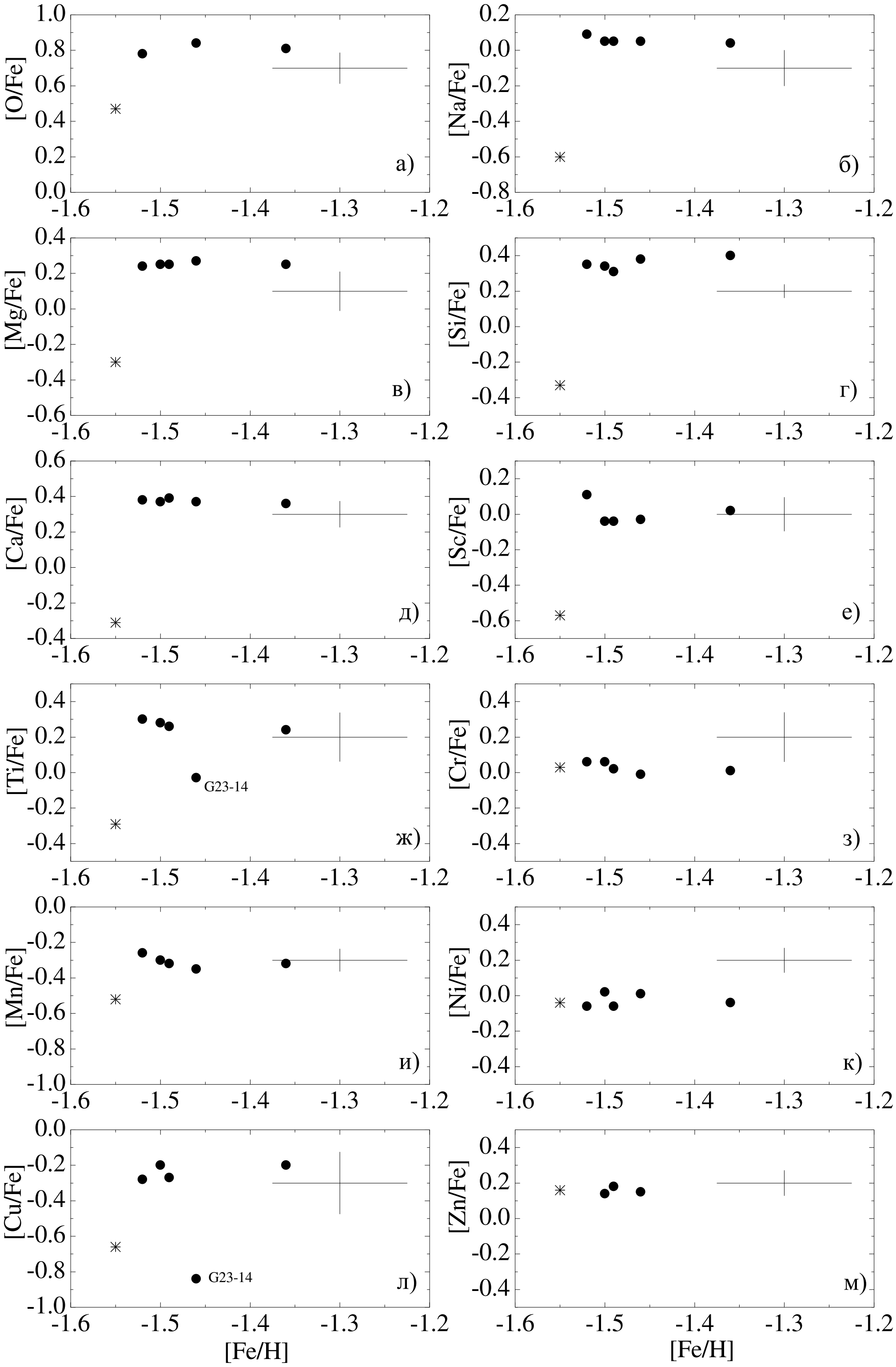

Рис. 4.19: Содержания элементов в атмосферах звезд близкой металличности ([Fe/H] $\simeq -1.5$). Звездочкой отмечена звезда G251-54.

атмосферах малометалличных звезд, имеющих необычные галактические орбиты, с целью выявления других звезд, имеющих аномальный химический состав. Однако ни одна из 57 звезд, (за исключением G 251-54), не показала каких-либо аномалий химического состава (была выявлена лишь слабая корреляция содержания элементов α-процесса от апогалактического расстояния). Т.е., аномальный химический состав, наблюдаемый у G 251-54, является нехарактерным даже среди звезд, попавших в окрестности Солнца из внешнего гало.

Происхождение звезд с аномальным химическим составом, подобным тому, который наблюдается у G 251-54 и для двух упомянутых выше шаровых скоплений, можно попытаться объяснить и тем, что газовые облака, из которых сформировались эти объекты, были обогащены продуктами галактического нуклеосинтеза, но такое обогащение произошло уже после фазы формирования гало, когда содержание элементов α-процесса достигло солнечных значений. Это могло привести к заниженному содержанию металлов (за счет перемешивания с исходным необогащенным веществом), но не могло повлиять на соотношение содержаний различных элементов к железу. Если подобный сценарий мог иметь место, то мы могли бы наблюдать звезды низкой металличности с солнечным содержанием α-элементов. Такое объяснение, возможно, является удовлетворительным для Palomar 12, но не подходит для G 251-54 и Ruprecht 106, т.к. у этих объектов наблюдается существенно больший дефицит α-элементов. Кроме того, в таком случае невозможно объяснить наблюдаемый сверхдефицит элементов s-процесса и других элементов.

Более вероятным является сценарий захвата Галактикой небольших галактик-спутников, в которых, благодаря малой массе исходных газовых облаков, процесс звездообразования мог иметь существенно другой характер. В частности, процесс звездообразования в таких маломассивных облаках мог происходить, минуя стадию обогащения продуктами нуклеосинтеза, образующимися в результате взрывов сверхновых SNeII, и продолжаться вплоть до фазы взрывов SNeIa. Тогда атмосфера звезды, образовавшейся в подобном облаке, будет содержать крайне малое количество элементов, синтезирующихся в процессе эволюции одиночных, массивных звезд. К таким элементам относятся кислород, элементы α-процесса, натрий, элементы r-процесса и, частично, s-процесса. Поскольку именно для этих элементов наблюдается существенный дефицит содержания относительно других малометалличных звезд, то приведенный выше сценарий образования звезды в маломассивном изолированном газовом облаке представляется правдоподобным. Пониженное содержание элементов с нечетным количеством протонов (Na, Sc, Mn, Cu), синтез которых в сильной степени зависит от металличности вещества, в котором происходят ядерные реакции, и, с другой стороны, нормальные содержания таких элементов железного пика, как Cr, Ni и Zn, также не противоречат этой схеме. Примем во внимание, что синтез Ba происходит главным образом в звездах малых масс на стадии асимптотической ветви гигантов (AGB), а также то, что стадии AGB эти звезды достигают позже, чем начинается фаза вспышек сверхновых SNeIa. Тогда сверхдефицит Ba в атмосфере G 251-54 также можно удовлетворительно объяснить в рамках схемы захвата спутников.

Звезды, подобные G 251-54, представляют особый интерес с точки зрения химической эволюции Галактики, т.к., исследуя их, мы имеем возможность увидеть историю обогащения химическими элементами, отличную от той, которую демонстрируют другие малометалличные звезды. Кроме того, большая величина апогалактического расстояния для этих звезд и необычный химический состав их атмосфер могут указывать на их возможное внегалактическое происхождение и последующий захват Галактикой. Комбинируя исследование кинематических и химических свойств таких звезд, мы можем изучать не только историю химической эволюции нашей Галактики и ее ближайших окрестностей, но и процессы ее слияния с небольшими спутниками.

4.5 Выводы

Методом моделей атмосфер определены фундаментальные параметры и химический состав 38 звезд гало и диска. Результаты расчета параметров моделей атмосфер указывают на то, что часть звезд, классифицированных ранее фотометрическими методами как субкарлики, имеет более высокий класс светимости и относится скорее к субгигантам. Для большинства звезд в интервале металличности от -2.5 до 0 dex получены характерные для данного диапазона металличностей содержания. Так, элементы α-процесса Mg, Ca и Ti находятся в избытке в звездах с более низкой металличностью. Для Ni, являющегося элементом железного пика, во всем диапазоне металличностей отношение [Ni/Fe] = 0, в то время как для ряда других элементов этой группы (V, Co, Zn) наблюдается несколько повышенное, а для Cr – пониженное по отношению к солнечному содержание в наиболее низкометалличных звездах. Mn, элемент группы железа с нечетным количеством протонов в ядре, показывает хорошо выраженную зависимость от металличности – пониженное содержание при низких металличностях и постепенное увеличение с ростом металличности. Элементы s-процесса Y и Ba находятся в слабом избытке в звездах промежуточной металличности ([Fe/H] > -1.8 dex), а при более низких металличностях содержание этих элементов резко уменьшается. В тоже время для элементов r-процесса наблюдаются сверхизбытки до ~ 1 dex в наиболее малометалличных звездах. Для одной из звезд выборки, G 251-54, имеющей металличность [Fe/H] $= -1.55$, обнаружен значительный дефицит ряда элементов, включая элементы α-процесса, элементы, имеющие нечетное число протонов в ядре, тяжелые элементы s-процесса. Вместе с большим апогалактическим расстоянием, определяемым для ее орбиты, это может указывать на захват Галактикой вещества, принадлежащего маломассивной галактике-спутнику, в которой могла сформироваться G 251-54.

Заключение

Проблема происхождения химических элементов во Вселенной является одной из центральных проблем современного физического мировоззрения. Для решения этой проблемы привлекаются многочисленные данные ядерной физики, астрофизики, развит аппарат численного моделирования эволюции Галактики. Эмпирическую основу исследований в этом направлении составляют, прежде всего, результаты массовых спектроскопических наблюдений звезд различных типов.

Достоверность результатов спектроскопических наблюдений звезд, выполняемых в рамках данной проблемы, в большинстве случаев определяется обеспечением высоких (и даже предельных) требований к технической составляющей наблюдений (телескоп, спектрограф, светоприемник, система первичной обработки). Поэтому возможность постановки на БТА задачи исследования химического состава непроэволюционировавших звезд гало была связана, в первую очередь, с внедрением современной техники наблюдений и оценкой ее перспектив.

Такая техника включает современные твердотельные светоприемники (матрицы приборов зарядовой связи) и приборы высокого спектрального разрешения (эшелле спектрографы со скрещенной дисперсией). В сочетании с 6–метровым телескопом эти приборы должны обеспечивать наблюдения достаточно слабых звезд с высоким отношением сигнал/шум. В создании, исследовании и эксплуатации таких приборов соискатель принял активное участие. В частности, работа соискателя с эшелле спектрографом первичного фокуса БТА (PFES) позволила обеспечить наблюдения большинства звезд нашей программы. Вторым, не менее важным моментом, явилось освоение (в наблюдениях с высоким спектральным разрешением) ультрафиолетового и синего диапазона длин волн на кварцевом эшелле спектрографе НЭС. Это позволило исследовать линии тяжелых элементов в спектрах малометалличных звезд. Важным моментом явились также поисковые исследования, позволяющие оценить перспективу применения на БТА новых разновидностей методов спектроскопии высокого разрешения.

К этим разновидностям отнесем: а) измерение лучевых скоростей по спектрам с неразведенными эшелле порядками, б) спектроскопия через абсорбционную ячейку, в) оптоволоконное сочетание телескопа и спектрографа.

Совершенствование оптических схем спектрографов и повышение квантовой эффективности матриц ПЗС не может продолжаться бесконечно. Поэтому сегодня на первый план выступает проблема использования тех резервов звездной спектроскопии, которые заключены в методах цифровой обработки сигнала. Такая работа невозможна без решения проблемы сквозного моделирования процесса наблюдений и обработки (объект – атмосфера – телескоп – спектрограф – светоприемник – метод обработки). В диссертации сделаны основные элементы такого моделирования. Показано, что использование отдельных результатов моделирования приводит к существенному росту эффективности спектроскопических наблюдений на БТА.

Как исследование звезд гало, так и выполнение других многочисленных научных программ, требует систематизации фактического материала. С этой целью в диссертацию включена большая работа по составлению атласов звезд избранных типов в широком спектральном диапазоне, с высоким спектральным разрешением и отношением сигнал/шум. Атласы и списки линий опубликованы и доступны в электронной форме.

Центральную часть исследования составляет определение фундаментальных параметров атмосфер и химического состава выборки слабых звезд, представляющей различные этапы эволюции населения гало и диска Галактики. В течение 7 лет были выполнены спектроскопические наблюдения 38 исследуемых звезд и звезд – стандартов. Полученные при этом содержания 29 химических элементов дополняют исследования других авторов и позволяют более уверенно сделать выводы о роли различных процессов в картине распространенности химических элементов.

Благодарности

Выполнение данного исследования стало возможным благодаря работе соискателя в составе Лаборатории спектроскопии звезд (ЛСЗ) Специальной астрофизической обсерватории РАН, в сочетании с обучением в аспирантуре САО.

Выражаю благодарность научному руководителю В.Е.Панчуку за помощь и поддержку в моем становлении в качестве астронома–наблюдателя

БТА.

Благодарю зав.ЛСЗ В.Г.Клочкову за предложенную тему исследования, научные консультации, поддержку моих научных исследований, и общее руководство моей работой в ЛСЗ.

Искренне благодарен всем соавторам публикаций.

Особенно благодарен коллегам из Лаборатории спектроскопии звезд, с которыми в 1995–2002 гг разделил труд по обеспечению многочисленных наблюдательных программ на БТА.

Часть работы выполнена в рамках темы плана НИР САО "Повышение эффективности спектральных наблюдений на БТА".

Работа выполнена при финансовой поддержке: Российского фонда фундаментальных исследований (проекты 95-07-19306, 00-02-17689 и 01-02-16093a), Федеральной целевой программы "Астрономия" (проекты 1.4.1.1 и 2.1.5.5), Американского фонда гражданских исследований и развития (CRDF, проект RP1-2264), Академии наук Китайской Народной Республики (проекты 10173014 и NKBRSF 1999075406).

Литература

Алонсо и др. (Alonso A., Arribas S., Martinez-Roger C.) // 1996, Astron. Astrophys., v. 313, p. 873.

Афанасьев В.Л., Буренков А.Н., Власюк В.В., Драбек С.В. // 1995, Научно-технический отчет САО № 234.

Балона (Balona L.A.) // 1994, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 268, p. 119.

Баранн и др. (Baranne A., Mayor M., Poncet J.-L.) // 1979, Vistas Astron., vol. 23, p. 279.

Барклем и др., (Barklem P.S., Piskunov N., O'Mara B.J.) // 2000, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 142, p. 467.

Барлес и Титлер (Burles S. & Titler D.) // 1988, Astrophys. J., v. 507, p. 32.

Баррис и др. (Burris D.L., Pilachowski C.A., Armandroff T.E., Sneden C., Cowan J.J., Roe H.) // 2000, Astrophys. J., v. 544, p. 302.

Бартkявичюс (Bartkevičius) // 1980, Bull. Vilnius Astron. Obs., № 51, p. 1.

Батчер (H.R.Butcher) // 1987, Nature, v. 328, p. 127.

Бергнер Ю.К., Крат А.В., Морозова С.М., Панчук В.Е., Погодин М.А., Чунтонов Г.А. // 1978, Астрофиз. исслед., (Изв. САО), т. 10, с. 52.

Бизарри и др. (Bizzarri A., Huber M.C.E., Noels A., Grevesse N., Bergeson S.D., Tsekeris P., Lawler J.E.) // 1993, Astron. Astrophys., v. 273, p. 707.

Бирс и др., (T.C.Beers, G.W.Preston, S.A.Shechtman) // 1985, Astron. J., 90, p. 2089.

Бирс и др., (T.C.Beers, G.W.Preston, S.A.Shechtman) // 1992, Astron. J., 103, p. 1987.

Браун и др. (Brown J.A., Wallerstein G., Zucker D.) // 1995, Bull. Amer. Astron. Soc., v. 27, p. 1404.

Браун и др. (Brown J.A., Wallerstein G., Zucker D.) // 1996, ASP Conf. Ser., v. 92, p. 355.

Бонд (Bond H.E.) // 1980, Astrophys. J. Suppl. Ser., v. 44, p. 517.

Вайс и Мартин (Wiese W.L. & Martin G.A.) // 1980, in "Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions", NSRDS-NBS, v. 68, Washington. DC.

Вайс и др. (Wiese W.L., Smith M.W., Glennon B.M.) // 1966, Atomic Transition Probabilities, v. 1, NSRDS-NBS 4.

Ванденберг и др. (VandenBerg D.A., Swenson F.J., Rogers F.J., Iglesias C.A., Alexander D.R.) // 2000, Astrophys. J., v. 532, p. 430.

Ван дер Хюлст // 1961, "Рассеяние света малыми частицами", ИЛ, М.

Варшалович Д.А., Панчук В.Е., Иванчик А.В. // 1996, Письма в "Астрон. журн.", т. 22, с. 8.

Васильев О.Б. и Нелюбин Н.Ф. // 1970, Астрофиз. исслед., (Изв. САО), т. 2, с. 185.

Васильев О.Б. и Фролов В.Н. // 1965, Известия ГАО, т. 24, с. 207.

Вестин и др. (Westin J., Sneden C., Gustafsson B., Cowan J.J.) // 2000, Astrophys. J., v. 530, p. 783.

Виклифф и Лоуер (Wickliffe M.E. & Lawler J.E.) // 1997, Astrophys. J. Suppl. Ser., v. 110, p. 163.

Галазутдинов Г.А., 1992, Препринт САО № 92.

Галино и др. (Gallino R., Busso M., Picchio G., Raiter C.M., Renzini A.) // 1988, Astrophys. J., v. 334, p. L45.

Ганн и Гриффин (Gunn, J. E. & Griffin, R. F.) // 1979, Astron. J., vol. 84, p. 752.

Гарц (Garz T.) // 1973, Astron. Astrophys., v. 26, p. 471.

Гилрой и др. (Gilroy K.K., Sneden C., Pilachowski C.A., Cowan J.J.) // 1988, Astrophys. J., v. 327, p. 298.

Граттон (Gratton R.G.) // 1989, Astron. Astrophys., v. 208, p. 171.

Граттон и Снеден (Gratton R.G. & Sneden C.) // 1987, Astron. Astrophys., v. 178, p. 179.

Граттон и Снеден (Gratton R.G. & Sneden C.) // 1988, Astron. Astrophys., v. 204, p. 193.

Граттон и Снеден (Gratton R.G. & Sneden C.) // 1991, Astron. Astrophys., v. 241, p. 501.

Граттон и Снеден (Gratton R.G. & Sneden C.) // 1994, Astron. Astrophys., v. 287, p. 927.

Граттон и др. (Gratton R.G., Carretta E., Castelli F.) // 1996, Astron. Astrophys., v. 314, p. 191.

Грей Д. // 1980, "Наблюдения и анализ звездных атмосфер" – М.: Мир, 496 с.

Гривесс и др. (Grevesse N., Noels A., Sauval A.J.) // 1996, ASP Conf. Ser., v. 99, p. 117.

Гриффин (Griffin R.F.) // 1967, Astrophys. J., vol. 148, p. 465.

Гриффин и Гриффин (Griffin R. & Griffin R.) // 1973, Mon. Not. R. Astron. Soc., vol. 162, p. 255.

Гриффин и др. (Griffin R., Griffin R., Gustafsson B., Vieira T.) // 1982, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 198, p. 637.

Гуртовенко Э.А. и Костык Р.И. // 1989, "Фраунгоферов спектр и система солнечных сил осцилляторов". Отв. ред. М.Я. Орлов, АН УССР, Гл. астрон. обсерв., – Киев: Наук. думка.

Джонсон (Johnson J.A.) // 2002, Astrophys. Space Sci., v. 139, p. 219.

Ермаков С.В. // 1995, "К проблеме повышения эффективности наблюдений с высоким спектральным разрешением", Дипломная работа, Санкт-Петербургский Государственный университет.

Ермаков и Клочкова (Ermakov S.V. & Klochkova V.G.) // 1998, Bull. Spec. Astrophys. Obs., vol. 46, p. 110.

Ермаков и Панчук (Ermakov S.V. & Panchuk V.E.) // 1996, Bull. Spec. Astrophys. Obs., vol. 39, p. 161.

Ермаков С.В., Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Жао Г. // 2002, Астрон. журн., т. 79, №11.

ESA // 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200.

Жакино П. // 1962, УФН, т. 78, с. 123.

Жао и Магейн (Zhao G. & Magain P.) // 1991, Astron. Astrophys., v. 244, p. 425.

Ибата и др. (Ibata R. A., Gilmore G., Irwin M. J.) // 1994, Nature, v. 370, p. 194.

Ибен и Рензини (Iben I.Jr. & Renzini A.) // 1982, Astrophys. J., v. 259, p. L79.

Иванов А.А., Панчук В.Е., Шергин В.С. // 2001, Препринт САО № 155.

Камерон (Cameron A.G.W.) // 1982, Astrophys. Space Sci., v. 82, p. 123.

Каппелер и др. (Käppeler F., Beer H., Wisshak K.) // 1989, Rep. Progr. Phys, v. 52, p. 945.

Каппелер и др. (Käppeler F., Gallino R., Busso M., Picchio G., Raiteri C.M.) // 1990a, Astrophys. J., v. 354, p. 630.

Каппелер и др. (Käppeler F., Zhao W.R., Beer H., Ratzel U.) // 1990б, Astrophys. J., v. 355, p. 348.

Карню и Латэм (Carney B.W. & Latham D.W.) // 1985, Astrophys. J., v. 296, p. 803.

Карню и др. (Carney B.W., Latham D.W., Laird J.B., Aguilar L.A.) // 1994, Astron. J., v. 107, p. 2240.

Карню и др. (Carney B.W., Wright J.S., Sneden C., Laird J.B., Aguilar L.A., Latham D.W.) // 1997, Astron. J., v. 114, p. 363.

Карташева Т.А. и Чунакова Н.М. // 1978, Астрофиз. исслед., (Изв. САО), т. 10, с. 44.

Керель и др. (Cayrel de Strobel, G., Soubiran, C., Ralite, N.) // 2001, Astron. Astrophys., v. 373, p. 159.

Кинг и др. (King J.R., Deliyannis C.P, Boesgaard A.M.) // 1996, Astron. J., v. 112, p. 2839.

Клочкова В.Г. // 1991, Дисс. д.ф.-м.н., Нижний Архыз.

Клочкова В.Г. // 1995а, Научно-технический отчет САО №243.

Клочкова В.Г. // 1995б, частное сообщение.

Клочкова (Klochkova V.G.) // 1995в, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 272, p. 210.

Клочкова В.Г. и Галазутдинов Г.А., 1991, Препринт САО №71.

Клочкова В.Г. и Панчук В.Е. // 1991а, Изв. САО, т. 33, с. 3.

Клочкова В.Г. и Панчук В.Е. // 1991б, Препринт САО №70.

Клочкова и Панчук (Klochkova V.G. & Panchuk V.E.) // 1995, Mem. Soc. Astr. Ital., v. 66, p. 333.

Клочкова В.Г. и Панчук В.Е. // 1996, Астрон. журн., т. 73, №6, с. 912.

Клочкова и Самусь (Klochkova V.G. & Samus N.N.) // 2001, Astron. Astrophys., v. 378, p. 455.

Клочкова и Топильская (Klochkova V.G. & Topilskaya G.P.) 1996, Bull. Spec. Astrophys. Obs., v. 41, p. 52.

Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Рядченко В.П. // 1991, Письма в "Астрон. журн.", т. 17, с. 645.

Клочкова и др. (Klochkova V.G., Ermakov S.V., Panchuk V.E.) // 1996а, Bull. Spec. Astrophys. Obs., v. 41, p. 58.

Клочкова и др. (Klochkova V.G., Mal'kova G.A., Panchuk V.E.) // 1996б, Bull. Spec. Astrophys. Obs., v. 39, p. 5.

Клочкова В.Г., Ермаков С.В., Панчук В.Е., Таволжанская Н.С., Юшкин М.В. // 1999а, Препринт САО №137.

Клочкова и др. (Klochkova V.G., Ermakov S.V., Panchuk V.E.) // 1999б, Astrophys. & Space Sci., v. 265, p. 185.

Клочкова В.Г., Ермаков С.В., Панчук В.Е., Таволжанская Н.С., Юшкин М.В. // 2001а, Препринт САО №152.

Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Романенко В.П. // 2001б, Препринт САО №156.

Клочкова В.Г., Ермаков С.В., Панчук В.Е. // 2001в, Препринт САО №157.

Князев А.Ю. и Шергин В.С. // 1994, Отчет САО №226.

Ковтюх и Андриевский (Kovtyukh V.V. & Andrievsky S.M.) // 1999, Astron. Astrophys., vol. 351, p. 597.

Копи и др. (Copi, C. J., Schramm, D. N., Turner, M. S.) // 1995, Science, v. 267, №5195, p. 192.

Коуен и др. (Cowan J.J., Burris D.L., Sneden C., McWilliam A., Preston G.W.) // 1995, Astrophys. J., v. 439, p. L51.

Коуен и др. (Cowan J.J., Pfeiffer B., Kratz K.-L., Thielemann F.-K., Sneden C., Burles S., Tytler D., Beers T.C.) // Astrophys. J., v. 521, p. 194.

Купка и др. (Kupka F., Piskunov N.E., Ryabchikova T.A., Stempels H.C., Weiss W.W.) // 1999, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., vol. 138, p. 119.

Куруч (Kurucz R.L.) // 1979, Astrophys. J. Suppl. Ser., vol. 40, p. 1.

Куруч (Kurucz R.L.) // 1992, in "The Stellar Population of Galaxies", Eds. B. Barbuy, A. Renzini, IAU Symph., v. 149, p. 225.

Куруч (Kurucz R.L.) // 1993а, KurCD №13.

Куруч (Kurucz R.L.) // 1993б, KurCD №18.

Куруч (Kurucz R.L.) // 1994, KurCD №20-22.

Куруч и Белл (Kurucz R. & Bell B.) // 1995, KurCD №23.

Куруч и Пейтреман (Kurucz R.L. & Peytremann E.) // 1975, SAO Special Report, №362.

Кэмпбелл и Уокер (Campbell B. & Walker G. A. H.) // 1979, Publ. Astr. Soc. Pacific, vol. 91, p. 540.

Лак (Luck R.E.) // 1990, "A Compendium of Equivalent Width Measures", SIMBAD database, CDS, Strasbourg, France.

Лак и Бонд (Luck R.E. & Bond H.E.) // 1983, Astrophys. J., v. 271, p. L75.

Ламб и др. (Lamb S., Howard W.M., Truran J.W., Iben I.Jr.) // 1977, Astrophys. J., v. 217, p. 213.

Ламберт и Ворнер (Lambert D.L. & Warner B.) // 1968, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 138, p. 181.

Латэм и др. (Latham D.W., Mazeh T., Carney B.W., McCrosky R.E., Stefanik R.P., Davis R.J.) // 1988, Astron. J., vol. 96, p. 567.

Либбрехт (Libbrecht K.G.) // 1988, Astrophys. J., v. 330, L51.

Лоуер и Дакин (Lawler J.E. & Dakin J.T.) // 1989, JOSA B6, p. 1457.

Маквильям (McWilliam A.) // 1998, Astron. J., v. 115, p. 1640.

Маквильям и др. (McWilliam A., Preston G.W., Sneden C., Searle L.) // 1995а, Astron. J., v. 109, p. 2736.

Маквильям и др. (McWilliam A., Preston G.W., Sneden C., Searle L.) // 1995б, Astron. J., v. 109, p. 2757.

Маркелов С.В., Мурзин В.А., Борисенко А.Н. // 1995, S1000, "Система регистрации астрономических изображений на матрице ПЗС 1040x1160", Нижний Архыз, 24 с.

Мартин и др. (Martin G.A., Fuhr J.R., Wiese W.L.) // 1988, J. Phys. Chem. Ref. Data, 17, Suppl. 3.

Матеучи и др. (Matteucci F., Raiteri C.M., Busso M., Gallino R., Gratton R.) // 1993, Astron. Astrophys., v. 272, p. 421.

Мелани и Бусройд (Malaney R.A. & Boothroyd A.I.) // 1987, Astrophys. J., v. 320, p. 866.

Метьюс и Коуен (Mathews G.J. & Cowan J.J.) // 1990, Nature, v. 345, p. 491.

Метьюс и др. (Mathews G.J., Bazan G., Cowan J.J.) // 1992, Astrophys. J., v. 391, p. 791.

Миберн (J.Meaburn) // 1976, "Detection and Spectrometry of Faint Light", Astrophysics and Space Science Library, Dordrecht: Reidel.

Мишенина и др. (Mishenina T.V., Klochkova V.G., Panchuk V.E., Ermakov S.V.) // 1999, in "The galactic halo: from globular clusters to field stars", Proceeding of the 35th Liege Int.Astroph. Coll. July 5-8, 1999, eds. A. Noels, P.Magaine, D.Caro, E.Jehin, G Parmentier, A.Thoul, p. 261.

Мишенина и др. (Mishenina T.V., Korotin S.A., Klochkova V.G., Panchuk V.E.) // 2000, Astron. Astrophys., v. 353, p. 978.

Мкртичян и др. (Mkrtichian D.E., Hatzes A.P. and Panchuk V.E.) // 1999, Proc. NATO-ASI Conf. "Variable Stars As Essential Astrophysical Tools", Cesme, Turkey, ed. C.Ibanoglu, p. 405.

Найденов И.Д. и Чунтонов Г.А. // 1976, Сообщения САО, вып. 16, с. 63.

Нелюбин Н.Ф. // 1972, Астрофиз. исслед., (Изв. САО), т. 4, с. 201.

Ниссен, (P.E.Nissen) // 1992, in "High Resolution Spectroscopy with the VLT", ESO Conference and Workshop Proceedings, №40, p.49.

Ниссен и Шустер (Nissen P.E. & Shuster W.J.) // 1997, Astron. Astrophys., v. 326, p. 751.

Ниссен и др. (Nissen P.E., Hoeg E., Schuster W.J.) // 1997, Proc. of the ESA Symposium "Hipparcos - Venice "97", 13-16 May, Venice, Italy, ESA SP-402, p. 225.

Номото и др. (Nomoto K., Tsujimoto Y., Yamaoka H.) // 1992, in the 31th Herstmonceux Conf. "Elements and the Cosmos", ed. Emunds M.G., Terlevich R., Cambridge University Press., p. 55.

Норрис и др. (Norris J.E., Ryan S.G., Beers T.C.) // 1997, Astrophys. J., v. 488, p. 350.

Олив и Стейгмен (Olive K.A. & Steigman G.) // 1995, Astrophys. J. Suppl. Ser., v. 97, p. 49.

Панчук В.Е. // 1999, Препринт САО №141.

Панчук В.Е. // 2001, Препринт САО № 154.

Панчук В.Е., Цымбал В.В. // 1985, Изв. САО, т. 20, с. 22.

Панчук В.Е., Ермаков С.В. // 1999, Научно-технический отчет САО № 267.

Панчук и др. (Panchuk V. E., Najdenov I. D., Klochkova V. G., Ivanchik A. B., Ermakov S. V., Murzin V. A.) // 1998a, Bull. Spec. Astrophys. Observ., vol. 44, p. 127.

Панчук и др. (Panchuk V.E., Ermakov S.V., Bondarenko Yu.) // 1998б, Bull. Spec. Astropys. Observ., vol.44, p.132.

Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Найденов И.Д., Витриченко Э.А., Викульев Н.А., Романенко В.П. // 1999а, Препринт САО № 139.

Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Найденов И.Д. // 1999б, Препринт САО № 135.

Панчук В.Е., Викульев Н.А., Найденов И.Д. // 1999, Препринт САО № 138.

Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Юшкин М.В., Романенко В.П., Найденов И.Д., Ермаков С.В. // 2001а, Препринт САО № 159.

Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Романенко В.П., Найденов И.Д., Ермаков С.В., Юшкин М.В. // 2001б, Препринт САО № 160.

Панчук В.Е., Пискунов Н.Е., Клочкова В.Г., Юшкин М.В., Ермаков С.В. // 2002а, Препринт САО № 169.

Панчук В.Е., Клочкова В.Г., Пискунов Н.Е., Монин Д.Н., Юшкин М.В., Ермаков С.В., Найденов И.Д. // 2002б, Препринт САО № 170.

Панчук В.Е., Ермаков С.В., Клочкова В.Г. // 2002в, Препринт САО № 172.

Пэйджел (Pagel B.E.J.) // 1998, in "Nucleosynthesis and chemical evolution of galaxies", Cambridge University Press.

Петерсон (Peterson R.C.) // 1981, Astrophys. J., v. 244, p. 989.

Пилачовски и др. (Pilachowski C.A., Sneden C., Booth J.) // 1993, Astrophys. J., v. 407, p. 699.

Пирс и Брекенридж (Piers A.K. & Breckinridge J.B.) // 1974, "The Kitt peak table of photographic solar spectrum wavelength", Kitt Peak National Observatory Contribution, 559.

Пискунов и др. (Piskunov N.E., Kupka F., Ryabchikova T.A., Weiss W.W., Jeffery C.S.) // 1995, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., vol. 112, p. 525.

Прието и Лопез (Prieto C.A. & López R.J.G.) // 1998, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 131, p. 431.

Примас и др. (Primas F., Molaro P., Castelli F.) // 1994, Astron. Astrophys., v. 290, p. 885.

Проник В.И. // 1995, Известия Крымской Астрофиз. Обсерв., т. 89, с. 111.

Райтери и др. (Raiteri C.M., Busso M., Gallino R., Picchio G., Pulone L.) // 1991, Astrophys. J., v. 371, p. 665.

Раутиан С.Г. // 1958, УФН, т. 66, вып. 3, с. 475.

Риан и др. (Ryan S.G., Norris J.E., Beers T.C.) // 1996, Astrophys. J., v. 471, p. 254.

Ридер и Сансонетти (Reader J. & Sansonetti C.J.) // 1986, Phys. Rev, A33, p. 1440.

Романенко В.П., // 1999, Препринт САО №136T.

Рябчикова и др. (Ryabchikova T.A., Hill, G.M., Landstreet, J.D., Piskunov, N., Sigut, T.A.A.) // 1994, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 267, p. 697.

Рябчикова и др. (Ryabchikova T.A. Piskunov N.E., Stempels H.C., Kupka F., Weiss W.W.) // 1999, in "Proc. of the 6th International Colloquium on Atomic Spectra and Oscillator Strengths". Victoria BC. Canada. Physica Scripta, vol. 83, p. 162.

Самленд (Samland M.) // 1998, Astrophys. J., v. 496, p. 155.

Сирль и Зинн (Searle L. & Zinn R.) // 1978, Astrophys. J., v. 225, p. 357.

Смит и Раггетт (Smith G. & Raggett D.St.J.) // 1981, J. Phys., B 14, p. 4015.

Снеден и Крокер (Sneden C. & Crocker D.A.) // 1988, Astrophys. J., v. 335, p. 406.

Снеден и Партхасарати (Sneden C. & Parthasarathy M.) // 1983, Astrophys. J., v. 267, p. 757.

Снеден и др. (Sneden C., Gratton R.G., Crocker D.A.) // 1991, Astron. Astrophys., v. 246, p. 354.

Снеден и др. (Sneden C., Preston G.W., McWilliam A., Searle L.) // 1994, Astrophys. J., v. 431, p. L27.

Снеден и др. (Sneden C., McWilliam A., Preston G.W., Cowan J.J., Burris D.L., Armosky B.J.) // 1996, Astrophys. J., v. 467, p. 819.

Снеден и др. (Sneden C., Cowan J.J., Burris D.L., Truran J.W.) // 1998, Astrophys. J., v. 496, p. 235.

Соренсен (Sørensen A.N.) // 2001, Test report on the ESO Lot 1 W17-(1,1) CCD detector. IJAF, Copenhagen Univ. Obs.

Спит и Спит (Spite F. & Spite M.) // 1982, Astron. Astrophys., v. 115, p. 357.

Стефенс и Бисгард (Stephens A. & Boesgaard A.M.) // 2002, Astron. J., v. 123, p. 1647.

Такеда и др. (Takeda Y., Kato K.-I., Watanabe Y., Sadakane K.) // 1996, Publ. Astron. Soc. Japan, v. 48, p. 511.

Тарасов К.И. // 1968, "Спектральные приборы", Л., Машиностроение, 388 с.

Тевна (Thevenin F.) // 1989, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 77, p. 137.

Тевна (Thevenin F.) // 1990, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 82, p. 179.

Теребиж В.Ю. // 1992, "Анализ временных рядов в астрофизике", М.: Наука.

Тимес и др. (Timmes F.X., Woosley S.E., Weaver T.A.) // 1995, Astrophys. J. Suppl. Ser., v. 98, p. 617.

Токовинин А.А. // 1987, Астрон. журн., т. 64, с. 196.

Томкин и др. (Tomkin J., Lemke M., Lambert D.L., Sneden C.) // 1992, Astron. J., v. 104, p. 1568.

Тонри и Дэвис (Tonry J. & Davis M.) // Astron. J., vol. 84, p. 1511.

Торбурн (Thorburn J.A.) // 1994, Astrophys. J., v. 421, p. 318.

Усенко и др. (Usenko I.A., Kovtyukh V.V., Klochkova V.G., Panchuk V.E., Ermakov S.V.) // 2001, Astron. Astrophys., v. 367, p. 831.

Фелжетт (Fellgett P.B.) // 1953, Optica Acta, vol. 2, p. 9.

Франсуа и др. (Francois P., Spite M., Spite F.) // 1993, Astron. Astrophys., v. 274, p. 821.

Фулбрайт (Fulbright J.P.) // 2002, Astron. J., v. 123, p. 404.

Фур и др. (Fuhr J.R., Martin G.A., Wiese W.L.) // 1988, J. Phys. Chem. Ref. Data, 17, Suppl. 4.

Харитонов А.В. и Клочкова В.Г. // 1972, Изв. САО, т. 4, с. 91.

Хирата и Хорагучи (Hirata R. & Horaguchi T.) // 1995, "Atomic spectral line list", SIMBAD database, CDS, Strasbourg, France.

Холлуел и Ибен (Hollowell D.E. & Iben I.Jr.) // 1989, Astrophys. J., v. 340, p. 966.

Хоффлейт и Уоррен (Hoffleit D. & Warren Jr W.H.) // 1991, "The Bright Star Catalogue. 5th Revised Ed.", Astronomical Data Center, NSSDC/ADC.

Хоук и Мермийод (Hauck B., Mermilliod M.) // 1998, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 129, p. 431.

Цужимото и др. (Tsujimoto T., Nomoto K., Yoshii Y., Hashimoto M., Yanagida S., Thielemann F.-K.) // 1995, Mon. Not. R. Astron. Soc., v. 277, p. 945.

Цымбал (Tsymbal V.V.) // 1996, Model Atmospheres and Spectrum Synthesis. ASP Conf. Ser., vol. 108, p. 198.

Чанг (Chang T.N.) // 1990, Phys. Rev., A 41, p. 4922.

Чен и др. (Chen Y.Q., Nissen P.E., Zhao G., Zhang H.W., Benoni T.) // 2000, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 141, p. 491.

Ченцов и др. (Chentsov E.L., Klochkova V.G., Mal'kova G.A.) // 1997, Bull. Spec. Astrophys. Obs., vol. 43, p. 18.

Ченцов и др. (Chentsov E.L., Klochkova V.G., Tavolganskaya N.S.) // 1999, Bull. Spec. Astrophys. Obs., vol. 48, p. 25.

Ченцов Е.Л., Ермаков С.В., Клочкова В.Г., Панчук В.Е., Бьеркман К., Мирошниченко А.С. // 2001, Препринт САО № 161.

Ченцов и др. (Chentsov E.L., Ermakov S.V., Klochkova V.G., Panchuk V. E., Bjorkman K. S., Miroshnichenko A. S.) // 2002, Astron. Astrophys., (accepted 23/07/2002).

Шабанов М.Ф., Ерохин В.Н., Тихонов Н.А. // 1979, Научно-технический отчет САО № 66.

Шустер и Ниссен (Schuster W.J. & Nissen P.E.) // 1988, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 73, p. 225.

Шустер и Ниссен (Schuster W.J. & Nissen P.E.) // 1989, Astron. Astrophys., v. 221, p. 65.

Шустер и др. (Schuster W.J.,Parrao L., Martínez M.E.C.) // 1993, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., v. 97, p. 951.

Эгген и др. (Eggen O.J., Lynden-Bell D., Sandage A.R.) // 1962, Astrophys. J., v. 136, p. 748.

Эдвардсон и др. (Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D.L., Nissen P.E., Tomkin J.) // 1993, Astron. Astrophys., v. 275, p. 101.