

Академия наук Латвии
РАДИОАСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ

На правах рукописи

ЗАЧ
ЛАЙМОНС АНТОНОВИЧ

УДК 524.35

СПЕКТРОСКОПИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД

01.03.02 Астрофизика и радиоастрономия

ДИССЕРТАЦИЯ
на соискание ученой степени кандидата
физико-математических наук

Научный руководитель
канд. физ.-мат. наук
В.Е.Панчук

Рига - 1991

СОДЕРЖАНИЕ

ВВЕДЕНИЕ	I
ГЛАВА I. ОБЗОР ИССЛЕДОВАНИЯ БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД	9
1.1. Характеристики пекулярных звезд	9
1.2. Определение типа бариевых звезд	14
1.3. Результаты исследования химического состава	16
1.4. Некоторые выводы теорий нуклеосинтеза и эволюции звезд	22
ГЛАВА II. НАБЛЮДЕНИЯ И МЕТОДИКА РАСЧЕТА ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА ...	28
2.1. Наблюдательный материал. Редукция.	28
2.2. Методы определения содержания элементов	43
2.3. Методы определения параметров атмосфер	48
ГЛАВА III. РЕЗУЛЬТАТЫ АНАЛИЗА ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА АТМОСФЕР БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД	79
3.1. Звезды сравнения	79
3.2. Индивидуальные кривые распространенности элементов	82
3.3. Средняя кривая распространенности. Дисперсия содержания элементов	99
3.4. Проверка гипотезы синтеза элементов s-процесса .	107
ГЛАВА IV. ЭВОЛЮЦИОННЫЙ СТАТУС БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД	112
4.1. Абсолютные величины	112
4.2. Массы	118
4.3. Проверка гипотезы двойственности	120
4.4. Родственные объекты	129
ЗАКЛЮЧЕНИЕ	142
ЛИТЕРАТУРА	144
ПРИЛОЖЕНИЕ	152

ВВЕДЕНИЕ

Одним из наиболее замечательных достижений физики является возможность химического анализа вещества космических объектов с помощью исследования спектров. Изучение физики атмосфер звезд позволило создать методы количественного анализа звездных спектров. Многочисленные исследования показали, что большая часть звезд Галактики имеет химический состав атмосфер, близкий к солнечному, который можно принять за стандартный.

Выделяются своим содержанием самые легкие элементы: водород и гелий – продукты космологического процесса. На их долю приходится ~ 98% всего вещества. Тяжелые элементы составляют около 1-2% массы. Они были рождены в недрах звезд различных масс в процессе реакций термоядерного синтеза.

Из элементов, образованных в звездах, выделяются кислород и углерод, составляющие около половины массы всех тяжелых элементов. Особое место в эволюции звезд занимает железо, элемент с наибольшей энергией связи на нуклон, а поэтому наиболее устойчивый. Все остальные элементы первой по содержанию десятки образуются в основном в ходе эволюции звезд умеренных и больших масс.

Основополагающее значение для современной теории химической эволюции вещества во Вселенной имеют работы Хаяши (1950), Бербиджей и др. (1957). Хаяши обнаружил, что в ходе самых ранних стадий космологического расширения в рамках горячей модели Вселенной около 30% всего вещества превращается в гелий, а около 70% – в водород. Более тяжелые элементы при этом практически не возникают. Бербиджи и др. (1957) указали, что все элементы тяжелее гелия могут образовываться в ходе эволюции массивных звезд со сравнительно короткими

временами жизни и выбрасываются в межзвездную среду после взрывов сверхновых звезд. Они указали конкретно и основные ядерные процессы: r - , s - , и p - , в ходе которых образуются тяжелые элементы в недрах звезд. Эти процессы остаются до сегодняшнего дня основой современной теории звездного нуклеосинтеза.

Как r - , так и s - процессы состоят в присоединении нейтронов к зародышевым ядрам, которыми являются прежде всего ядра ^{56}Fe и небольшое число других ядер железного пика. Необходимый для r -процесса поток нейтронов очень велик, поэтому по всей вероятности r -процесс происходит в момент взрыва (сверхновая), а s -процесс идет в недрах звезд при их эволюции. Что касается эволюционного статуса звезд, ответственных за образование ядер s -процесса, наблюдаемых в солнечной системе, то это почти наверняка красные гиганты, как и предполагалось Камероном (1955).

Атмосферы большинства звезд имеют солнечный химический состав. Только несколько процентов показывают значительные аномалии в содержании элементов. На главной последовательности - это так называемые металлические звезды (A_{III}), магнитные звезды (A_{P}), ртутно-марганцевые звезды и другие. Переходя к красным гигантам, мы обнаруживаем значительное количество звезд с аномалиями химического состава. Обнаружению аномалий способствует наличие у этих звезд богатых спектральными линиями и поэтому очень информативных спектров.

Перед теорией химической эволюции звезд стоят две тесно связанные задачи: первая - объяснить современное содержание тяжелых элементов в нормальных звездах, вторая - понять причины аномалий, иногда довольно значительных, в химическом составе атмосфер отдельных групп звезд. Исследование аномалий химического состава гигантов представляет значительный интерес, поскольку в их атмосфе-

рах часто непосредственно наблюдаются продукты термоядерного синтеза. Обнаружение технеция с периодом полураспада $\sim 10^5$ лет в атмосферах красных гигантов с возрастом $\sim 10^8 - 10^9$ лет не оставляет сомнений в правильности отождествления места образования тяжелых элементов.

Особое место среди пекулярных красных гигантов занимают так называемые бариевые звезды (BaII) – пекулярные G-K гиганты. Избыток углерода и элементов s-процесса, а также двойственность по меньшей мере части из них, являющиеся характерной чертой также среди других типов холодных пекулярных звезд, возможно указывает на эволюционную взаимосвязь. С другой стороны, относительно высокие эффективные температуры а, следовательно, менее сложные спектры, позволяют с некоторой модификацией применять общепринятую методику определения содержания элементов и параметров атмосфер на основе спектров с высокой дисперсией. Поэтому, исследования аномалий химического состава BaII звезд представляет значительный интерес как для теории эволюции звезд, так и для теории нуклеосинтеза.

Целью настоящей работы является определение эволюционного статуса бариевых звезд путем спектроскопических исследований параметров атмосфер, абсолютных величин, содержания химических элементов в атмосферах, экзаминации механизма формирования аномалий химического состава атмосфер и сравнения с пекулярными звездами других типов.

Научная новизна работы сводится к следующему:

1. Получены высокодисперсионные спектры ($D = 14 \text{ \AA/мм}$, $\lambda\lambda 5100-6800 \text{ \AA}$) 32 звезд – бариевых и нормальных G-K гигантов. Такая выборка на однородном материале получена впервые.
2. Проведена спектроскопическая калибровка светимостей BaII звезд.
3. Выделена физически однородная выборка бариевых звезд, состоящая

из 17 объектов. Определена средняя кривая распространенности и дисперсия содержания элементов.

4. Средняя кривая распространенности элементов BaII звезд использована для определения параметров s-процесса и тестирования механизма формирования peculiarного химического состава.

На защиту выносятся:

1. Результаты спектральных наблюдений 32 звезд- бариевых и нормальных G-K гигантов.
2. Результаты определения параметров атмосфер (эффективных температур, ускорения силы тяжести, микротурбулентной скорости) и содержания 20-ти элементов от Li до Eu в атмосфере каждой звезды.
3. Результаты определения абсолютных величин (M_v) бариевых звезд и вывод о принадлежности большинства исследованных BaII звезд к гигантам (III класс светимости).
4. Исследование дисперсий содержания элементов в выборке бариевых звезд и вывод о повышенной, относительно нормальных K-гигантов, дисперсии элементов s-процесса.
5. Вывод о существенном отличии соотношений элемент-элемент в атмосферах бариевых звезд и звезд главной последовательности, для элементов s-процесса.
6. Результаты определения параметров s-процесса и вывод об экспоненциальном распределении нейтронных экспозиций, характерном для звезд на стадии асимптотической ветви гигантов (AGB).
7. Вывод о формировании BaII звезд в результате переноса вещества от звезды, прошедшей стадию AGB.
8. Вывод об аккреции как наиболее вероятном механизме переноса.

Структура и объем диссертации.

Диссертация состоит из Введения, четырех глав, Заключения и Приложения. Общий объем диссертации 208 страниц, из них 79 страниц текста, 43 рисунка, 9 таблиц, библиография содержит 141 наименование. Приложение 55 страниц.

Содержание работы.

Во Введении дано обоснование актуальности работы, сформулирована цель, новизна и результаты, выносимые на защиту. Кратко изложено содержание диссертации.

В первой главе дан обзор исследований бариевых звезд. Рассмотрены некоторые характеристики пекулярных звезд и местоположение BaII звезд среди холодных пекулярных звезд. Описана схема классификации. Приведены основные результаты работ по исследованию химического состава атмосфер. Вкратце изложены выводы теорий нуклеосинтеза и эволюции звезд о возможностях формирования избытка углерода и элементов s-процесса в ходе эволюции звезды.

Вторая глава посвящена методике получения и редукции наблюдательного материала. Описана процедура определения эквивалентных ширин и результаты сравнения систем эквивалентных ширин, свидетельствующие о отсутствии систематических ошибок. Рассмотрены методы определения параметров атмосфер и содержания химических элементов. Оценена точность определения параметров атмосфер ($\Delta T_{\text{eff}} = \pm 150\text{K}$, $\Delta \lg g = \pm 0.3$, $\Delta v_t = \pm 0.5\text{км/с}$). Исследовано влияние возможных неточностей в определении параметров атмосфер на результаты расчета содержания элементов и сделано заключение, что ошибки не превосходят ~ 0.2 dex.

В третьей главе диссертации приводятся результаты исследования химического состава атмосфер бариевых звезд. В качестве звезды сравнения выбран нормальный гигант ϵ Vir. Приведены индивидуальные

кривые распространенности элементов всех звезд программы. Показано, что кривые распространенности элементов и параметры атмосфер для бариевых звезд с постоянной и переменной лучевой скоростью в пределах ошибок одинаковы, т.е. механизм образования этих двух "разновидностей" BaII звезд, видимо, одинаков. По результатам определения параметров атмосфер и кривых распространенности элементов отобрана физически однородная выборка BaII звезд. Вычислена средняя кривая распространенности и дисперсия содержания элементов. Средняя кривая распространенности показывает небольшой дефицит (~ 0.2 dex) для Na, Mg, Mn и Co, нормальное содержание для остальных элементов от Li до Ni, избыток элементов s-процесса и нормальное содержание Eu. По схеме, предложенной Хохловой (1977) построены зависимости $\lg \epsilon(E) = \alpha \lg \epsilon(\text{Fe}) + \beta$ бариевых звезд. Показано, что характер зависимости для звезд главной последовательности и BaII звезд существенно отличается только для элементов s-процесса. Сравнение теоретического выхода элементов со средним распределением элементов s-процесса, полученным по нашей однородной выборке BaII, показывает, что наилучшее согласие достигает модель с пульсирующим источником нейтронов ($N_n = 10^{12} \text{ см}^{-3}$, $\tau_0 = 0.05$), характерном для звезд на асимптотической ветви гигантов.

В четвертой главе диссертации приводятся результаты определения абсолютных звездных величин (M_V) бариевых звезд, путем спектроскопической калибровки M_V от $\lg g$, привлекая звезды с надежно установленными абсолютными величинами (по принадлежности к скоплениям или по ширине эмиссии K CaII). Светимости большинства исследованных BaII звезд соответствуют нормальным гигантам. Перечислены результаты определений масс бариевых звезд. По результатам исследования параметров атмосфер, абсолютных величин, масс и содержания химических элементов (за исключением элементов s-процесса) ис-

следованные бариевые звезды являются нормальными гигантами, поэтому избыток элементов s-процесса противоречит современным представлениям теории эволюции звезд. Нормальное содержание лития противоречит дополнительному перемешиванию в бариевых звездах, но такое перемешивание необходимо для синтеза и выноса тяжелых элементов. Сделан вывод, что феномен бариевой звезды обязан их двойственности: более массивная звезда проходит стадию AGB, где происходит синтез элементов s-процесса с последующим переносом вещества, обогащенного тяжелыми элементами, на предбариевую звезду. Исследования лучевых скоростей а также в ультрафиолете поддерживают эту гипотезу т.к. большинство исследованных бариевых звезд периодически меняют лучевые скорости, а у отдельных - обнаружен (IUE) более горячий спутник, возможно, белый карлик. Среди наиболее вероятных кандидатов на доноры - углеродные звезды - объекты на стадии AGB, демонстрирующие 10-100-кратный избыток элементов s-процесса. Сравнение содержания элементов в атмосферах бариевых и углеродных звезд, показывает близкое содержание элементов группы железа и мало различающиеся форму кривой распространенности для элементов s-процесса (за исключением Y), что при соответствующем коэффициенте дилуции не отвергает своеобразную эволюционную взаимосвязь между бариевыми и углеродными звездами. Проведена экзаминация наиболее вероятных механизмов транспортировки вещества от звезды AGB на предбариевую. Механизм перетекания после заполнения полости Роша, предложенный Ибеном и Тутуковым (1986), предсказывает циркуляризацию орбит. Наблюдения МакКлора и Вудсворта (1990) показывают, что эксцентриситеты орбит бариевых звезд несколько меньше эксцентриситетов нормальных гигантов. Однако, наши исследования показывают, что эксцентриситеты и средние избытки элементов s-процесса не коррелируют. Так как степень пекулярности в данном случае зависит в

основном от количества перенесенной массы, предложенный механизм, видимо, неэффективен у бариевых звезд. Боффин и Джорисен (1988) предложили аккрецию вещества, выброшенного звездой на стадии AGB в виде звездного ветра или планетарной туманности, в качестве основного механизма формирования пекулярного химического состава бариевых звезд. При этом двойная все время остается разделенной. Предложенный сценарий предсказывает зависимость степени пекулярности атмосферы бариевой звезды от двух параметров: массы проволцинировавшего компонента и сепарации компонент. Нами показано, что имеется корреляция между средним избытком элементов s-процесса в атмосфере бариевой звезды и орбитальным периодом. Так как период является функцией суммы масс и сепарации компонент, наши исследования поддерживают сценарий аккреции.

В Заключении перечислены основные результаты, полученные в диссертации а также сформулированы новые задачи в данной области.

В Приложении для исследованных звезд приведены результаты измерений эквивалентных ширин а также определения содержания элементов по отдельным линиям.

Основное содержание диссертации опубликовано в следующих работах:

1. Зач Л.А.: 1989, Сообщ. спец. астрофиз. обсерв., 60, С.57-69.
2. Зач Л.А.: 1989, Сообщ. спец. астрофиз. обсерв., 60, С.70-89.
3. Зач Л.А.: 1989, Сообщ. спец. астрофиз. обсерв., 63, С.160-170.
4. Зач Л.А.: 1990, Сообщ. спец. астрофиз. обсерв., 65, С.45-52.
5. Začs L.: 1990, Uppsala Astr. Observ. Reports, 52, P.97.
6. Зач Л.А., Ключкова В.Г., Панчук В.Е.: 1991, Астрофиз.исслед. (Изв.САО), 33, С.29-40.

I. ОБЗОР ИССЛЕДОВАНИИ БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД

I.1. ХАРАКТЕРИСТИКИ ПЕКУЛЯРНЫХ ЗВЕЗД

Для выяснения природы определенного типа звезд очень важно рассматривать их в взаимосвязи с близкими по природе объектами. Поэтому в начале обзора охарактеризуем основные типы звезд с пекулярным химическим составом атмосфер и местоположение бариевых звезд среди холодных пекулярных звезд. Начнем с пекулярных звезд главной последовательности спектральных классов А и В, которые составляют до ~ 15% всех звезд соответствующих спектральных классов (Хохлова, 1983). Общим свойством этих звезд является аномальное усиление линий поглощения кремния, хрома, марганца, сурьмы, европия и некоторых других тяжелых элементов. Они делятся на три основные группы: A_{III} - металлические звезды, A_p - магнитные звезды и ртутно-марганцевые В-звезды.

Для A_{III} - звезд характерны: трех-десятикратный дефицит скандия и кальция, примерно нормальное обилие титана, хрома, марганца и трех-десятикратный избыток железа, цинка, сурьмы, бария, лантана и европия. В настоящее время считается, что характеристики A_{III} - звезд появляются вследствие диффузии атомов и ионов в оболочке медленно вращающейся А-звезды главной последовательности, в то время как оболочка быстровращающейся звезды спектрального типа А главной последовательности из-за циркуляции перемешивается и звезда может стать пульсирующей звездой типа δ Щита (Мишо, 1970). Существует, однако, разновидность звезд δ Щита, которые сочетают наличие пульсаций с аномалиями химического состава (звезды δ Дельфина).

Магнитные звезды спектрального класса А (звезды A_p) встречаются

в широком интервале спектральных классов от F0 до B0 (Хохлова, 1983). Химический состав атмосфер этих звезд характеризуется огромным избытком ряда элементов: кремния, титана, хрома, марганца, железа, сурьмы, иттрия, циркония и кобальта (около ста раз), цезия, неодима, гадолиния и европия (от десяти тысяч до миллиона раз). Одновременно A_p звезды поздних спектральных классов имеют примерно десяти-стократный дефицит гелия. A_p -звезды ранних спектральных классов обладают нормальным содержанием гелия. Между химическим составом отдельных A_p -звезд наблюдаются большие различия. Важной особенностью этих звезд является наличие сильного регулярного магнитного поля до 30 000 эрстед, обнаруженного Бекком (1947).

Ртутно-марганцевые звезды имеют спектральные классы A0-B8. Для их атмосфер характерны: десятикратный дефицит гелия, десятикратный избыток фосфора, скандия, титана, меди и стронция и от $\sim 10^2$ до 10^4 кратный избыток марганца, ртути. Эти звезды обладают нормальной степенью спектральной и визуальной двойственности.

При переходе к красным гигантам, доля звезд с пекулярным химическим составом растет. Большую и очень неоднородную группу звезд образуют звезды, спектры которых характеризуются присутствием полос поглощения углеродосодержащих молекул. Эти звезды относят к спектральному классу C, введенному Морганом и Кианом, или к спектральным классам R и N, согласно гарвардской классификации.

Углеродные звезды как особый класс объектов выделены прежде всего на основе резко отличающих их от всех других звезд особенностей оптических спектров, в первую очередь - на основе присутствия в их спектрах полос поглощения молекул C_2 и других соединений углерода. В спектрах одних углеродных звезд эти полосы совсем сла-

бые, в спектрах других они исключительно интенсивные. Противопоставляют "типичные" углеродные звезды, к которым относится большинство объектов этого класса, и такие малочисленные группы особых углеродных звезд, как CN-, H₂C-, и SC- звезды. По мере накопления материала, характеризующего детали спектров в широком интервале длин волн, углеродные звезды оказались настолько многообразны, что к настоящему времени уже трудно выделить какую-то цельную группу углеродных звезд, которую можно было бы определить как типичную в отличие от пекулярных групп. Чрезвычайное разнообразие объектов крайне затрудняет описание их спектральных особенностей, спектральную классификацию и объединение объектов в однородные группы.

Спектральные особенности углеродных звезд объясняются пекулярностью химического состава их атмосфер. В веществе солнечного химического состава содержание кислорода превосходит содержание углерода и по массе и по числу атомов. В холодных атмосферах красных гигантов (сверхгигантов) образуются молекулы CO, а остаются "лишними" атомы кислорода образуют большое количество других кислородосодержащих молекул. Такие звезды являются обычными M-гигантами (сверхгигантами). Однако положение резко изменится, если количество атомов углерода станет больше количества атомов кислорода. В этом случае после образования сильносвязанных молекул CO останется углерод, который войдет в состав CN, C₂ и полностью определит вид спектра. Причиной увеличения содержания углерода в атмосфере красного сверхгиганта может служить проникновение конвективной оболочки звезды в слой, обогащенный продуктами горения гелия (см. Ибен и Ренцини, 1983).

Углеродные звезды являются красными сверхгигантами с радиусами несколько сот солнечных. Для них характерен 10-100 - кратный избы-

ток тяжелых элементов - продуктов s-процесса. Среди ярких красных гигантов находятся S-звезды, спектры которых выделяются сильными полосами ZrO. Цирконий - один из s-элементов, поэтому объяснение происхождения этих звезд нужно искать в рамках тех же сценариев, которые объясняют образование углеродных звезд. К углеродным звездам высокой светимости примыкают пекулярные красные гиганты (субгиганты): SN-звезды, SN-подобные звезды, SN-звезды а также объекты нашего исследования - бариевые звезды. Локализация основных типов описанных пекулярных звезд на диаграмме Герцшпрунга-Рессела (Г-Р) представлена на рис. I.

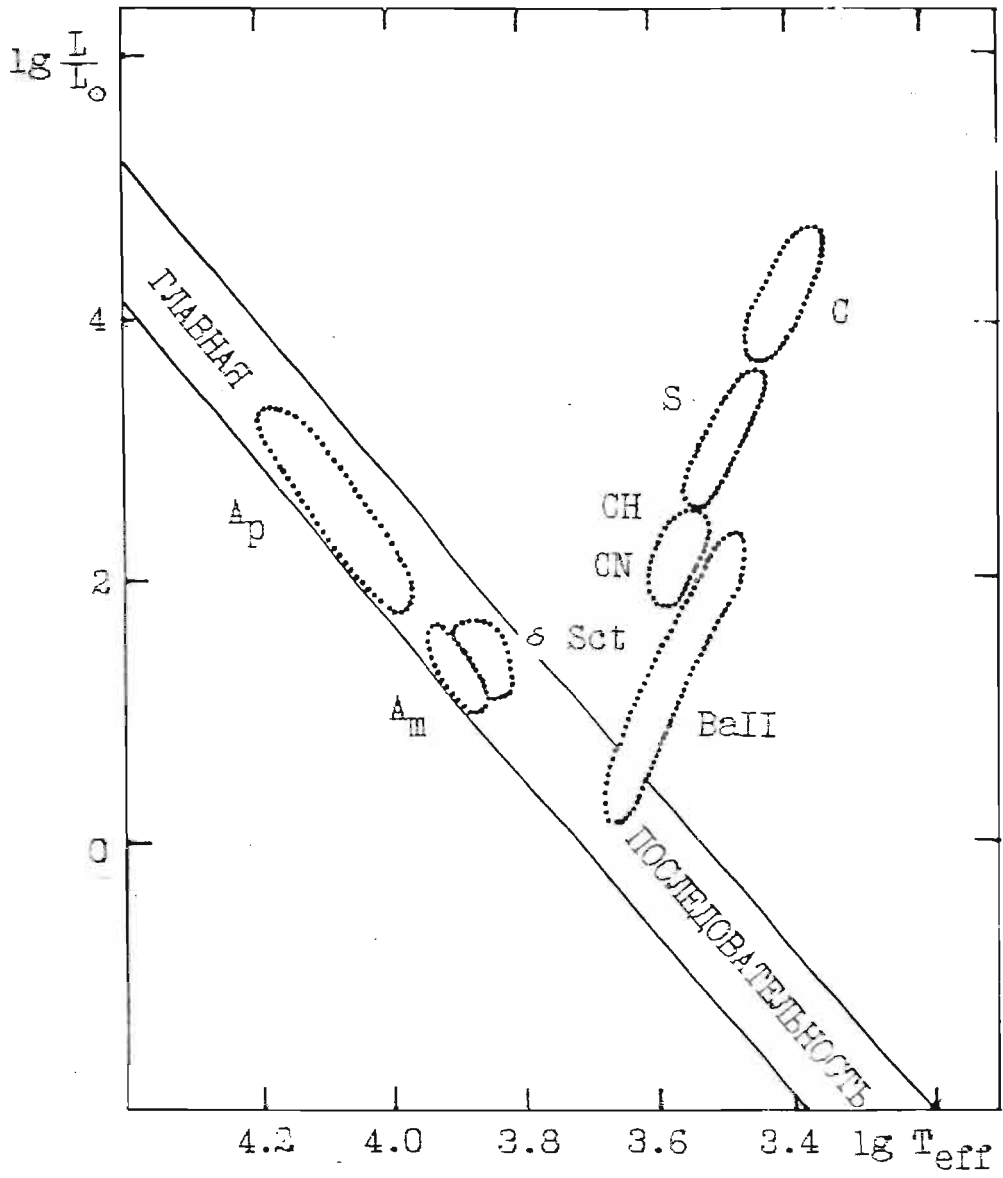


Рис. I. Локализация пекулярных звезд на диаграмме Герцшпрунга-Рессела.

I.2. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ТИПА БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД

Класс бариевых звезд выделили Байделман и Кинан (1951). На основе спектров средней дисперсии $76 \text{ \AA}/\text{мм}$ у H_γ они отобрали пять G-K гигантов, которые показывали усиленные относительно нормальных гигантов спектральные детали: атомарные линии BaII $\lambda 4554 \text{ \AA}$ и SrII $\lambda 4077$ и $\lambda 4215 \text{ \AA}$, а также G-полосу молекулы CN $\lambda\lambda 4300-4312 \text{ \AA}$, полосу CN $\lambda 4215 \text{ \AA}$ и $C_2 \lambda 5165 \text{ \AA}$. Звезды, прототипом которых является данная группа, в литературе обозначаются как классические бариевые звезды. Несмотря на то, что в спектрах бариевых звезд усилены детали, являющиеся в МК-классификации стандартными критериями светимости (например, SrII $\lambda 4077 \text{ \AA}$ и CN $\lambda 4215 \text{ \AA}$), Байделман и Кинан пришли к выводу, что аномалии спектра обусловлены не эффектами светимости, а пекулярным химическим составом. Уорнер (1965) предложил двумерную классификацию бариевых звезд по температуре и содержанию бария. Следуя МК-классификации, последовательность температуры прослеживается по линиям кальция CaII и элементов железного пика, "бариевая" последовательность, характеризующая степень пекулярности спектра, по интенсивности линий BaII $\lambda 4554 \text{ \AA}$ (BaI - слабая степень пекулярности, Ba5 - сильная). Морган и Кинан (1973) ввели подкласс пекулярности Ba0: по сравнению с нормальными G-K гигантами, звезды Ba0 показывают незначительное усиление линий BaII и обозначаются в литературе как "mild", "marginal" или "semi" бариевые звезды. Будем называть представителей этой подгруппы умеренными бариевыми звездами.

Наиболее обширный список бариевых звезд составили МакКоннел с соавторами (1972), наряду с выделенными ранее объектами основной списка послужил Мичиганский спектральный обзор южного полушария.

Впоследствии аналогичная работа выполнена для экваториальной зоны Мичиганского обзора (Байделман, 1981). Спектральную классификацию 76 бариевых звезд по спектрам с дисперсией 73 Å/мм у H_{γ} провел Ямасита и Норимото (1981).

Классификационные методы, являясь мощным статистическим средством исследования звезд, позволили выделить достаточно большую выборку бариевых звезд и сделать некоторые выводы о химическом составе и светимости. Тем не менее подробное исследование параметров атмосфер, содержания отдельных элементов и изотопного состава возможно только с использованием спектров с хорошим спектральным разрешением. Необходима информация о кривой распространенности, особенно элементов s-процесса.

1.3. РЕЗУЛЬТАТЫ ИССЛЕДОВАНИЯ ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА АТМОСФЕР

Гарстанг (1952), анализируя спектрограммы с высокой дисперсией, выполнил полуколичественный анализ яркой BaII звезды ζ Cap. Было отмечено усиление линий однократно ионизованных атомов редкоземельных элементов. Первые количественные результаты о повышенном содержании тяжелых элементов в атмосферах бариевых звезд получили Бербиджи (1957), анализируя методом кривой роста атмосферу HD46407. В качестве источника дополнительного синтеза тяжелых элементов они предложили процесс медленного захвата нейтронов (s-процесс) с последующим выносом продуктов синтеза в атмосферу звезды. Из ранних работ следует отметить статьи Уорнера (1965), где приведены результаты исследования химического состава атмосфер 12 BaII звезд, и Боесгард (1970) по содержанию лития.

Ниже кратко остановимся на основных результатах исследования химического состава атмосфер бариевых звезд современными методами анализа, особое внимание обращая на однородность наблюдательного материала и величину выборки. Больших выборок, исследованных однородной методикой, немного, поэтому охарактеризуем каждую работу в отдельности.

Пилачовски (1977) выполнила анализ химического состава атмосфер семи умеренных бариевых звезд. Для сравнения изучались также 4 нормальных гиганта и одна классическая BaII звезда. Спектры в голубой, желтой и красной областях с обратными дисперсиями от 3.4 до 10 Å/мм получены в кудэ-спектрографе 2.2-м телескопа обсерватории Мауна-Кеа. По отношению к стандартной звезде ϵ Vir (G8III) дифференциальным методом моделей атмосфер определено содержание

8-ми элементов железного пика и II-ти тяжелых элементов. Расчет проводился по ЛТР-моделям Карбона и Гингерича (см. Пилачовски, 1977). Для элементов группы железа получен умеренный дефицит (0.1-0.2 dex), для тяжелых элементов - небольшой избыток (0.2-0.3 dex). Недостаток работы - использование небланкетированных моделей - в значительной мере компенсирован применением дифференциальной методики.

Снеден и др. (1981) дифференциальным методом моделей атмосфер для 7-ми умеренных и 2-х классических бариевых звезд определили содержание элементов группы CNO, железного пика и s-процесса. Наблюдательный материал разнообразный - это и фотографические спектры, полученные с $D < 10 \text{ \AA/mm}$ на разных инструментах, и спектры, зарегистрированные в кудэ-спектрометре обсерватории Мак-Дональд. Во втором наблюдательном варианте регистрировались избранные участки в районе спектральных деталей: $C_2 \lambda 5086.4, \lambda 5135.6 \text{ \AA}$; $[OI] \lambda 6300.31$ и 6363.79 \AA ; $YII \lambda 5087.43 \text{ \AA}$; $NdII \lambda 5089.83, 5092.80 \text{ \AA}$; $ScII \lambda 5300.67 \text{ \AA}$; $FeII \lambda 6369.46 \text{ \AA}$ и в области системы полос (2-0) красной системы молекулы CN. Использована сетка бланкетированных моделей Белла и др. (1976), в дальнейшем обозначаемая BEGN. Отношение содержания элементов s-процесса к содержанию элементов железного пика составляет в среднем + 0.21 dex для умеренных и + 0.73 dex - для классических бариевых звезд. Содержание азота и кислорода у умеренных и классических бариевых звезд близкое к таковому для нормальных K-гигантов, однако, умеренные бариевые звезды не показывают избытка углерода, характерного для классических BaII звезд (+ 0.3 dex). Отношение изотопов $^{12}C/^{13}C$ близкое к нормальному для K-гигантов.

Смит (1984), используя модели атмосфер BEGN, выполнил анализ химического состава атмосфер 7-ми классических BaII звезд в диапа-

зоне пекулярностей Вa3-Вa9. Используются фотографические спектры в красной области, полученные на разных инструментах (D от 5 до 18 Å/мм). Для трех звезд получены также ИК-спектры (с разрешением 0.5 Å) колебательно-вращательной полосы (2-0) молекулы CO (λ 2.2 мкм). Содержание 25-ти элементов от Ca до Ta определено дифференциальной методикой относительно двух К-гигантов, химсостав которых хорошо проверен относительно спектрального стандарта ϵ Vir. Содержание элементов железного пика - от солнечного до небольшого дефицита (-0.3 dex), содержание элементов s-процесса повышено, избыток доходит до 1.5 dex. Азот и кислород показали нормальное содержание, содержание углерода повышено на 0.3 dex. Соотношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, полученное по ИК-спектрам, у трех звезд несколько ниже нормального для К-гигантов.

Литий разрушается в звездных недрах, поэтому содержание лития в звездных атмосферах может отражать степень перемешивания вещества между зоной ядерного горения и внешней конвективной оболочкой. Пинсонье и др. (1984) по спектрам с разрешением 0.1-0.2 Å в районе резонансной линии Li I λ 6707 Å определили содержание лития для 14-ти классических и 12-у зрелых бариевых звезд. Использован метод синтетических спектров, позволяющий детально учитывать blending атомными и молекулярными линиями. Для классических бариевых звезд $-0.1 \leq \lg \epsilon(\text{Li}) \leq 1.1$, для умеренных $-1.2 \leq \lg \epsilon(\text{Li}) \leq 0.6$ а для нормальных К-гигантов $-2.0 \leq \lg \epsilon(\text{Li}) \leq 1.2$. Изменение среднего содержания лития с эффективной температурой для классических бариевых звезд согласуется с зависимостью, полученной для нормальных G-K гигантов.

Ковач (1983, 1985) выполнил расчет содержания 16-ти элементов в атмосферах 7-ми классических BaII звезд (от BaI до Ba4), а для двух звезд дополнительно определил содержание элементов CNO.

Спектры получены на кудэ-эшелле спектрометре 3.6-м телескопа ESO, но питающей оптикой являлась 1.4-м система CAT. В 10-ти участках спектра между $\lambda 5182$ и $\lambda 10330 \text{ \AA}$ спектры регистрировались ретиконом с последующим анализом на сетке моделей BEGN. Элементы группы железа показали устойчивый дефицит от -0.15 до -0.35 dex , элементы s-процесса - избыток от 0.3 до 1.5 dex . Содержание азота и кислорода в атмосферах двух исследованных звезд в небольшом дефиците, содержание углерода - в избытке.

Смит и Санцефф (1987) исследовали химический состав четырех гигантов - членов старого рассеянного скопления NGC2420 относительно K-гиганта Гиад γ Тау. Спектры для двух участков с центрами у $\lambda 5640$ и $\lambda 6350 \text{ \AA}$ получены на кудэ-спектрографе 2.5-м телескопа обсерватории Маунт Вилсон с помощью ретикона ($D = 6.6 \text{ \AA/мм}$). Элементы группы железа показывают дефицит относительно Гиад (-0.57 dex), элементы s-процесса для двух из них в избытке (1.12 и 0.52 dex), для одной методом спектрального синтеза получен избыток углерода 0.25 dex .

Основываясь на результатах основных работ по исследованию химического состава атмосфер бариевых звезд можно сделать следующие выводы:

- 1) Если рассматривать умеренные и классические бариевые звезды как одну группу, то диапазон наблюдаемого содержания лития в атмосферах такой же, как у нормальных G-K гигантов. Нормальное содержание лития ставит гипотезу перемешивания вещества внешней и внутренней оболочек под сомнение.
- 2) Содержание элементов группы CNO в целом повторяет свойства нормальных K-гигантов (по результатам исследования 8-ми классических и 7-ми умеренных бариевых звезд). Только для классических бариевых звезд отмечено некоторое увеличение содержания угле-

рода (+0.3 dex). Изотопное отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ у бариевых звезд близко к нормальному у K-гигантов. Исключение составляет сверхгигант ζ Car, в атмосфере которого обнаружен дефицит кислорода (-0.3 dex) и повышенное отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 40$.

- 3) Элементы группы железа показывают содержание от солнечного до дефицитного - 0.3 dex. Это может свидетельствовать в пользу предположения о принадлежности бариевых звезд к старому населению диска.
- 4) Элементы s-процесса имеют небольшой избыток (0.2-0.3 dex) в атмосферах умеренных бариевых звезд, достигающий у классических бариевых звезд до 1.5 dex.
- 5) В табл. I. приведены результаты определения химического состава одних и тех же звезд, исследованных разными авторами. Методические различия в некоторых случаях достигают значительной величины. Источником ошибок могут быть различные характеристики спектрального материала и особенности на этапе первичной обработки. В дифференциальных разновидностях метода моделей атмосфер ошибки сил осцилляторов отступают на второй план, основную ошибку в химсостав вносят ошибки определения эквивалентных ширин. Немаловажно применить однородную схему теоретического анализа, что в данном случае означает использование одной и той же сетки моделей атмосфер.

Итак, существующее разнообразие результатов в определенной степени связано с различиями в системах эквивалентных ширин и с различиями в методах анализа. Наличие значительной доли опубликованных списков эквивалентных ширин позволяет поставить задачу ревизии определений химического состава.

Табл. I. Сводка определений содержания элементов
трех бариевых звезд

lgε(H)=I2			Содержание относительно стандарта (dex)			
Элемент	HD46407	HD116713	Элемент	HR774	Элемент	HR774
C	8.61 [1]	8.65 [1]	Fe	-0.18[3]	Y	+0.20[3]
	8.68 [1]	8.90 [1]		-0.24[4]		+0.2 [5]
	8.50 [2]	8.66 [2]		-0.5 [5]		+0.74[4]
N	8.07 [1]	8.22 [1]	Ti	-0.02[3]	Zr	+0.88[6]
	8.32 [1]	8.52 [1]		-0.22[4]		-0.3 [5]
	7.25 [2]	7.90 [2]		-0.6 [5]		+0.25[3]
O	8.82 [1]	8.77 [1]	Cr	-0.07[3]	Nd	+0.66[4]
	8.90 [1]	9.11 [1]		-0.2 [5]		+0.84[6]
	8.62 [2]	8.72 [2]		-0.28[4]		0.0 [5]
						+0.40[3]
						+0.74[4]
						+1.51[6]

Примечание: [1]- Снеден и др.(1981); [2]- Ковач(1983)

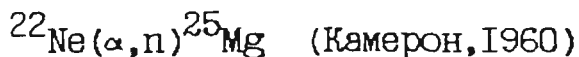
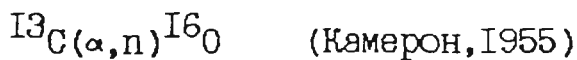
[3]- Каули(1968); [4]- Смит(1984)

[5]- Пилачовски(1977); [6]- Томкин и Ламберт(1979)

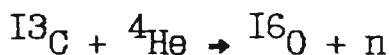
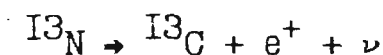
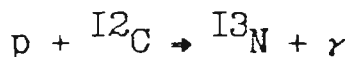
1.4. НЕКОТОРЫЕ ВЫВОДЫ ТЕОРИИ НУКЛЕОСИНТЕЗА И ЭВОЛЮЦИИ ЗВЕЗД

Итак, имеющиеся в литературе исследования химического состава атмосфер ВaII звезд показывают, что тяжелые элементы достигают избытка 1.5 dex, относительно нормальных гигантов, поэтому должен существовать механизм дополнительного синтеза тяжелых элементов. Как уже указывалось, Бербиджи и др. (1957) предложили механизм синтеза элементов за железным пиком, т.н. s-процесс, который может протекать на спокойных стадиях эволюции звезд. Вкратце остановимся на основных положениях этого механизма.

В процессе медленного захвата нейтронов каждое ядро элемента железного пика для превращения в более тяжелое ядро последовательно захватывает нейтроны, причем время между двумя последовательными актами захвата больше времени β -распада промежуточного ядра. s-процесс характеризуется умеренными плотностями потока нейтронов ($10^{15} - 10^{16}$ нейтрон $\text{см}^{-2} \text{с}^{-1}$). В качестве источника нейтронов предложены две наиболее вероятные реакции, эффективно протекающие на некоторых стадиях звездной эволюции:

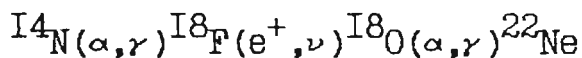


Если водород из внешних слоев звезды проникает в области, содержащие гелий и углерод (Сандерс, 1967), то возможны реакции высвобождения нейтронов:



Реакция $^{13}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ интенсивно протекает при температуре $\sim 10^8$ К.

Эффективность реакции $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ в качестве источника нейтронов зависит от наличия ядер ^{14}N в зоне горения гелия. Две реакции типа (α, γ)



превращают ^{14}N в ^{22}Ne . Естественным поставщиком ^{14}N служит CNO цикл, где почти все ядра превращаются в ^{14}N . Реакция $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ достаточно эффективна только при температурах более 3×10^8 К.

Для обоих источников нейтронов необходимо наличие реакций горения гелия а, чтобы перенести вещество на поверхность звезды, необходима конвекция или перемешивание. Перемешивание вещества необходимо также для обеспечения источника нейтронов $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$.

Но это теоретическая возможность синтеза тяжелых элементов а для протекания s-процесса в реальной звезде должны существовать подходящие термодинамические условия, т.е. температура, достаточная для осуществления ядерных реакций освобождающих нейтроны $\geq 10^8$ К, плотность потока нейтронов ($\sim 10^{15} - 10^{16}$ нейтрон $\text{см}^{-2}\text{с}^{-1}$), и длительность облучения. Теория эволюции звезд предлагает две наиболее подходящие стадии, где, возможно, существует подходящие условия для эффективного развития s-процесса: взрывное возгорание гелия в вырожденном веществе и тепловые вспышки гелиевого слоевого источника.

В звездах малой массы $m \leq 2.25 m_{\odot}$ образуется вырожденное гелиевое ядро, в котором начало процесса горения гелия происходит в виде тепловой вспышки. В результате тепловой вспышки гелиевое ядро становится невырожденным и снова наступает спокойная фаза эволюции с дальнейшим горением гелия в ядре. Эта стадия протекает качественно так же, как и у звезд промежуточной массы $2.25 \leq m/m_{\odot} \leq \sim 8$, у которых вырождение в центральных областях впервые наступает только

после образования углеродного ядра и двух слоевых источников: гелиевого и водородного.

Эволюция звезд на стадии горения слоевых источников как малой, так и промежуточной массы оказывается удивительно похожей. На этой стадии наблюдаемые свойства звезды (ее положение на диаграмме Г-Р) слабо зависит от полной массы звезды и определяется, в основном, массой углеродного ядра. Эволюция вдоль асимптотической ветви гигантов (AGB) сопровождается потерей массы, что в итоге ведет к образованию белого карлика из вырожденного углеродного ядра. Непосредственно перед образованием белого карлика происходит быстрый сброс оставшейся части оболочки, которая затем наблюдается в виде планетарной туманности. Рассмотрим подробнее упомянутые выше две стадии эволюции звезд.

1) Гелиевая вспышка в ядре. Развитие тепловой неустойчивости в вырожденном ядре было предсказано Местелом (1952) и впервые рассчитано в работах Шварцшильда с соавторами (1962). В работе Хярма и Шварцшильда (1962) рассматривалась звезда второго населения (обедненная металлами). Максимальная центральная температура при вспышке составляет 2×10^8 К. Светимость звезды за время вспышки мало меняется - от $2720L_{\odot}$ до $2740L_{\odot}$ в максимуме, а затем через 3.5×10^5 лет уменьшается до $170L_{\odot}$. За это время эффективная температура проходит значения 4500, 4060 и 4610 К, а радиус - $105, 106$ и $20R_{\odot}$.

В дальнейшем расчеты гелиевой вспышки проводились неоднократно (см. обзор Скало (1981)) и всегда конвекция из ядра не достигала водородного слоя. Важным неучтенным фактором является нестационарность конвекции во время вспышки, неясной в этих условиях остается и стабилизирующая роль градиента химического состава. Второй тип перемешивания, который может произойти при вспышке, связан с

проникновением внешней конвективной оболочки вглубь ядра. Результаты разных авторов здесь противоречивы, причем они сильно зависят от принятой формы нейтринных потерь. Основным общим результатом всех расчетов состоит в том, что после вспышки возникает звезда с невырожденным ядром, где горит гелий, а количество гелия, сгоревшего во время вспышки, не превышает 1%. Длительность вспышки 5×10^4 лет, в процессе ее положение звезды на диаграмме Г-Р меняется слабо.

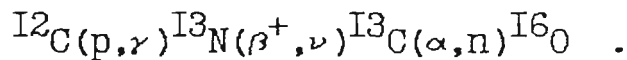
Звезды с $m \geq m_{\odot}$ после гелиевой вспышки не покидают ветви красных гигантов, с которой они, как и звезды промежуточной массы, почти непрерывно переходят на AGB.

2) Тепловые вспышки в гелиевом слоевом источнике. Для звезд с вырожденным углеродным ядром и двумя очень близко расположенными гелиевым и водородным слоевыми источниками положение на диаграмме Г-Р почти не зависит от полной массы звезды и определяется, в основном массой углеродного ядра. AGB представляет собой конвергентный трек, на который выходят все звезды промежуточной массы. Существование конвергентного трека было установлено в работах Пачинского (1970а,б). Наличие двух тонких, близко расположенных слоевых источников создает большие вычислительные трудности при расчете эволюции на AGB. Ситуация осложняется еще и тем, что на большей части AGB гелиевый слоевой источник является неустойчивым и в нем происходят тепловые вспышки.

Подробное исследование 13 тепловых вспышек при расчете эволюции звезды в $1 m_{\odot}$ на AGB с начальным составом $X_H = 0.9$, $X_{He} = 0.099$, $X_C = 0.001$ сделали Шварцшильд и Хярм (1967). Основные характеристики тепловых вспышек таковы: центральные температуры на спокойных стадиях равнялись $(1.92-2.14) \times 10^8$ К, а в максимумах вспышек

$(1.84-2.04) \times 10^8$ К. В середине гелиевого слоевого источника температуры при вспышках $-(1.69-2.54) \times 10^8$ К.

Каждая вспышка состоит из двух-трех пиков, время между которыми меняется. Отметим, что со временем интенсивность вспышек растет, увеличивается конвекция в зоне горения и, начиная с девятой вспышки, конвекция проникает в области, богатые водородом, приводя к существенным изменениям химического состава в результате появления свободных нейтронов в реакции



Следует отметить, что расчеты эволюции как на стадии вспышки гелия в ядре, так и во время тепловых вспышек в гелиевом слоевом источнике встречаются с существенными трудностями, и поэтому на сегодняшнем этапе развития не всегда дают однозначные результаты. В первую очередь это относится к теории конвекции и вызванного ею перемешивания. Не существует надежной теории конвекции и далеко идущие упрощения при ее описании в эволюционных задачах могут привести к непрогнозируемым последствиям. Обычно выводы, связанные с развитием конвекции и перемешиванием, проверяют наблюдательно и считаются удовлетворительным при подтверждении какого-либо наблюдательного факта, связанного в основном с химическим составом звездных атмосфер.

Основным механизмом перемешивания, приводящим к обогащению внешних слоев звезды тяжелыми элементами, является проникновение конвекции из оболочки вглубь звезды. Первое перемешивание имеет место после исчерпания водорода в центральном ядре и перехода звезды в область красных гигантов. Второе перемешивание наступает после исчерпания гелия в центре при выходе на AGB. Тепловые вспышки на AGB начинаются вскоре после второго перемешивания. Они, в свою очередь, приводят к третьему перемешиванию. Перемешивание

во время тепловых вспышек может быть связано как с проникновением конвекции из гелиевого слоевого источника в водородную оболочку, так и с проникновением вглубь конвекции из оболочки. Своеобразие данного типа перемешивания состоит в том, что конвективная оболочка и конвективный слой горения гелия, согласно расчетам, никогда не соприкасаются. В процессе эволюции они попеременно заходят в один и тот же слой вещества, приводя к существенным изменениям химического состава.

II. НАБЛЮДЕНИЯ И МЕТОДИКА РАСЧЕТА ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА

2.1. НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЙ МАТЕРИАЛ. РЕДУКЦИЯ

В 1987/88 годах на второй камере Основного звездного спектрографа БТА Бикмаевым И.Ф., Зацем Л.А., Ключковой В.Г. и Панчуком В.Е. получены спектры 32 звезд, как бариевых так и нормальных G-K гигантов. Список звезд программы с указанием номера по каталогу HD, звездной величины и спектрального класса приведен в табл.2. Использовались фотозмульсии Kodak IO3aF. Диапазон длин волн $\lambda\lambda 5300-6800 \text{ \AA}$ с обратной дисперсией 14 \AA/mm . Расширение полученных спектрограмм 0.5 мм. Дифракционная решетка и рабочий угол выбраны так (вариант II, см. рис.3 и табл. Iв [БКП]), чтобы весь исследуемый спектральный диапазон регистрировался в узком диапазоне плотностей, что снижает фотометрические ошибки. С целью снижения шумов мы не проводили гиперсенсibilизирование фотоматериала.

Спектр калибровки (ступенчатого ослабителя) для каждой ночи получен на фрагменте пластинки, из которой разрезаны пластинки для спектров звезд. Времена экспонирования спектра калибровки и спектров звезд выбраны приблизительно равными. Фотографическая обработка (проявление, фиксирование) спектров звезд и спектра калибровки проводилось одновременно.

Сканирование всех спектрограмм осуществлялось на фотометрическом комплексе САО АН СССР на базе АМД-1 (Буренкова и др., 1982). Параметры сканирования выбраны так, чтобы не потерять информацию

Табл.2. Список звезд программы.

HD	HR	Назва- ние	Спектр	V	Дата наблюдений
3712	168	α Cas	K0 IIIa [2]	2 ^{III} .23	14.09.87
9138	434	μ Psc	K4 III [2]	4.84	7.10.87
12533	603	γ And	K3 IIb [2]	2.26	12.09.87 14.09.87
13611	649	ξ Cet	G8 III-IIIa Ba0.2 [3]	4.37	12.09.87
15694	737		K3 III [2]	5.25	6.10.87
16458	774		G8p Ba3 [2]	5.78	14.09.87
31767	601	π^6 Ori	K2 II [2]	4.-7	5.10.87
46407	392		K0 III Ba3 [2]	6.24	25.03.88 28.03.88
60898			K2		28.03.88
65854			G8 III Ba1 [1]	8.4	9.02.88
77247			G5 III Ba1 [1]	7.1	9.02.88
83618			G3 III		28.03.88
101013	474		K0 III Ba3 [1]	6.14	9.02.88
104979	608	σ Vir	G8 III Ba1 [3]	4.12	28.03.88 22.04.88
130386			K0 III Ba1 [1]	7.3	13.02.88
113226	932	ϵ Vir	G8 IIIab [2]	2.83	27.01.88
131670			G7 III Ba1	8.00	14.02.88
139195	802	16Ser	G9 III Ba0.7 [3]	5.26	12.02.88
139409			G5 III Ba1 [1]	7.8	12.02.88
181053	321	24Aql	G9 III Ba0.55 [3]	6.41	6.03.88
136673			K0 IIb-III Ba0.25 [3]	6.98	2.08.87
1995 4			G7 III Ba2 [1]	7.02	14.09.87
199 3			G9 III Ba4 [1]	7.9	14.09.87
202109	115	τ Cyg	G8.5 III-IIIa Ba0.65 CN1 [3]	3.20	7.10.87

Табл.2. (продолжение)

HD	HR	Назва- ние	Спектр	V	Дата наблюд. (YY)
204075	204	ε Cap	G4 II Ba3 [1]	3.74	7.10.87
205011			G8 III-IIIa Ba2 [3]	6.5	7.10.87 6.03.88
205512	255	72 Cyg	K0.5 III [2]	4.90	28.10.88
206778	308	ε Peg	K2 Ib [2]	2.39	7.10.87
218356	796	56 Peg	K1 II Ba2 [1]	4.76	18.09.87
220009	878	7 Psc	K2 III [2]	5.05	7.10.87
221246			K II		23.09.88
BD +5° 3468					1.04.88

на этом этапе обработки. В идентичных условиях записывались также спектры калибровки. Переход от плотностей (D) к относительным интенсивностям осуществлялась на ЕС-1035 по программе, составленной Д.А.Ляшко (Симферопольский ГУ).

Отождествление спектров было выполнено с применением списков спектральных линий G-K гигантов (Пауэлл, 1971) и бариевых звезд (Смит и др., 1984; Уорнер, 1965) а также известных таблиц Мур (1959).

Отбор неблендированных линий разных элементов на первом этапе был осуществлен из позиционных соображений, т.е. отсутствия линий разных элементов в данном интервале длин волн для данного спектрального класса звезд, а также из вида контуров линий. Впоследствии корректность отбора линий была проконтролирована, расчетом содержания по отдельным линиям (см. Борисов и Панчук, 1987) в результате чего некоторые линии, систематически показывавшие значительный избыток содержания относительно среднего, были отброшены (см. рис.2.).

Уровень непрерывного спектра проводился вручную по пикам интенсивностей. Опыт работы показал, что для звезд спектрального класса G-K III непрерывный спектр в диапазоне длин волн $\lambda \lambda 5300-6800 \text{ \AA}$ при данной дисперсии проводится уверенно. Право на такое утверждение дает нам, во-первых, подробное изучение поведения отдельных участков непрерывного спектра, первоначально отобранных по спектру Арктур (Грифин, 1968), во всех привлеченных звездах. Как правило, эти участки непрерывного спектра повторяются. Во-вторых, для каждого спектра после изменения эквивалентных ширин избранных линий и расчета содержания по каждой индивидуальной линии ($\lg \epsilon_1(E)$) мы строили зависимости $\lg \epsilon_1(Fe)$ от λ_1 (рис.3.). Не было обнаружено систематической зависимости $\lg \epsilon_1(Fe)$ от λ_1 .

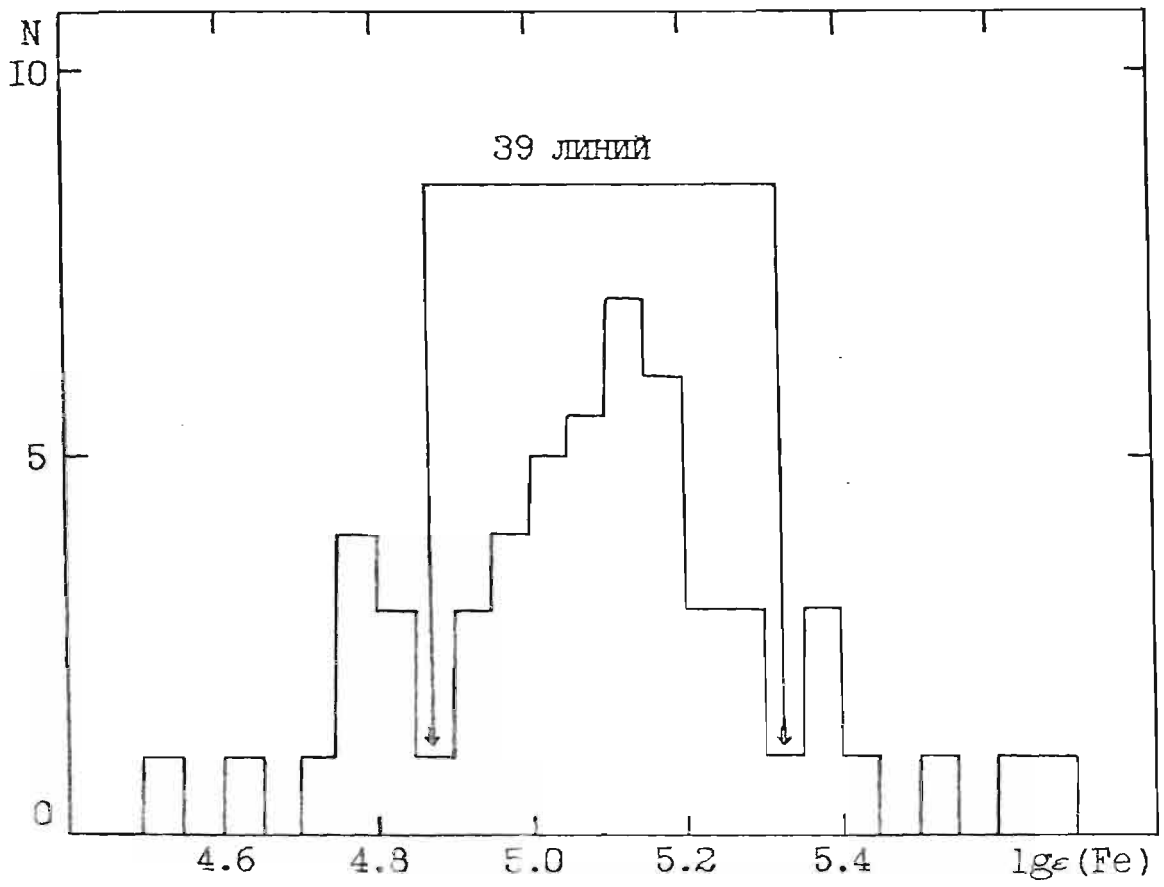


Рис.2. Гистограмма числа линий железа (N) при данном содержании $\lg \epsilon(\text{Fe})$, определяемого по каждой из линий (звезда HD31767).

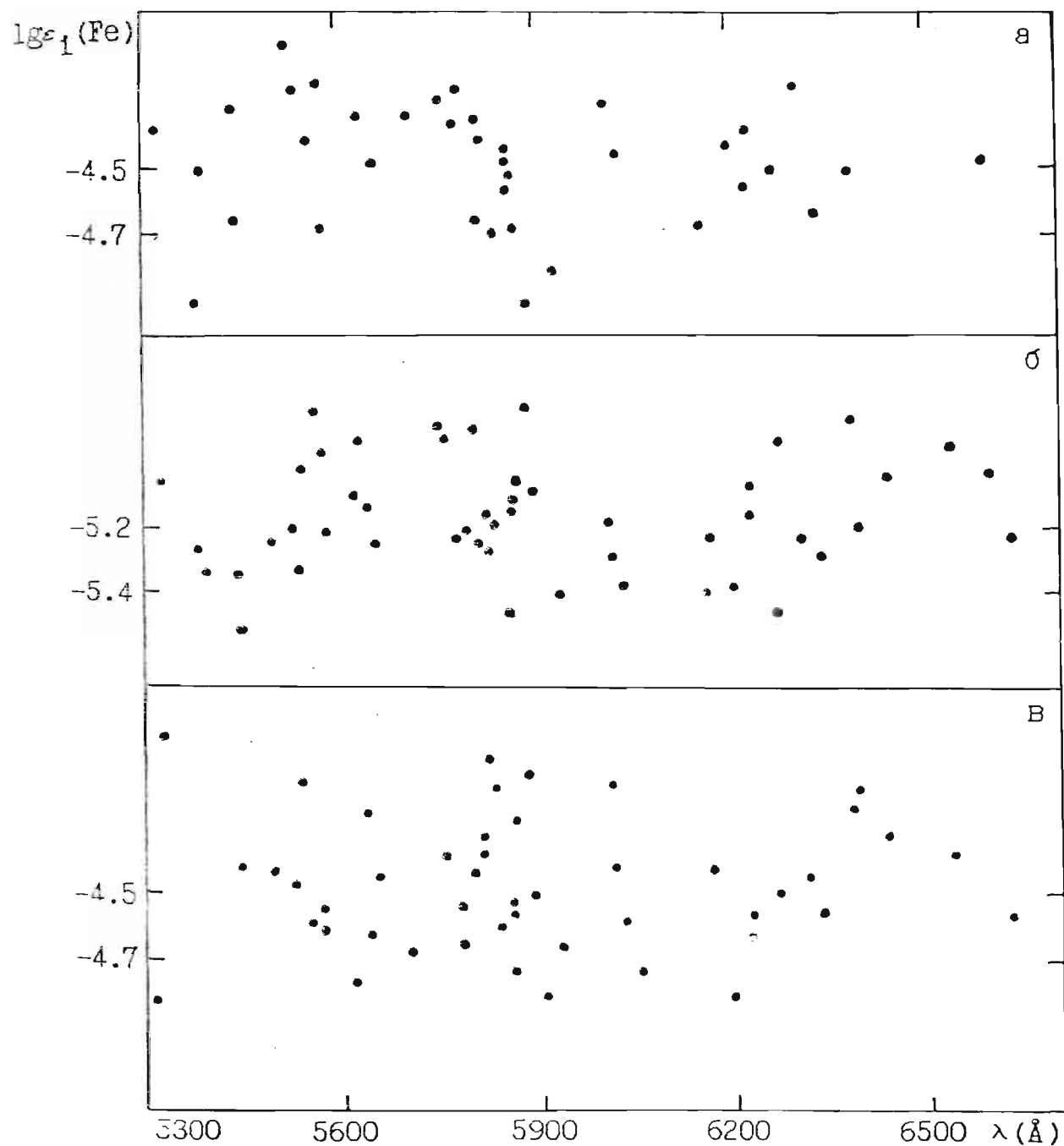


Рис.2. Зависимость содержания железа, определенного по отдельной линии - $\lg \epsilon_1(\text{Fe})$, от длины волны линии λ_1 .

Эквивалентные ширины (ω) избранных линий были определены двумя способами. Линии с симметричными, неискаженными профилями аппроксимировались треугольниками и вычислялись площади этих треугольников (рис.4). Если на крыле линии находится бленда, применялся другой способ, а именно, по неблендированным линиям каждого спектра строились зависимости эквивалентной ширины от центральной глубины r (рис.5.). Совокупность данных (эквивалентная ширина, центральная глубина) аппроксимировалась линейной зависимостью по методу наименьших квадратов. По этим зависимостям были найдены эквивалентные ширины линий с искаженным контуром. Как показали результаты расчета содержания железа по индивидуальным линиям, второй метод не влечет собой систематического завышения (занижения) содержания, т.е. центральные остаточные интенсивности у большинства таких линий остались практически неискаженными. В результате было отобрано около 150 линий двадцати элементов, по этим линиям и были определены средние содержания отдельных элементов.

Мы провели сравнение нашей системы эквивалентных ширин с исследованиями других спектроскопистов, занимающихся анализом бариевых звезд и нормальных G-K гигантов. Преследовалась двоякая цель. Во-первых, проверить и показать согласованность систем эквивалентных ширин. Во-вторых, нас интересовали конкретные зависимости, связывающие системы эквивалентных ширин разных авторов, так как планируется анализ бариевых звезд в контексте родственных объектов. Поэтому для сравнения привлекались все доступные работы всех авторов, работы которых имеются в нашем распоряжении.

Схема сравнения была следующей. Для каждой общей звезды строилась зависимость эквивалентных ширин по общим линиям (рис.6а,б). Методом наименьших квадратов были получены уравнения

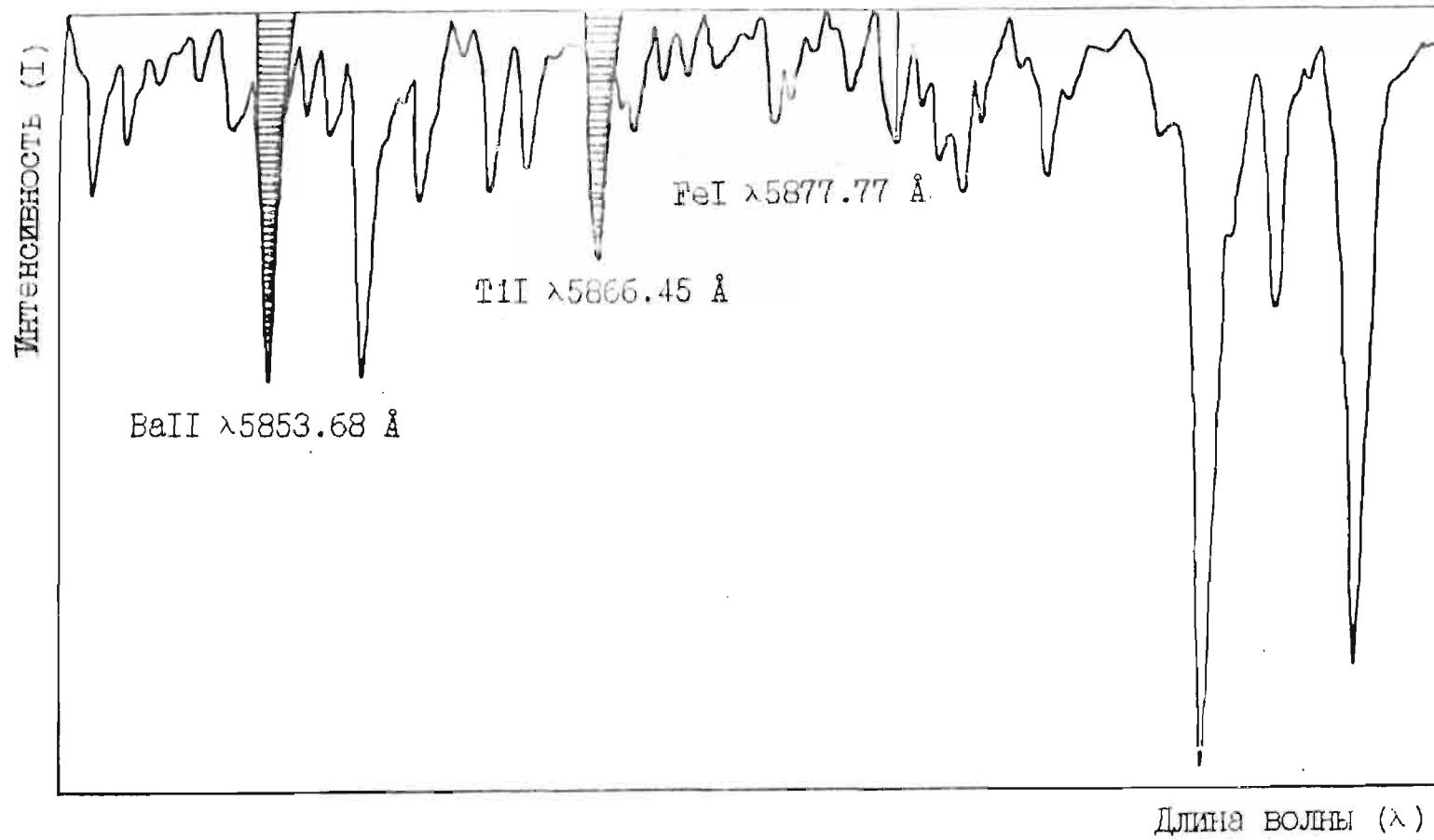


Рис.4. Фрагмент записи спектра бариевой звезды HD101013.

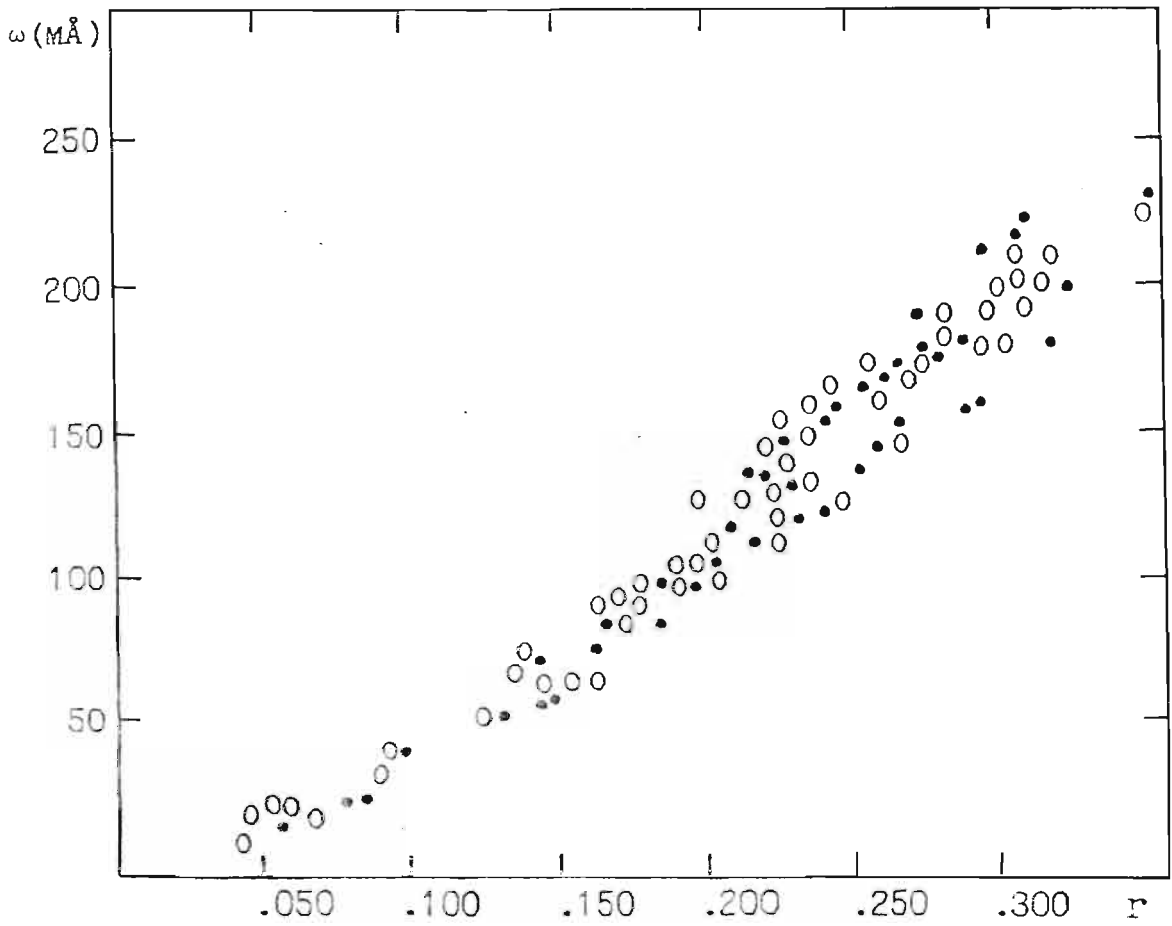


Рис.5. Зависимость эквивалентной ширины линии (ω) от ее центральной глубины γ для 720 μg по двум разным спектрограммам.

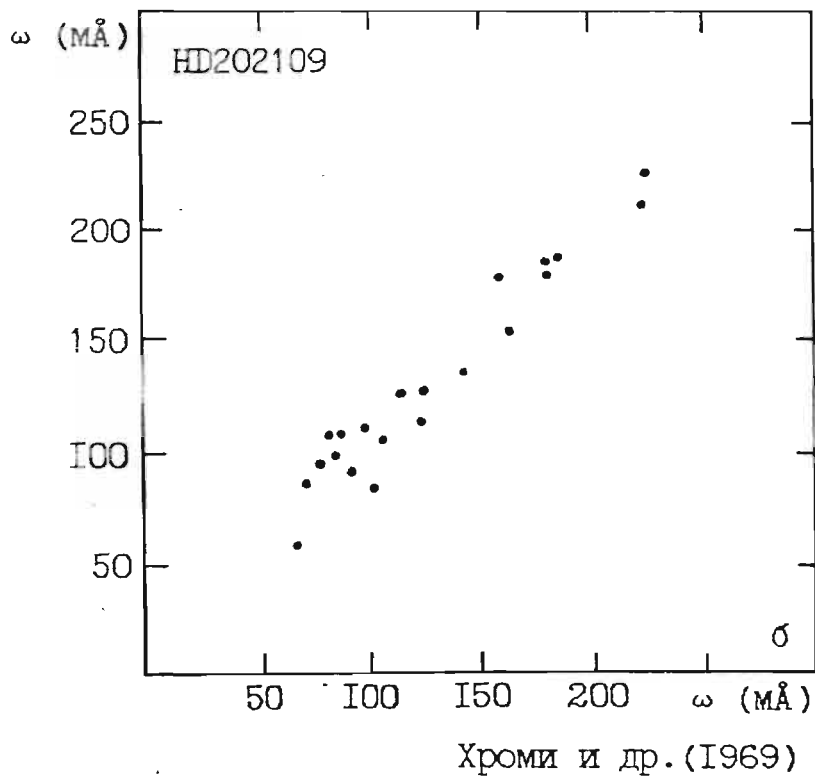
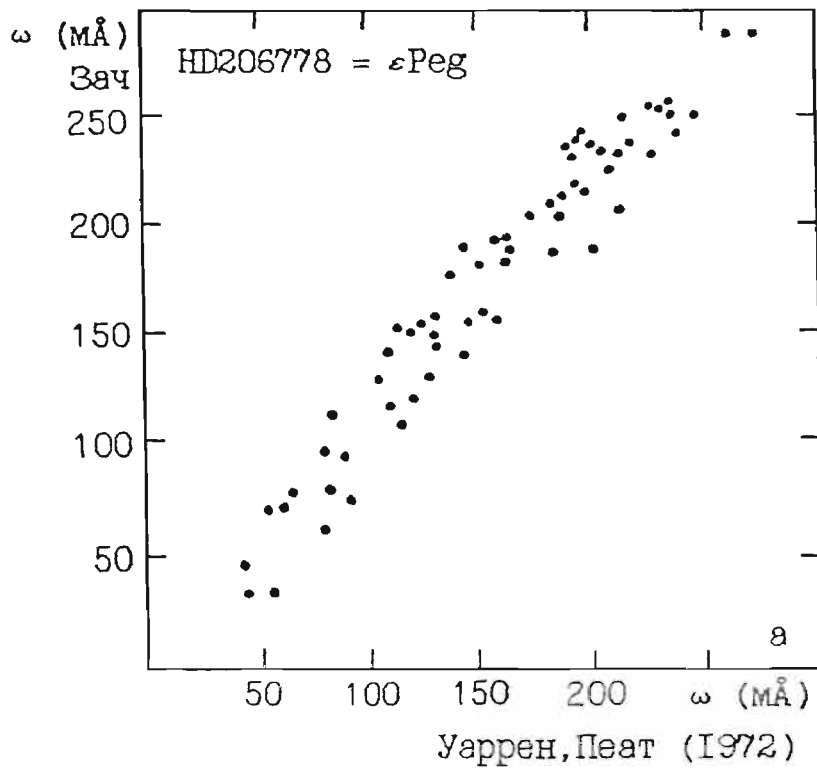


Рис.6. Сравнение наших определений эквивалентных ширин (ω) с результатами других авторов.

регрессий, устанавливающих линейную связь между разными системами эквивалентных ширин. В табл.3. приводим коэффициенты уравнений регрессий (a, b), дисперсию (σ) и число использованных линий (n). Так как количество авторов, привлеченных к анализу, значительное (13) и имеются общие звезды, исследованные несколькими, появляется также возможность косвенного сравнения качества наблюдательного материала и внутренней точности определения ω . К примеру, из сравнения наших эквивалентных ширин с определениями Уорнера (1965) а также сравнения определений Уорнера (1965) и Ковача (1985) очевидно следует, что Уорнер систематически занижает ω слабых линий и завышает ω сильных линий. Кроме того, внутренняя точность определений эквивалентных ширин, выполненных Уорнером, ниже остальных (см. σ^2 в табл.3.).

Основные выводы анализа систем эквивалентных ширин заключаются в том, что, во-первых, наши определения ω не обладают значительной систематической ошибкой. Системы эквивалентных ширин Смита и др., 1984; Уоррена и Пеата, 1972; Хроми и др., 1969; Смита и Ламберта, 1987 близки к нашей. Во-вторых, наши определения характеризуется хорошей внутренней точностью. (см. также рис.6в, где проведено сравнение определений эквивалентных ширин по двум разным спектрограммам). Редукционные соотношения между нашей системой и системами других авторов позволяют привести большинство опубликованных списков ω в общую систему. Если процедура редукции выполнена корректно, то мы вправе ожидать устранения систематических различий между определениями ω , выполненных разными исследователями. Возможна оценка влияния различий систем эквивалентных ширин (коэфф. a и b в табл.3.) на результат определяемого содержания различных элементов (рис.7.).

Табл.3. Параметры уравнений линейной регрессии
 $\omega[y] = b \omega[x] + a$ (ω в миллиангстремах)

[y]	[x]	b	a	σ^2	n	Звезда
Зач	Уаррен и Пеат (1972)	1.09	3.7	245	64	HD206778
Зач	Хроми и др. (1969)	0.90	15.4	126	21	HD202109
Зач	Киролаинен и др. (1986)	1.01	-20.1	514	120	HD218356
Зач	Парадайс (1973)	0.94	8.0	329	152	HD206778
Зач	Дейниченко (1982)	0.83	30.0	263	98	HD206778
Зач	Зейналов (1970)	0.82	26.5	647	100	HD206778
Зач	СМИТ и Ламберт (1987)	1.05	10.1	268	26	HD206778
Зач	Ковач (1983)	0.90	9.5	558	62	HD206778
Зач	Бербиджи (1957)	0.84	29.5	619	115	HD46407
Зач	Ковач (1985)	1.24	13.7	458	33	HD46407
Зач	Ковач (1985)	1.20	- 4.5	70	9	HD139195
Зач	Гриффин (1969)	0.85	20.5	232	102	HD101013
Зач	Хелфер и Вал- лерстейн (1968)	0.94	- 3.4	221	84	HD139195
Зач	Хелфер и Вал- лерстейн (1968)	0.81	- 4.9	201	81	72Cyg
Зач	Дейниченко (1982)	0.77	24.0	708	110	HD12533
Зач	Томкин и Лам- берт (1986)	0.91	5.3	46	6	ϵ Vir
Зач	Томкин и Лам- берт (1986)	1.08	9.7	31	5	HD139195

Табл.3. (продолжение)

[y]	[x]	b	a	σ^2	n	Звезда
Данцигер (1965)	Ковач (1983)	1.23	- 2.4	581	65	HD83548
Хелфер и Валлерстейн (1968)	Ковач (1985)	1.30	- 0.4	37	8	HD139195
Данцигер (1965)	Ковач (1985)	1.20	23.2	732	64	HD116713
Вербицки (1957)	Ковач (1985)	1.24	- 2.1	633	54	HD46407

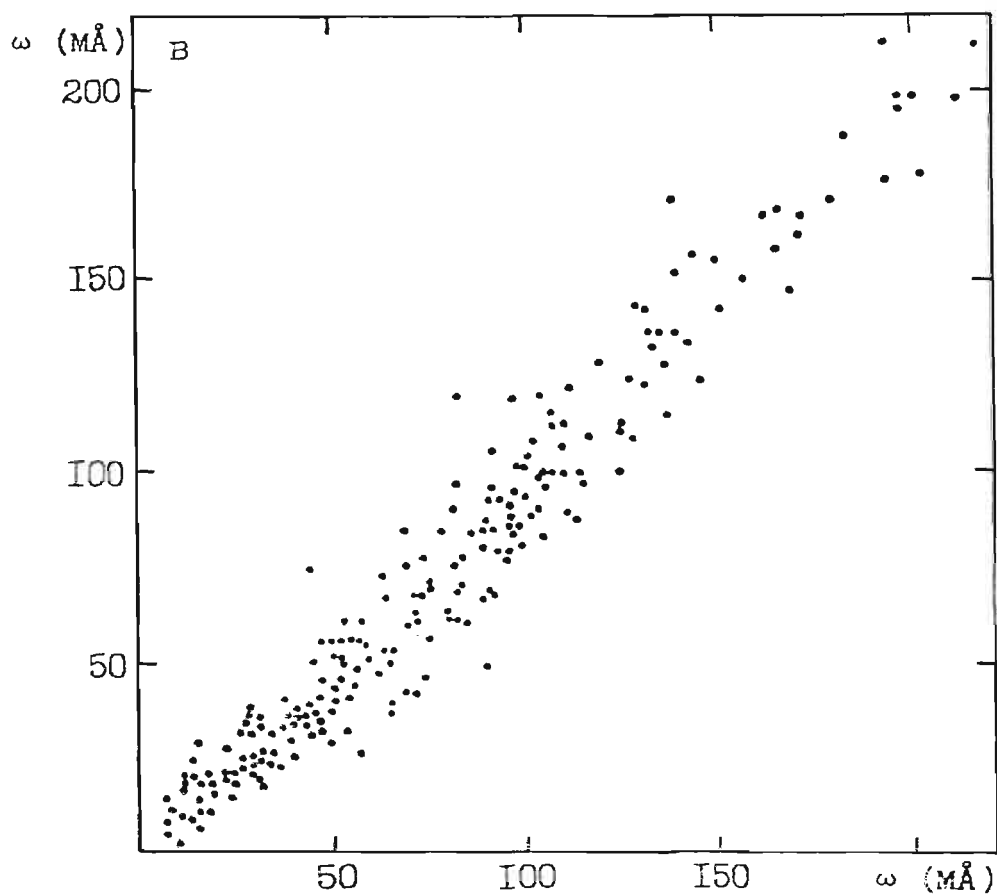


Рис.6. Сравнение определений эквивалентных ширин ω для 720yg по двум разным спектрограммам.

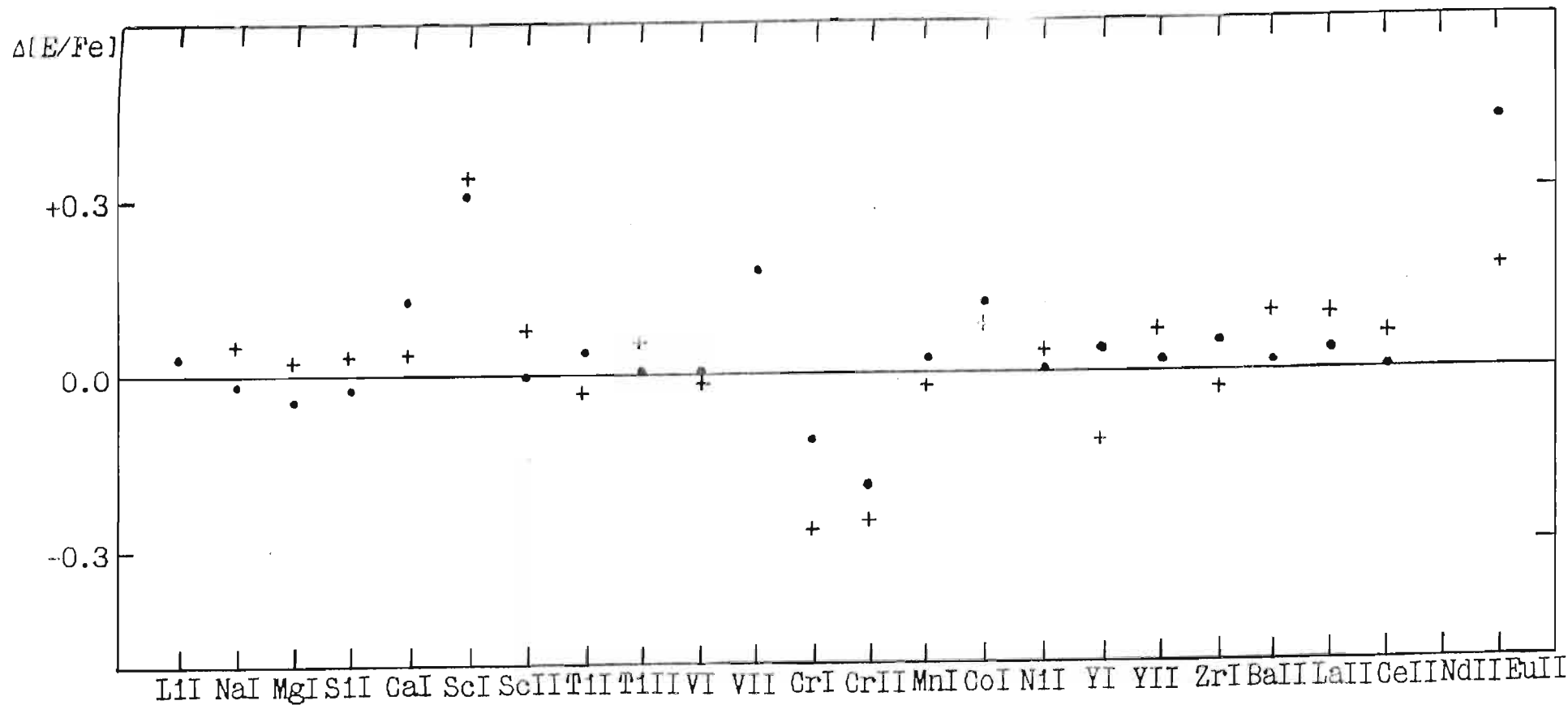


Рис.7. Результаты расчета влияния различий систем эквивалентных ширин на расчетное содержание различных элементов для модели с параметрами характерными звездам программы:

(●) - $\omega(\text{m}\text{\AA}) = 0.8\omega_0$; (+) - $\omega(\text{m}\text{\AA}) = \omega_0 - 20$.

2.2. ОПРЕДЕЛЕНИЕ СОДЕРЖАНИЯ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ

При взгляде на спектр холодной звезды сразу же становится ясно, что в ее фотосфере присутствует большое число химических элементов. Перед исследователем стоит задача отделить влияние, оказываемое на спектр за счет изменения химического состава, от влияния температуры, давления, турбулентности, и т.д.. Современные методы дают надежные результаты, если только достаточно критически относиться к интерпретации данных, полученных на пределе точности самого метода.

На формирование спектра влияет множество различных физических параметров. Чтобы каким-то образом организовать и согласовать между собой информацию, которую несет звездный спектр, разрабатываются атмосферные модели. Модель фотосферы - это по сути таблица чисел, задающих функцию источника и давления в зависимости от оптической глубины.

На практике при создании моделей звездных фотосфер часто пользуются упрощающими положениями. Считается, что в большинстве случаев при описании возбуждения и ионизации газа выполняется условие термодинамического равновесия и справедлива функция источника $B_{\nu}(T)$ абсолютно черного тела. Концепция термодинамического равновесия применима к относительно небольшим объектам в фотосфере с размером порядка единичной оптической толщи. Для описания этой концепции вводится термин "локальное термодинамическое равновесие" (сокращенно ЛТР). В этом случае состояние фотосферы звезды данной массы полностью определяется температурой

на данной глубине. Условия ЛТР предполагает:

1) Максвелловское распределение скоростей частиц (v):

$$dN = 4\pi N \frac{m^3}{(2\pi mkT)^{3/2}} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} \cdot v^2 dv \quad (2.1)$$

N - полное число частиц в единице объема,

m - масса частицы,

k - постоянная Больцмана,

T - температура.

2) Распределение атомов по уровням, описываемое формулой Больцмана (уравнение возбуждения):

$$\frac{N_{r,s}}{N_r} = \frac{g_s}{g_r} e^{-\frac{\chi_s}{kT}} \quad (2.2)$$

$N_{r,s}$ - число атомов r -й стадии ионизации в состоянии s ,

g_s - статистический вес s -того уровня,

χ_s - энергия возбуждения s -того уровня.

3) Состояние ионизации, описываемое формулой Саха:

$$N_e \frac{N_{r+1}}{N_r} = 2 \frac{g_{r+1}}{g_r} \frac{(2\pi mkT)^{3/2}}{h^3} e^{-\frac{\chi_1}{kT}} \quad (2.3)$$

h - постоянная Планка,

N_e - число свободных электронов в единице объема,

N_r, N_{r+1} - концентрация атомов в основном состоянии $r, r+1$ -ой стадии ионизации,

g_r, g_{r+1} - статистические веса основных состояний атома, $r, r+1$ -ой стадии ионизации.

4) Интенсивность излучения описывается функцией Планка:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT}} \quad (2.4)$$

c - скорость света,

λ - длина волны.

В случае применения концепции ЛТР вместо того, чтобы приводить функцию источника в зависимости от глубины, можно затабулировать температуру. При этом модель фотосферы будет представлять собой таблицу температуры и давления, заданных в функции оптической толщи. Функция Планка $B_{\lambda}(T)$ на многих стадиях исследования является вполне подходящей функцией источника.

Методы определения химического состава основаны на использовании того или иного решения уравнения переноса излучения. Общепринят метод, опирающийся на решение уравнения переноса в приближении Шустера-Шварцшильда или Милна-Эддингтона, именовать его методом кривой роста. При этом исходной информацией о спектре служат эквивалентные ширины линий. Метод, основанный на численном решении уравнения переноса в многослойной модели, называют методом моделей атмосфер. Последний в свою очередь, разделяется на метод, когда сравниваются вычисленные и наблюдаемые эквивалентные ширины линий, метод сравнения профилей линий, и метод синтетического спектра.

1) Метод кривой роста. Большое число определений химсостава выполнено методом кривой роста. Идея метода заключается в расчете по модели фотосферы кривых роста (это, как правило, зависимость $\lg \frac{\omega}{\lambda}$ от $\lg \lambda$ построенная для каждой измеренной линии). Вычисление модели атмосферы включает в себя расчет ионизационного равновесия, условий возбуждения, зависимости постоянной затухания от глубины, а также

численное интегрирование уравнения переноса. Содержание элемента получается простым отсчетом значения $lg\epsilon$ на графике зависимости $lg \frac{\omega}{\lambda}$ от $lg\epsilon$, представляющим собой теоретическую кривую роста. Основную ошибку в определении содержания элементов в атмосферах звезд методом кривой роста вносит диапазон возможных вариаций температуры и давления, неучитываемый при предположении об однослойности атмосферы.

2) Метод моделей атмосфер. В последнее время все больше распространение приобретают методы определения химического состава, основанные на расчетах многослойных моделей атмосфер. Это связано с наличием довольно обширных сеток моделей атмосфер: Белл и др. (1976), Джонсон (1982), Куруч (1979), Киппер (1973), Керси (1975) и др.. Использование моделей атмосфер позволяет определить изменение физических параметров с глубиной в атмосфере и учесть влияние изменения температуры, состояния ионизации и возбуждения и т.д. на коэффициент поглощения и рассеяния в линии и коэффициент поглощения в непрерывном спектре. Таким образом, применение подробных моделей атмосфер позволяет более точно определить содержание элементов в атмосферах звезд. При этом требуется тщательный выбор модели атмосферы, наилучшим образом соответствующий основным параметрам звезды, т.е. структуре ее атмосферы.

3) Метод синтетического спектра. Наиболее полный анализ спектров, заключается в одновременном расчете всех линий на некотором участке спектра. Этот метод дает хорошие результаты, когда все наблюдаемые линии можно отождествить, и для них известны силы осцилляторов. Содержание элемент в (а возможно, и температура и lgg) подбираются методом проб такими, чтобы расчетный спектр совпал с наблюдаемым. Даже если линии блендированы, метод позволяет вычислить целиком всю бленду, и уже ее сравнивать с наблюдениями.

Многие ограничения, возникающие на практике при определении химического состава, обусловлены неопределенностями сил осцилляторов $lggf$. Чтобы получить надежные значения сил осцилляторов, требуется высокоточные лабораторные измерения. Дифференциальный метод анализа химического состава, состоящий в сравнении одной звезды с другой, позволяет исключить влияние ошибок определения сил осцилляторов. Обычно дифференциальный подход применяют к звездам с близкими эффективными температурами и ускорениями силы тяжести на поверхности. При этом ошибки метода носят приблизительно одинаковый характер и приблизительно одинаковы по величине для обеих звезд. Поэтому дифференциальный анализ позволяет достичь более высокой внутренней согласованности результатов, чем "абсолютный" анализ.

Для анализа атмосфер бариевых звезд мы выбрали метод моделей атмосфер, зарекомендовавший себя на практике как мощнейший инструмент исследования химического состава.

2.3. МЕТОДЫ ОПРЕДЕЛЕНИЯ ПАРАМЕТРОВ АТМОСФЕР

Содержание элемента никогда нельзя определить независимо как от физических параметров, особенно температуры, так и от атомных постоянных, особенно сил осцилляторов. Остановимся на основных методах определения параметров атмосфер: эффективной температуры (T_{eff}), силы ускорения тяжести на поверхности звезды (g) и микротурбулентной скорости (ξ_t) а также проблемах, связанных с определением этих параметров для бариевых звезд.

1) Эффективные температуры (T_{eff}).

Физической величиной, в значительной степени определяющей свойства атмосферы, является ее "средняя" температура. Как правило, температура падает к верхней части атмосферы более в два раза по сравнению с ее основанием. Вместо того, чтобы водить значение на какой-то глубине, для характеристики "средней" температуры обычно используют эффективную температуру. Она определяется как температура абсолютно черного тела, имеющего такой же радиус, как звезда, и излучающего такое количество энергии, как звезда. Таким образом

$$\int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu = \sigma T_{eff}^4 = f \left(\frac{R}{r}\right)^2 \quad (2.5)$$

Величина F_{ν} представляет собой поток излучения с поверхности звезды.

σ - постоянная Стефана-Больцмана.

f - наблюдаемый поток от звезды.

r - расстояние до звезды.

R - радиус звезды.

Наиболее надежные значения эффективной температуры дают так называемые прямые методы (Бем-Витензе, 1981). Они основаны на определении T_{eff} из соотношения (2.5). Чтобы получить T_{eff} , необходимо знать полный поток от звезды от ультрафиолетового до инфракрасного диапазона, а также радиус (R) и расстояние (r) до звезды.

Риджвей и др. (1980) применили прямую методику для определения эффективных температур гигантов поздних спектральных классов (K0-M6). Воспользуясь фотометрией в видимой и инфракрасной областях, для определения болометрических потоков и методом покрытия Луной, для определения углового диаметра (θ) звезд и привлекая простое соотношение между r , R и θ :

$$R/r = \theta/r \quad (2.6)$$

авторы этой работы получили индивидуальные эффективные температуры 31 звезды.

Существуют другие модификации, позволяющие определить T_{eff} на основе соотношения (2.5). Блэквелл и Шаллис (1977) предложили для определения коэффициента (r/R) привлекать соотношение

$$(r/R)^2 = F(\lambda)/f(\lambda) \quad (2.7)$$

где $F(\lambda)$ и $f(\lambda)$ соответственно монохроматический поток на поверхности звезды и наблюдаемый монохроматический поток. Среди специалистов этот метод известен как метод инфракрасных потоков (ИКП). Авторы данной работы показали, что в инфракрасном диапазоне монохроматические потоки соответствуют потоку на поверхности звезды, определяемой методом моделей атмосфер. Они сравнили угловые диаметры звезд ранних и поздних спектральных классов, полученные предложенной методикой, с данными, полученными интерферометрией и нашли превосходное согласие. В методе ИКП

уравнение (2.5) с привлечением (2.7) записывается в следующем виде:

$$\sigma T_{\text{eff}}^4 = f F(\lambda)/f(\lambda) \quad (2.8)$$

Отношение $f/f(\lambda)$ получают из наблюдений, поток на поверхность звезды, который является функцией от T_{eff} , вычисляют методом моделей атмосфер, а T_{eff} вычисляют итерационным методом, решая (2.8).

Белл и Густафсон (1989) применили метод инфракрасных потоков для определения эффективных температур звезд спектральных классов G-K. Они использовали результаты I3-полосной фотометрии Джонсона и Митчела (1975), дающий интегральный поток $\lambda > 3300-11000 \text{ \AA}$, наблюдения со спутников для определения потока $\lambda < 3300 \text{ \AA}$ и результаты JKL фотометрии Джонсона и др. (1966) для инфракрасных потоков. Привлекая метод моделей атмосфер, были получены индивидуальные температуры 95 звезд.

У некоторых звезд распределение энергии по частоте не сильно отличается от кривой излучения абсолютно черного тела. Джонсон (1966) воспользовался этим обстоятельством и, привлекая результаты фотоэлектрической фотометрии в десяти полосах (U, B, V, R, I, J, K, L, M, N), определил T_{eff} 225 звезд III класса светимости.

Для определения эффективных температур холодных звезд применяется ряд других методов. Ламберт и Рис (1977) температуру K-гигантов определили спектроскопически, из условия независимости содержания, определяемого по линиям с разным потенциалом возбуждения нижнего уровня. Ойнас (1974) определяет T_{eff} , сравнивая наблюдаемое распределение энергии в непрерывном спектре звезды с модельным расчетом. Как индикатор температуры может служить также линия H_{α} (Керель и Керель, 1963) и зависимость интенсивности нейтральных линий металлов от температур (см. Грей, 1980). Часть

из перечисленных методов калибруется по прямым определениям T_{eff} .

В обзоре Бем-Витензе (1981) приводится сравнение разных калибровок эффективных температур. Калибровка Джонсона (1966) дает более низкие температуры, чем калибровка Риджвея и др. (1980), а температуры возбуждения получаемые Ламбертом и Рисом (1977) выше эффективных температур. Рис. 8. иллюстрирует сравнение трех калибровок эффективных температур красных гигантов.

Массовое определение T_{eff} прямыми методами требует больших затрат времени и доступны не каждому. На практике часто используют наблюдаемые показатели цвета, измеренные в той или иной фотометрической системе. Выбор показателя цвета для определения T_{eff} по выбранной калибровке неоднозначен. Основное условие - хорошая чувствительность к изменениям температуры, т.е. определенным изменениям температуры однозначно должны соответствовать определенные изменения показателя цвета. Для красных гигантов часто привлекают показатель цвета (R-I). Кроме хорошей чувствительности к температуре, (R-I) практически не зависит от металличности звезд, а также мало подвержен влиянию межзвездного покраснения (см. Страйжис, 1977). Выбор данного показателя цвета обусловлен также соображениями, учитывающими особенности распределения энергии в спектрах конкретных объектов исследования - бариевых звезд. Известно, что в спектрах BaII звезд, а также других пекулярных красных гигантов наблюдается широкая депрессия около 4000 Å (Бонд и Нефф, 1969; Фикс, 1976; Фикс и Нефф, 1975; Лю и Соьер, 1979). Это означает что показатель цвета (B-V) бариевых звезд пекулярный ($\lambda_B \sim 4400 \text{ Å}$) и привлечение калибровки температур $(B-V)_0 \rightarrow T_{eff}$, построенной для нормальных гигантов, приведет к систематическому занижению T_{eff} . Более того, имеется указание, что величина депрессии в синней области спектра зависит от металличности

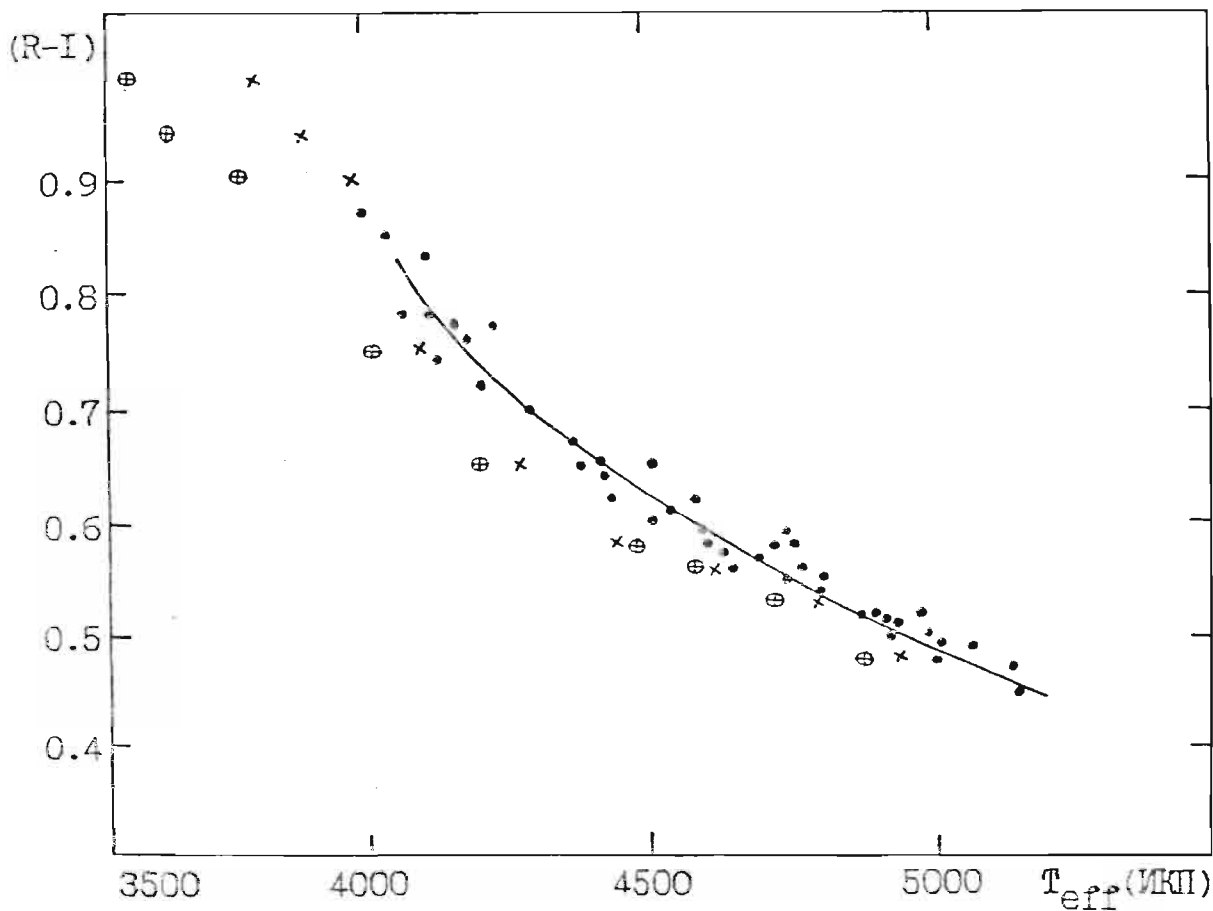


Рис.8. Сравнение трех калибровок эффективных температур красных гигантов: (●) - Белл и Густафсон (1989) (x) - Рижкуэй и др. (1980); (⊕) - Джонсон (1966).

(Эгген, 1972), т. к. имеет место корреляция между интенсивностью линии $BaII \lambda 4554 \text{ \AA}$ и отмеченным "дефектом" цвета (B-V). Это означает, что степень искажения температуры, полученной по стандартной калибровке, разная, например, для классических и умеренных бариевых звезд. Рис. 9. иллюстрирует этот эффект. Видно, что депрессия может привести к ошибкам по температуре до $\sim 300 \text{ K}$. Вышесказанное обосновывает непригодность показателя цвета (B-V) для определения температур $BaII$ звезд. С другой стороны, результаты фотометрических исследований бариевых звезд в фильтрах J, H, K, L, M (Хаккила и МакНамара, 1987) показали присутствие небольшого ≤ 0.1 избытка излучения в фильтре H, интенсивность которого, по видимому, увеличивается с увеличением интенсивности линии $BaII \lambda 4554 \text{ \AA}$. Это приводит к существенным ограничениям по выбору показателя цвета для определения эффективных температур.

Опыт, накопленный исследователями, занимающимися бариевыми звездами, невелик: Ковач (1983, 1985) воспользовался разными показателями цвета от (R-I) до (B-V), Пйлачовски (1977) привлекает (U-r), не останавливаясь на обосновании такого выбора, Снеден и др. (1981) и Смит (1984) эффективные температуры звезд своих выборок определяли из условия выполнения Больцмановского равновесия для атома Fe, оговорив, что эти температуры согласуются с температурами, полученными по показателю цвета (R-I).

Принимая ввиду вышесказанное, мы выбрали комбинированный метод определения эффективных температур. За основу принималась калибровка эффективных температур от показателя цвета (R-I) Белла и Густафсона (1989), которая основана на определении T_{eff} методом инфракрасных потоков, отлично зарекомендовавшего себя на практике. Температуры, полученные по (R-I), сравнивались с температурами, полученными из условия выполнения Больцмановского равновесия для

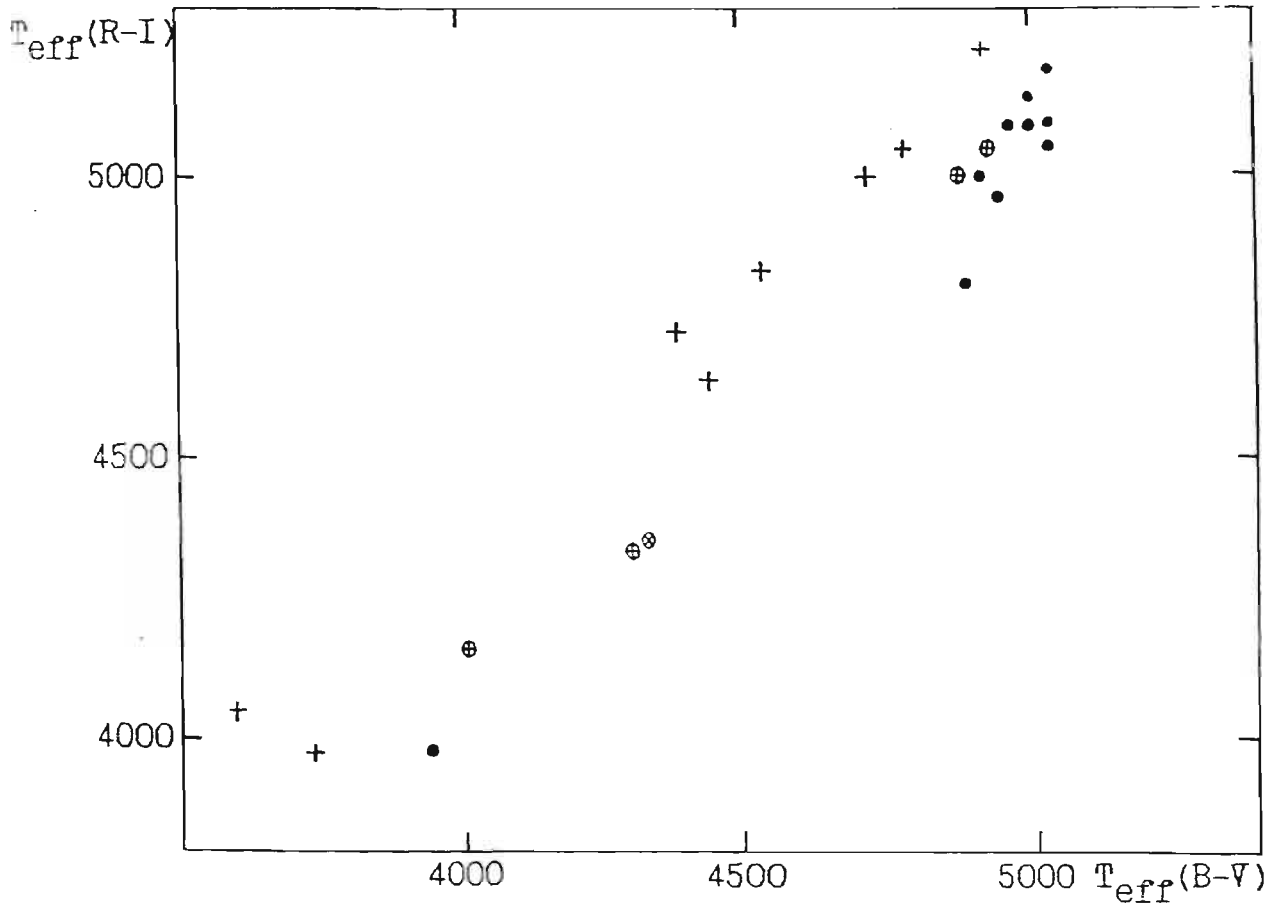


Рис.9. Сравнение эффективных температур T_{eff} полученных по показателям цвета (R-I) и (B-V):

- (●)- нормальные G-K гиганты;
- (⊕)- умеренные бариевые звезды;
- (+)- классические бариевые звезды.

нейтрального железа, т.е. отсутствия зависимости содержания от потенциала возбуждения линий. Расчет показал (рис.10), что для большинства звезд нашей выборки, эти температуры несколько отличаются (в среднем $T \sim 70$ К), а для четырех существенно выше. Анализ возможных причин такого отличия будет обсуждаться ниже.

С другой стороны, не для всех звезд выборки имеется определение (R-I). Мы провели выборочные исследования зависимости интенсивности линий (или отношение интенсивности близких по λ линий) нейтральных металлов от температуры для звезд с известным (R-I). Рис.11а,б иллюстрирует отдельные примеры. Видно, что линии FeI $\lambda 5862.19$ Å, TiI $\lambda 5866.45$ Å и другие хорошо "чувствуют" температуру. Шесть лучших зависимостей были использованы для каждой звезды, не имеющей (R-I) для определения T_{eff} . Таким образом мы получили эффективные температуры всех звезд выборки в однородной системе. Попытки привлечь N_{α} для определения температуры закончились безуспешно, $\omega(N_{\alpha})$ практически не чувствует изменений температуры (рис.12.).

Результаты определения T_{eff} разными способами приведены в табл.4.. В последней колонке представлены значения T_{eff} , с которыми проводился расчет содержания. По нашим оценкам, ошибки в определении T_{eff} не превышает ± 150 К. Были проведены исследования влияния такой неопределенности на расчетное содержание разных элементов. Мы выбрали три звезды, с разными T_{eff} , перекрывающими диапазон температур нашей выборки звезд. Определялось, насколько меняется [E/Fe] если увеличить (снизить) T_{eff} на 150 К, другие параметры оставляя прежние. Результаты расчета представлены на рис.13.. Видно, что ошибки [E/Fe] из-за возможных неточностей определения T_{eff} , не превышают ± 0.3 dex, а для модели с $T_{\text{eff}} \sim 5000$ К - 0.1 dex.

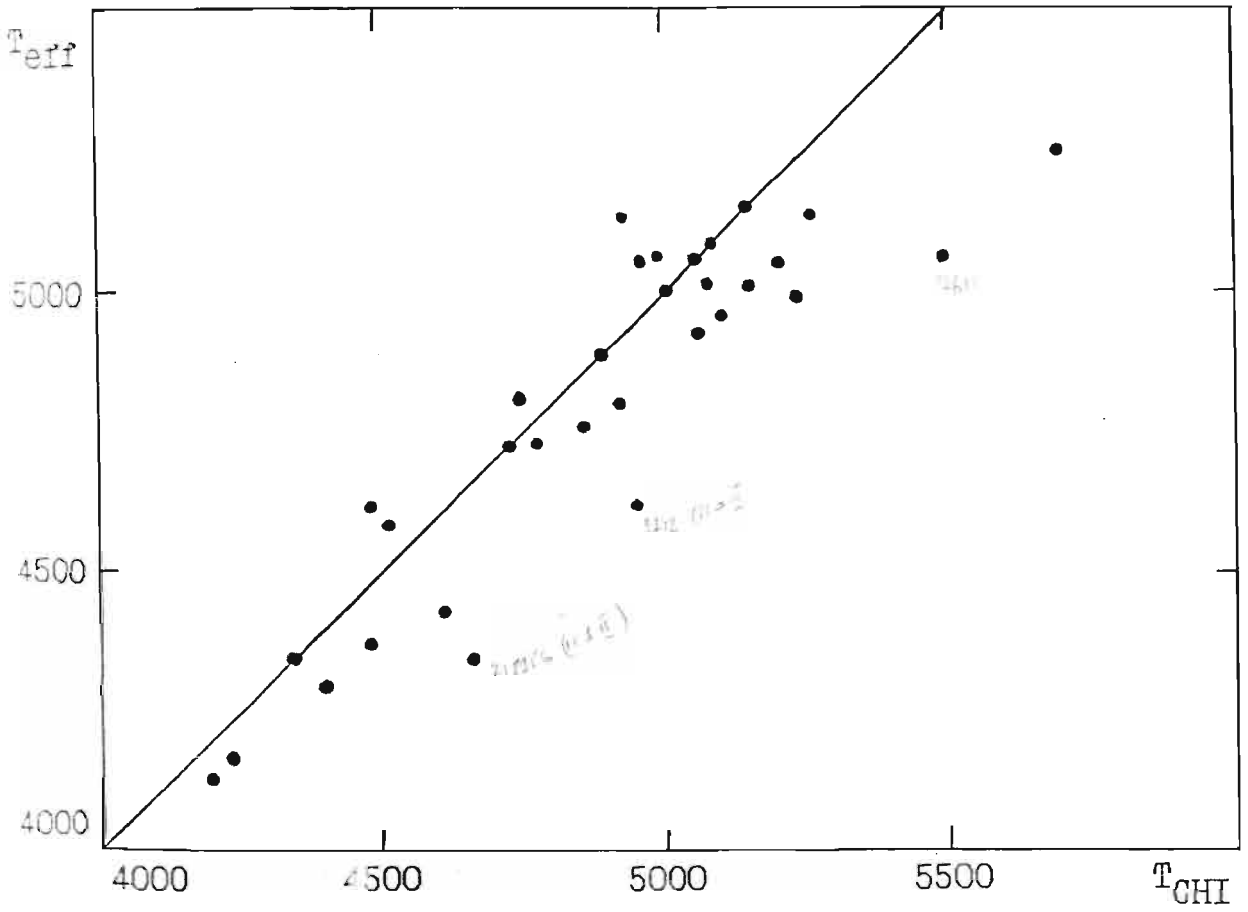


Рис.10. Сравнение эффективных температур, полученных по показателю цвета (R-I), и температур возбуждения T_{CHI} .

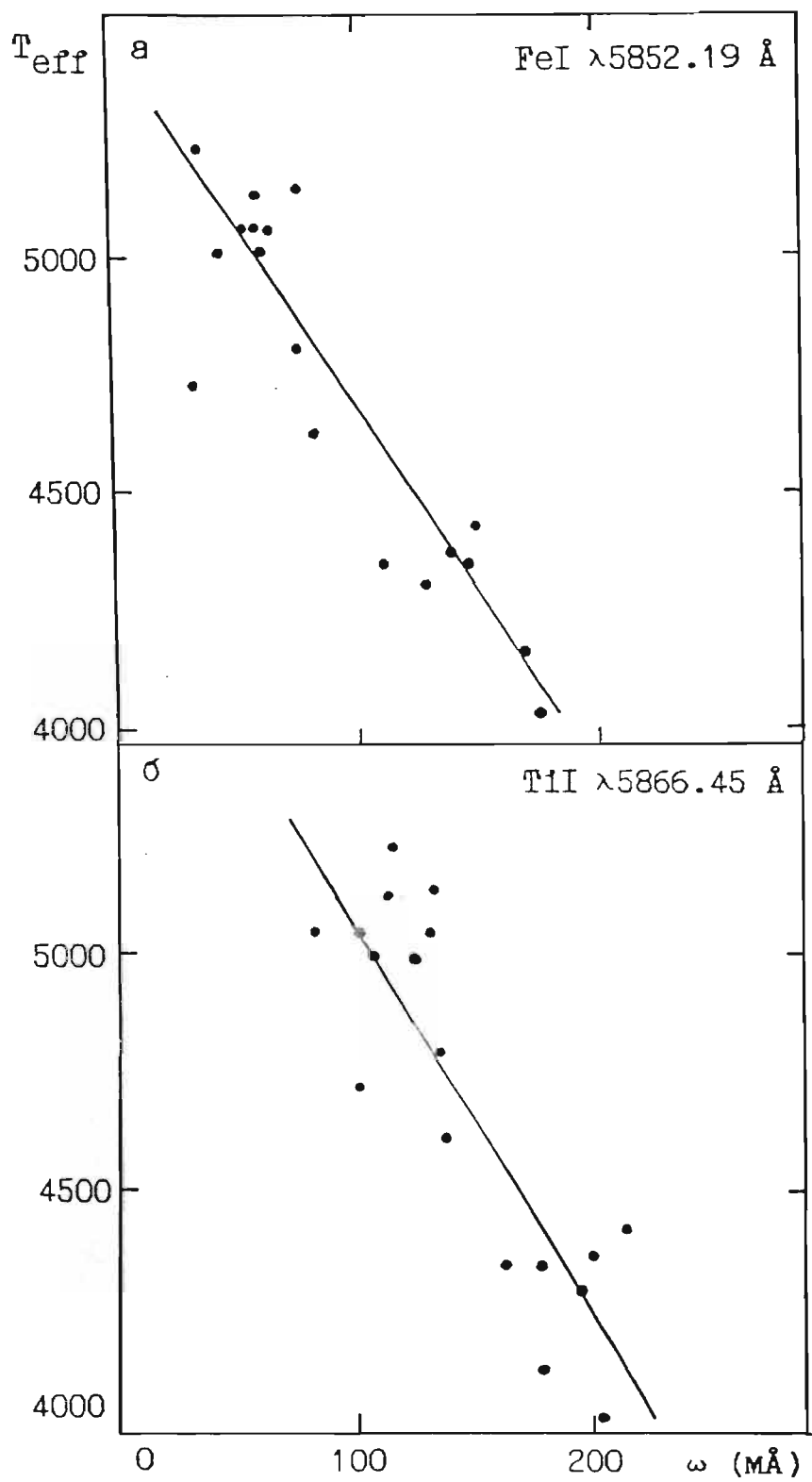


Рис. II. Зависимость интенсивности некоторых линий нейтральных металлов от эффективной температуры звезды.

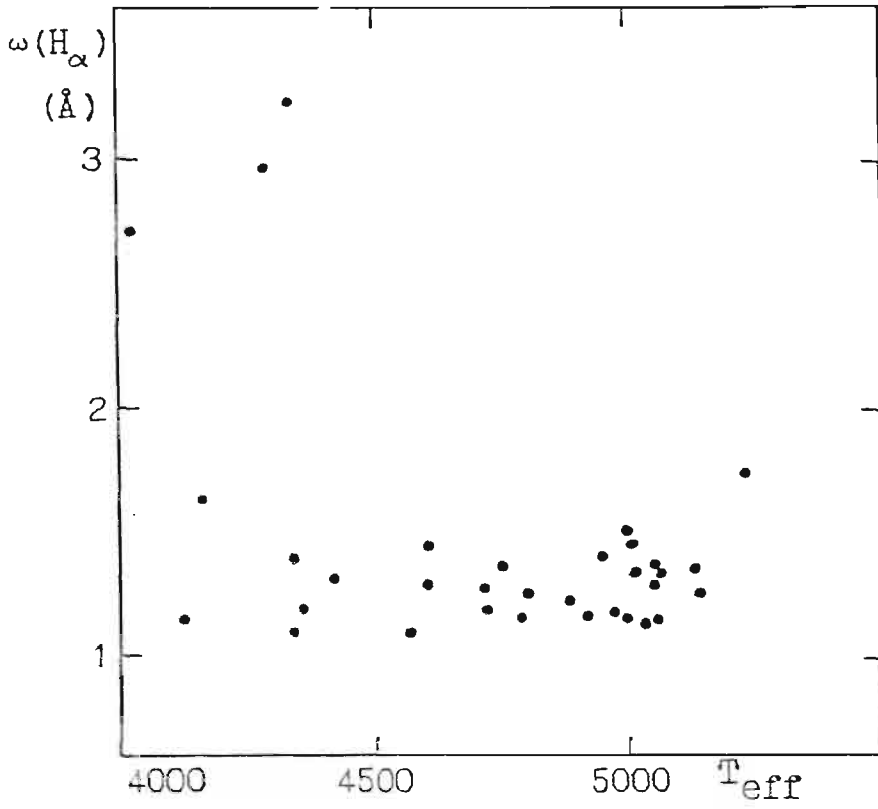


Рис.12. Зависимость эквивалентной ширины H_α от эффективной температуры T_{eff} звезды.

Табл .4. Результаты определения эффективных температур

HD	(R-I)	T_{eff} (K)				
		ИКП	(R-I)	sp	CHI	модель
3712	0.59		4610		4950	4610
9138	0.75	4125	4180		4190	4125
12533 <i>12533</i>	0.68		4340		4340	4340
13611	0.48		5050		5480	5050
15694	0.65		4420		4600	4420
16458	0.56		4720		4700	4720
27371*	0.47		5090			5090
27697*	0.47		5090			5090
28305*	0.50	4975	4960			4975
28307*	0.47		5090			5090
31767 <i>31767</i>	0.70		4290		4400	4290
46407	0.49		5000		5000	5000
60898				4815±110	4475	4610
65854				5030± 50	5200	5040
77247				4960±100	5150	5000
83618	0.67		4360		4480	4360
101013	0.48		5050		4980	5050
104979	0.49		5000		5070	5000
106714*	0.48		5050			5050
130386				4790±100	4740	4810
113226	0.45	5130	5190		5250	5130
131670				4800±160	5060	4920

Табл.4. (продолжение)

HD	(R-I)	T_{eff} (K)				
		ИКП	(R-I)	sp	СНІ	модель
I39I95	0.46		5140		5150	5140
139409				4990±110	5020	5015
181053				4885± 70	4880	4885
196673				4730±150	4855	4755
199394				4910±120	4970	5050
199939				4835± 90	5100	4950
205512	0.54	4795	4800		4920	4795
206778	0.76	4160			4230	4160
218356	0.68		4340		4660	4340
220009	0.60:		4575		4500	4575
221246				4340±100	4340	4340
BD +5° 3468				4740±130	4770	4720

* наблюдения Мишениной (1985)

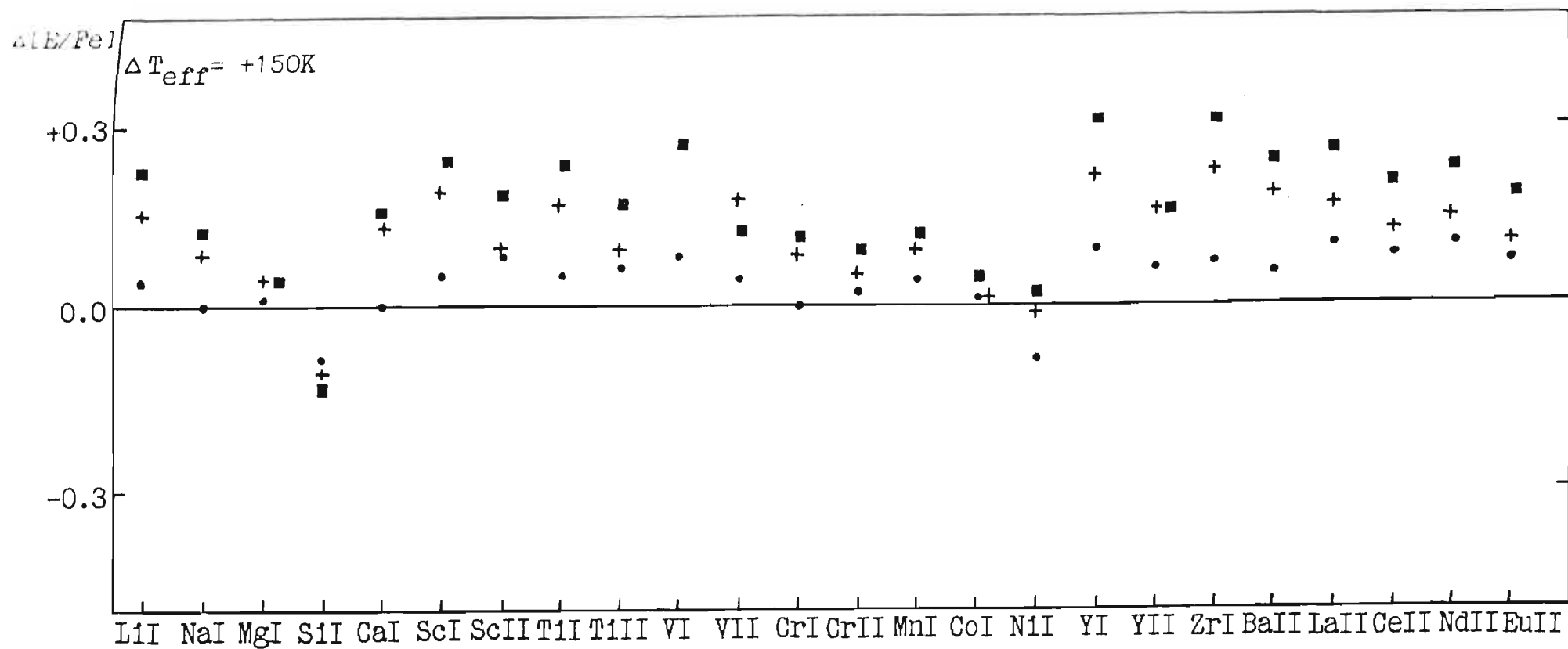


Рис.13. Результаты исследования влияния неопределенности в определении T_{eff} на расчетное содержание химических элементов для разных моделей $(T_{\text{eff}}, \lg g, \xi_t)$: (•) - 4950, 2.4, 3.0 ; (+) - 4530, 2.5, 2.5 ; (■) - 4170, 0.75, 3.0 .

2) Ускорение силы тяжести (g).

Наиболее точные определения силы тяжести получают из наблюдений визуально-двойных звезд. Если паралакс велик и хорошо определен, то можно найти массы компонентов и по известным массе и радиусу звезды вычислить g . Однако на практике чаще всего приходится использовать косвенные методы определения g . Коротко остановимся на основных спектроскопических методах.

К изменению g достаточно чувствителен бальмеровский скачок, однако в спектрах холодных звезд он перестает быть индикатором давления. Уже в звездах поздних подклассов F (~ 6500 К) этому препятствуют множество линий металлов. Чувствительность к g линий водорода использована в качестве одного из классических индикаторов светимости звезд ранних спектральных классов. Сравнение расчетных профилей с наблюдаемыми дает возможность найти g . Наши исследования показали, что H_{α} недостаточно чувствительна к изменениям g в BaII звездах (рис.14.). В спектрах относительно холодных звезд линии H и K CaII, CaI $\lambda 4227$ Å, D NaI и b MgI имеют довольно сильные крылья вследствие уширения давлением. Чувствительность эквивалентных ширин D NaI $\lambda 5890$ Å и $\lambda 5896$ Å к изменению ускорения силы тяжести с уменьшением g ослабевает, так как уменьшается уширение линий вследствие давления. Обширные исследования звезд спектрального класса K фотографическим методом по линиям D NaI и b MgI опубликовал Керель де Стробель (1966).

Измерение g по слабым или умеренно сильным линиям основано на сравнении линий в двух стадиях ионизации. Ускорение силы тяжести в модели подбирают так, чтобы содержание, полученное по нейтральным и ионизованным линиям, совпало.

И наконец, ускорение силы тяжести на поверхность звезды можно

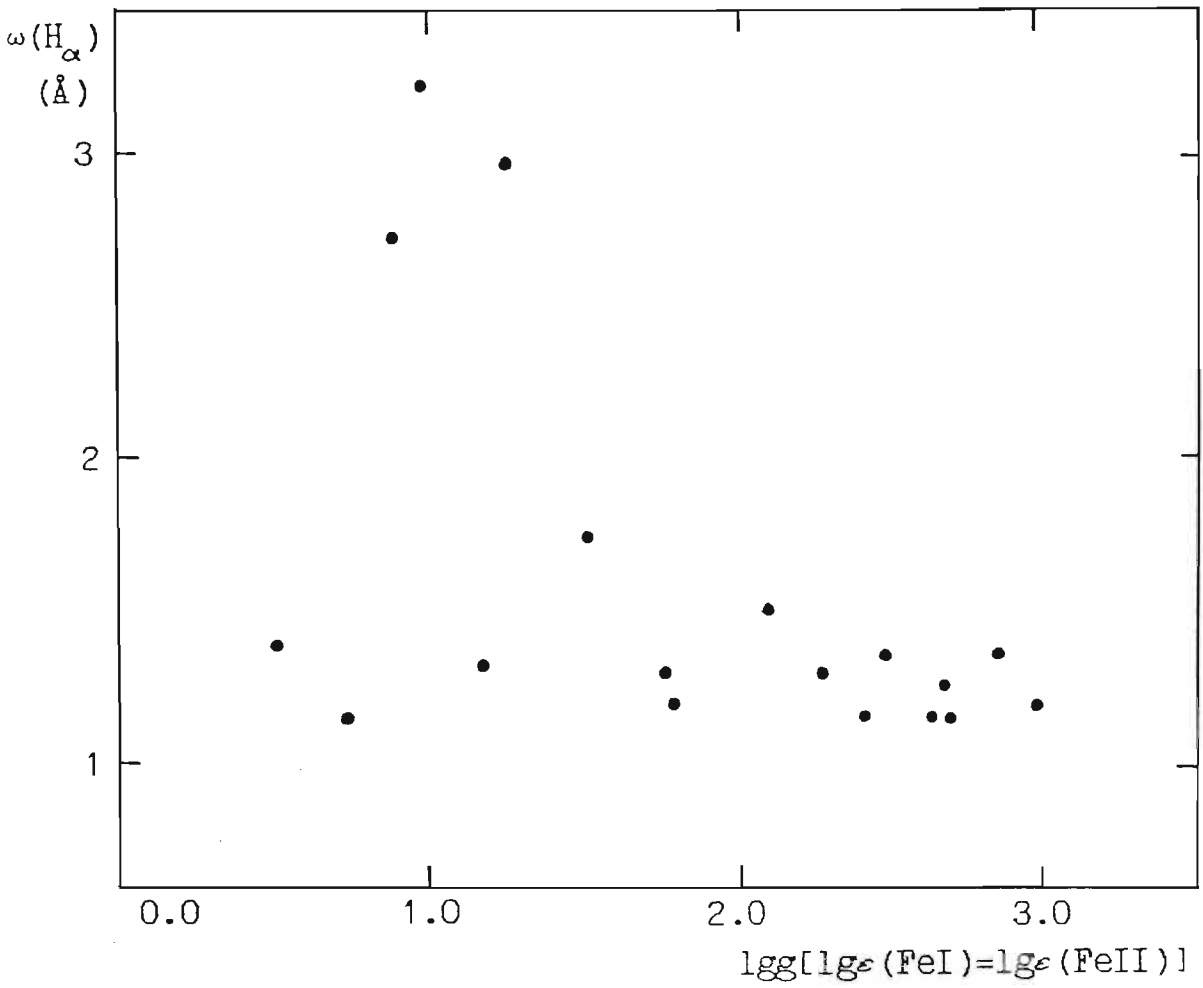


Рис.14. Зависимость эквивалентной ширины H_α от ускорения силы тяжести в атмосфере звезды ($\lg g$).

вычислить из соотношения:

$$\lg g = 4 \lg T_{\text{eff}} + 0.4(M_V + \text{B.C.}) + \lg(m/m_\odot) - 12.51 \quad (2.9)$$

связывающего основные физические параметры звезд, где постоянная 12.51 отражает принятые солнечные значения $T_{\text{eff}} = 5770$ К и $\lg g = 4.44$.

Опыт, накопленный исследователями BaII звезд следующий: большинство отдает предпочтение методу, основанному на условии ионизационного равновесия для нейтрального и ионизованного железа (также Ti, V): Снеден и др. (1981), Смит (1984), Ковач (1985). Пичачовски (1977) определяла g по профилям линии MgI b, а Смит и Санцеф (1987) - из соотношения (2.9).

Нами был выбран метод определения g из условия ионизационного равновесия для FeI и FeII. В большинстве случаев рассматривалось и условие ионизационного равновесия для титана и хрома. На плоскости $T_{\text{eff}} - \lg g$ определялись линии, вдоль которых выполняется ионизационное равновесие для данного элемента, затем по известному значению T_{eff} определялось $\lg g$. Как правило, линии ионизационного равновесия для Fe и Ti в пределах ошибок согласуются, однако, встречались случаи существенного отличия для Cr (рис.15.). Такое поведение Cr, видимо, следует объяснять следующими причинами:

- 1) Небольшим количеством используемых линий нейтрального хрома и, следовательно, возросшей ролью систематических ошибок измерения линий;
- 2) Существенно различающимся средними потенциалами возбуждения для линий нейтрального и ионизованного хрома, см. Ключкова и Панчук (1987);
- 3) Невысокой точностью шкалы сил осцилляторов для Cr и ее нуль-пункта.

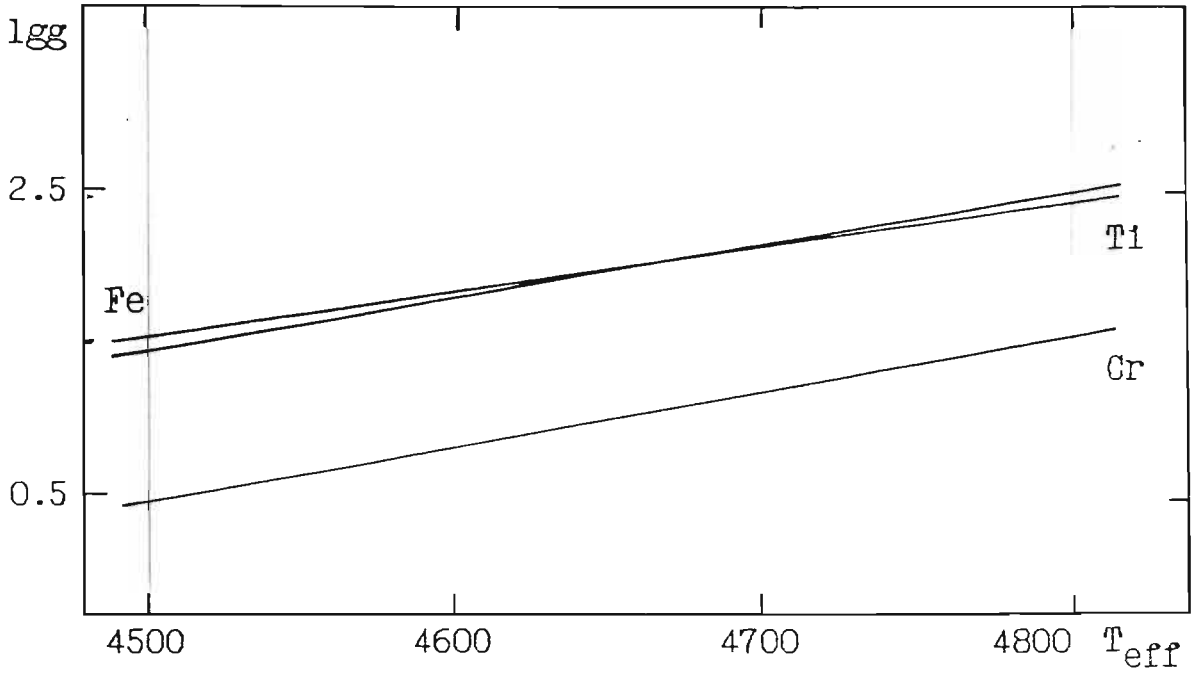


Рис.15. Линии ионизационного равновесия для железа, титана и хрома (звезда HD16458).

Определение g из условия ионизационного равновесия может привести к систематическим ошибкам возникающим по следующим причинам. Как показано в работе Руланда и др. (1980) не-ЛТР эффекты приводят к несколько отличающимся содержаниям данного элемента, определяемым в ЛТР приближении по линиям с различным потенциалом возбуждения.

Стинбук (1985) показывает, что разница содержания, получаемая в ЛТР-расчетах по FeI и FeII для K гигантов может достиг 0.2-0.3 dex. Если не-ЛТР эффекты значительны также в атмосферах звезд нашей выборки, они могут привести к систематическому занижению g , т.к. этот параметр атмосферы мы определяем из условия равенства $lg\epsilon(\text{FeI}) = lg\epsilon(\text{FeII})$.

Чтобы оценить величину не-ЛТР эффектов, мы должны понять механизм, лежащий в его основе. Не-ЛТР расчеты ионизационного баланса FeI и FeII, выполненные с использованием наблюдаемых УФ потоков для F-сверхгигантов Боярчуком и др. (1985) и субкарликов солнечно-го типа Бикмаевым и др. (1990), показали, что в атмосферах этих звезд происходит дополнительная ионизация (по отношению к случаю ЛТР) нейтральных атомов железа, которая приводит к ослаблению интенсивностей линий FeI и систематическому занижению определяемых по этим линиям содержаний. Дополнительная ионизация (сверхионизация) пропорциональна разности температур $T_{\text{rad}} - T(\tau)$ (см. Боярчук и др., 1985), где $T(\tau)$ - локальная температура на данной оптической глубине, T_{rad} - температура, соответствующая УФ-потоку, выходящему из глубоких слоев. Эта разность температур увеличивается с высотой в атмосфере. Поэтому линии, образующиеся в среднем на разной высоте (с разными потенциалами возбуждения χ) будут по-разному подвержены сверхионизации. Это важно для дальнейших рассуждений, т.к. означает, что причина, ведущая к расогласован-

ности содержания по FeI, FeII и по линиям с разным потенциалом возбуждения одна и та же.

Вернемся к рис.10. Видно, что T_{eff} и T_{CHN} для большинства звезд отличаются несущественно, т.е. разница содержания, определяемого по линиям с низким и высоким потенциалом возбуждения в ПТР приближении, в среднем меньше 0.1 dex. Это, видимо, означает, что сверхионизация в атмосферах бариевых звезд незначительна и не может привести к систематической ошибке определения g , выходящей за пределы точности метода.

Для дополнительного контроля корректности метода определения g из условия ионизационного равновесия (отсутствия систематических ошибок), мы использовали также независимый метод определения g из соотношения (2.9). Мы использовали абсолютные величины M_V звезд программы, определяемые по величине эмиссии H CaII (Вилсон, 1976) и оценки средней массы бариевых звезд (Кулвер и Ианна, 1976; Кулвер и др., 1977; Эгген, 1972). Для каждой звезды, именной определения M_V , мы вычислили lgg для двух значений массы: $1M_{\odot}$ и $5M_{\odot}$. Результаты расчета приведены на рис.16. Видно, что не существует значительного систематического различия между lgg , определяемого двумя независимыми методами.

По нашим оценкам, ошибки в определении lgg не превышают ± 0.3 . Проводились исследования влияния такой неопределенности на расчетное содержание разных элементов. Определялось насколько меняется $[E/Fe]$ если увеличить (снизить) lgg на 0.3, остальные параметры оставляя прежние. Результаты расчета представлены на рис.17.

3) Микротурбулентная скорость (ξ_t).

Движение газа в фотосфере (турбулентность) влияет на профили спектральных линий посредством эффекта Доплера. При изучении

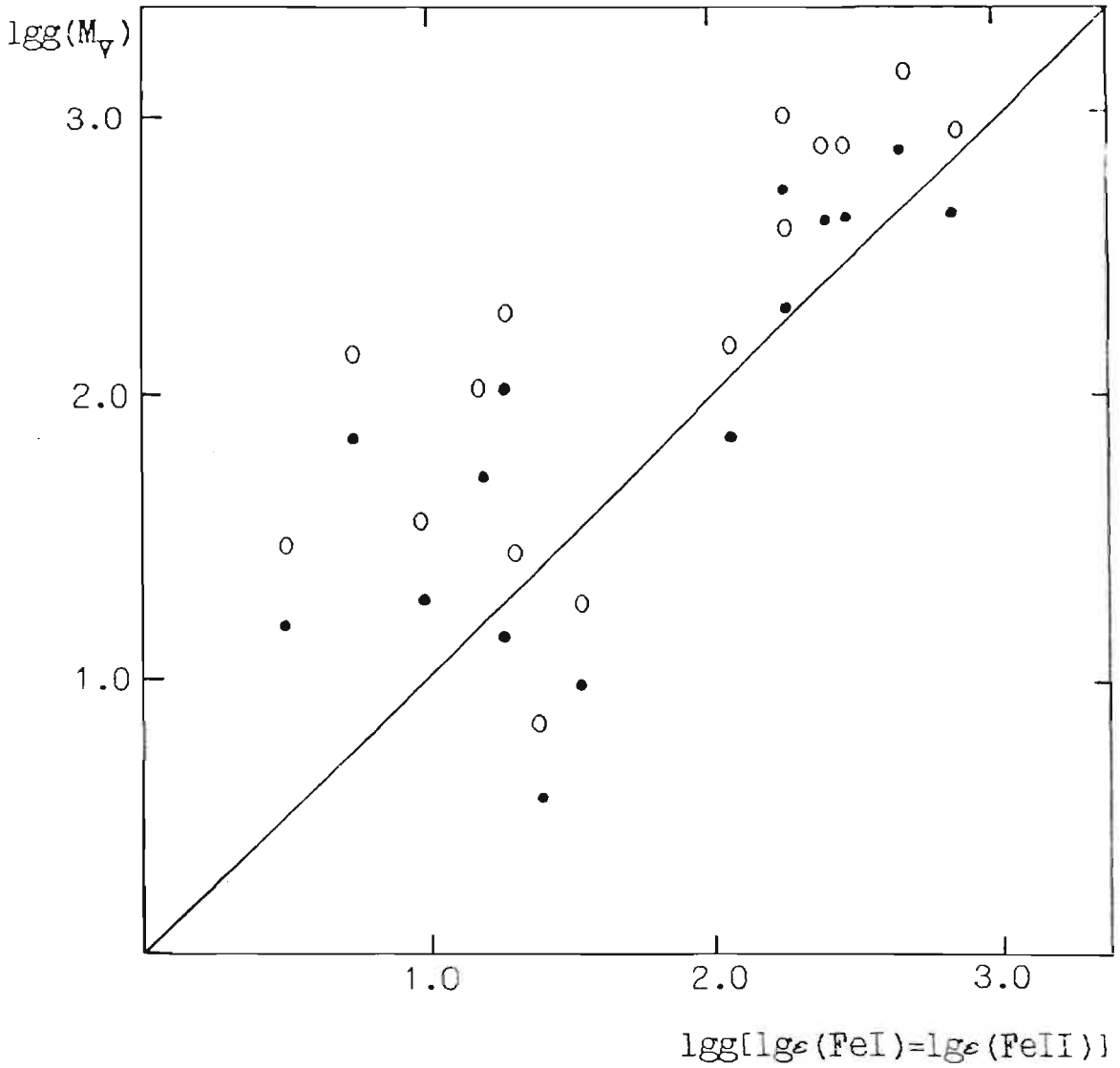


Рис. 16. Сопоставление результатов расчета $\lg g$ из условия ионизационного равновесия и соотношения (2.9): (●) - $1m_{\odot}$; (○) - $2m_{\odot}$.

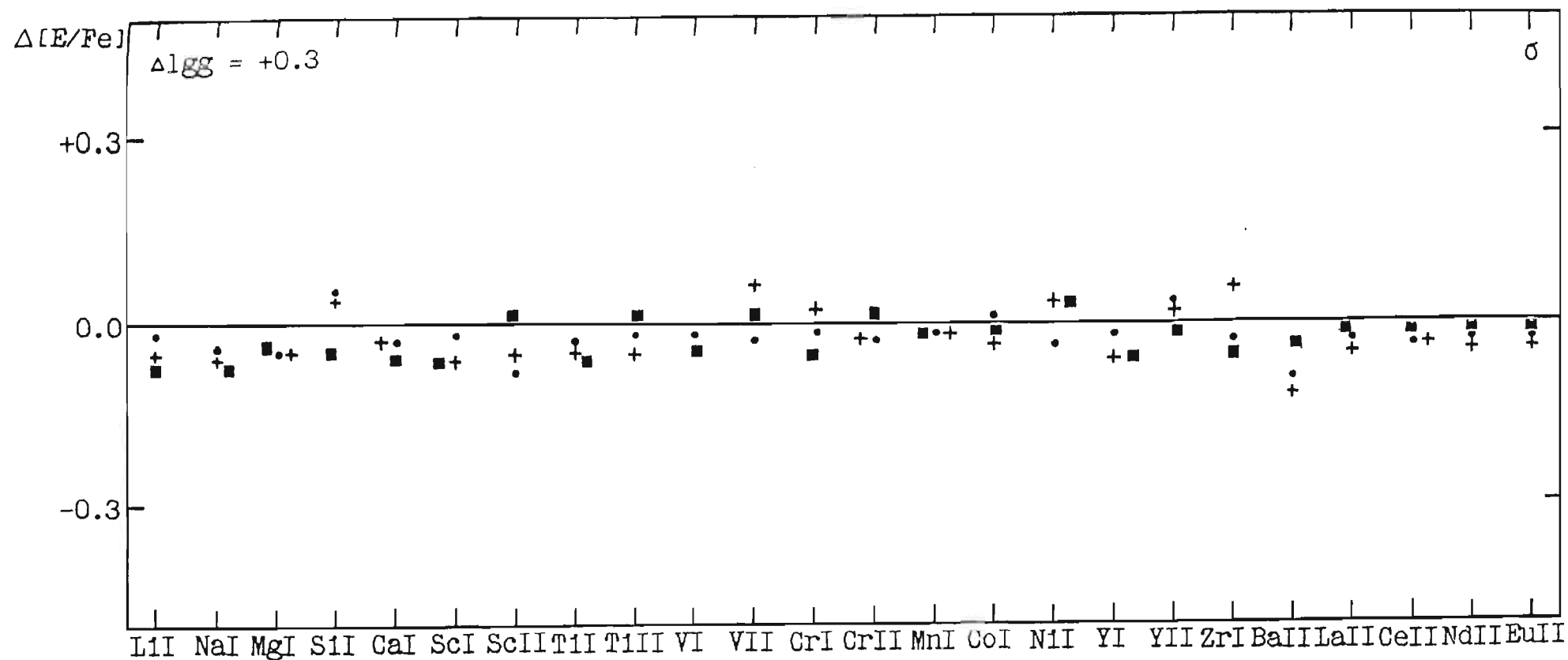


Рис.17. Результаты исследования влияния неопределенности в определении $\lg g$ на расчетное содержание химических элементов для разных моделей ($T_{\text{eff}}, \lg g, \xi_t$): (●)- 4950, 2.4, 3.0; (+)- 4530, 2.5, 2.5; (■)- 4170, 0.75, 3.0 .

спектров звезд приходится использовать одно из следующих альтернативных приближений:

- 1) размер турбулентного элемента мал по сравнению со средней длиной свободного пробега фотона;
- 2) размер турбулентного элемента велик по сравнению со средней длиной свободного пробега фотона.

Эти предельные случаи называют соответственно микротурбулентностью и макротурбулентностью. Турбулентные движения всегда уширяют спектральные линии. Для слабых линий микротурбулентность нельзя отличить от макротурбулентности, т.е. влияние турбулентности всех характерных размеров одинаково (см. Грей, 1980).

Прямой способ определения микротурбулентной скорости основан на Фурье-анализе профилей линий в спектрах с высоким разрешением ($\Delta\lambda \approx 0.1 \text{ \AA}$). Однако таких наблюдений мало. Микротурбулентную скорость мы определили общепринятым методом, основывающимся на условии независимости содержания элемента от эквивалентной ширины линий. Были использованы слабые и умеренно сильные линии ($\omega \leq 200 \text{ m\AA}$) нейтрального железа. Такой выбор связан с тем, что, во-первых, линий железа, отобранных для анализа, достаточно много (~ 50), во-вторых, для данного элемента имеется наиболее надежные определения для осцилляторов, в-третьих, только линии железа достаточно равномерно заполняют используемый диапазон эквивалентных ширин. Для каждой линии при различных значениях ξ_t вычислялись значения содержания железа $\lg \epsilon(\text{Fe})$. Модельное значение определялось из условия независимости $\lg \epsilon(\text{Fe})$ от ω , в качестве иллюстрации приводим рис. 18. Как правило, параллельно проводились определения микротурбулентной скорости также по нейтральным линиям титана и ванадия. Систематических отличий ξ_t от элемента, привлекаемого в анализе, не было замечено.

По нашей оценке ошибка определения ξ_t в среднем составляет ≈ 0.5 км/с. Были проведены исследования влияния такой неопределенности на содержания разных элементов. Для трех звезд с разными температурами (и g), определялось, насколько меняется $[E/Fe]$, если увеличить (снизить) ξ_t на 0.5 км/с, оставляя другие параметры атмосфер прежними. Результаты расчета представлены на рис.19. Вид-

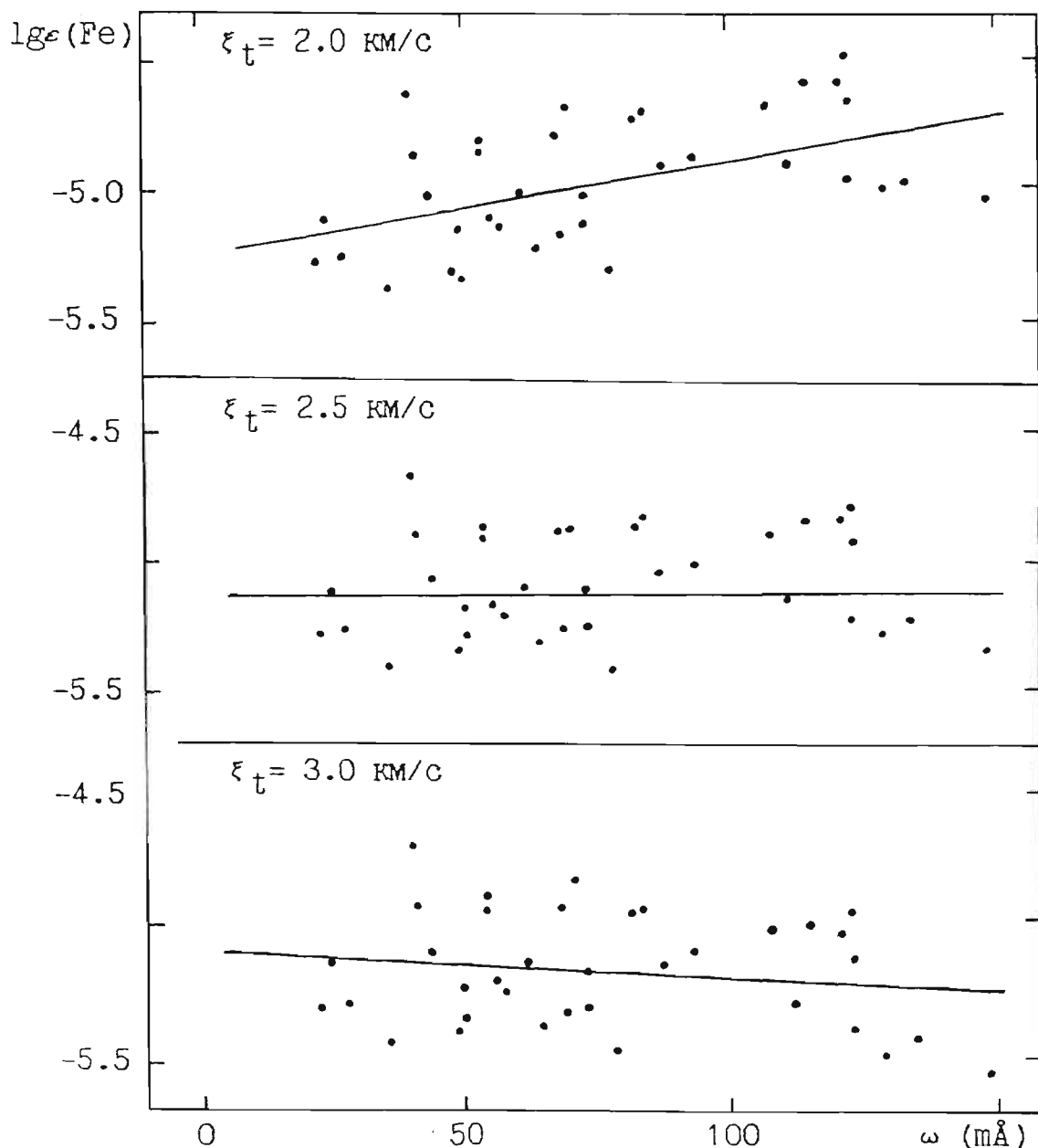


Рис.18. Иллюстрация метода определения микротурбулентной скорости (ξ_t) из условия независимости содержания железа $\lg \epsilon(\text{Fe})$ от эквивалентной ширины линий для HD184687

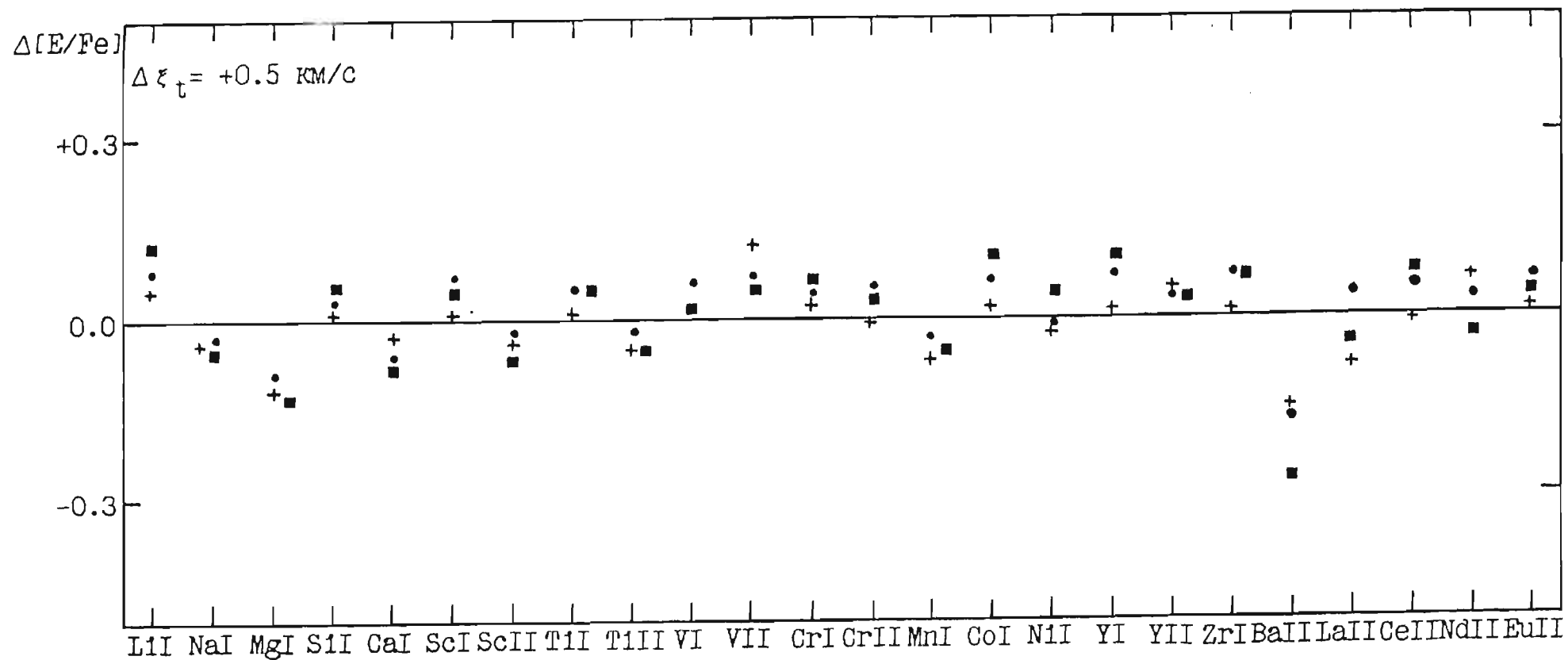


Рис.19. Результаты исследования влияния неопределенности в определении ξ_t на расчетное содержание химических элементов для разных моделей $(T_{\text{eff}}, \lg g, \xi_t)$: (●) - 4950, 2.1, 3.0; (+) - 4530, 2.5, 2.5; (■) - 4170, 0.75, 3.0.

но, что ошибки содержания для любого элемента не превосходят 0.1 dex. Исключение составляет Ba, у которого неопределенность $\Delta \xi_t = 0.5$ км/с для более холодной модели, приводит к ошибке содержания $\Delta [Ba/Fe] = 0.27$ dex.

Анализ химического состава атмосфер бариевых звезд проводился на ЕС-1035 САО АН СССР по программе WIDTH6 с использованием сетки моделей атмосфер Белла и др. (1976), охватывающей диапазон температур от 3750 до 6000 К и ускорений сил тяжести lgg от 0.75 до 3.00. Вопрос о правомерности применения к бариевым звездам сетки моделей, рассчитанных для солнечной кривой распространенности химических элементов, специального ниже не исследовался. Но так как даже завышенное на порядок содержание элементов s-процесса принципиально не меняет вид спектра, т.е. вклад от этих элементов в бланкетирующий эффект мал, мы остановились на этих моделях. Чтобы избежать ошибок, связанных с неопределенностями теоретического описания сильных линий, были использованы линии с $\omega \leq 200$ мÅ. Ограничиваясь лишь слабыми и умеренными по эквивалентной ширине линиями т.е. теми, которые образуются глубоко в атмосфере можно надеяться, что анализ будет мало чувствителен к поведению температуры в верхних слоях атмосферы.

Процедура определения содержания состояла из следующих этапов:

- 1) Определялась эффективная температура и оценивался lgg (по зависимости T_{eff} от lgg , построенной по литературным данным для BaII звезд);
- 2) Для принятых T_{eff} и lgg по четырем моделям сетки BEGN линейно интерполировалась соответствующая модель;
- 3) Определялась микротурбулентная скорость ξ_t ;
- 4) Для принятых T_{eff} и ξ_t определялся lgg ;

5) Окончательное содержание установлено с привлечением ближайших по металличности моделей, линейно интерполированных в сетке моделей по установленным $T_{\text{eff}}, \lg g$ и ξ_t .

Были проведены исследования влияния неопределенностей в выборе металличности модели $\Delta[Z]_M = \mp 0.5$ на расчетное содержание разных элементов. Результаты расчета приведены на рис.20. Видно, что ошибка содержания $\Delta[E/Fe]$ не превосходит 0.15 dex, а для большинства элементов даже в два раза меньше.

Анализ химического состава атмосфер звезд программы проведен дифференциальной методикой относительно нормального гиганта ϵ Vir (G8III) по формуле

$$[E/H] = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n [\lg \epsilon_i(E) - \lg \epsilon_i(E)_{\epsilon\text{Vir}}] \quad (2.10)$$

где $\lg \epsilon_i(E)$ - содержание элемента E относительно водорода, полученное по линии i, n - число линий данного элемента. Такой подход позволяет снизить влияние ошибок сил осцилляторов, а также некоторые эффекты модельного приближения на конечный результат - содержание элементов. Кроме того, дифференциальный анализ относительно ϵ Vir, которая по параметрам атмосферы (структуре атмосферы) близка звездам нашей выборки, должен частично устранить не-ЛТР эффекты (Руланд и др., 1980; Томкин и Ламберт, 1983).

Все расчеты химического состава проводились в неизменной шкале сил осцилляторов $\lg gf$. Для линий FeI и FeII мы использовали сведения из работ Боярчука и Саванова (1985, 1986), для линий других элементов - по возможности также высокоточные лабораторные определения, собранные в списке В.Г.Клочковой. Так как анализ дифференциальный, требования к точности не столь высокие, как при абсолютном анализе.

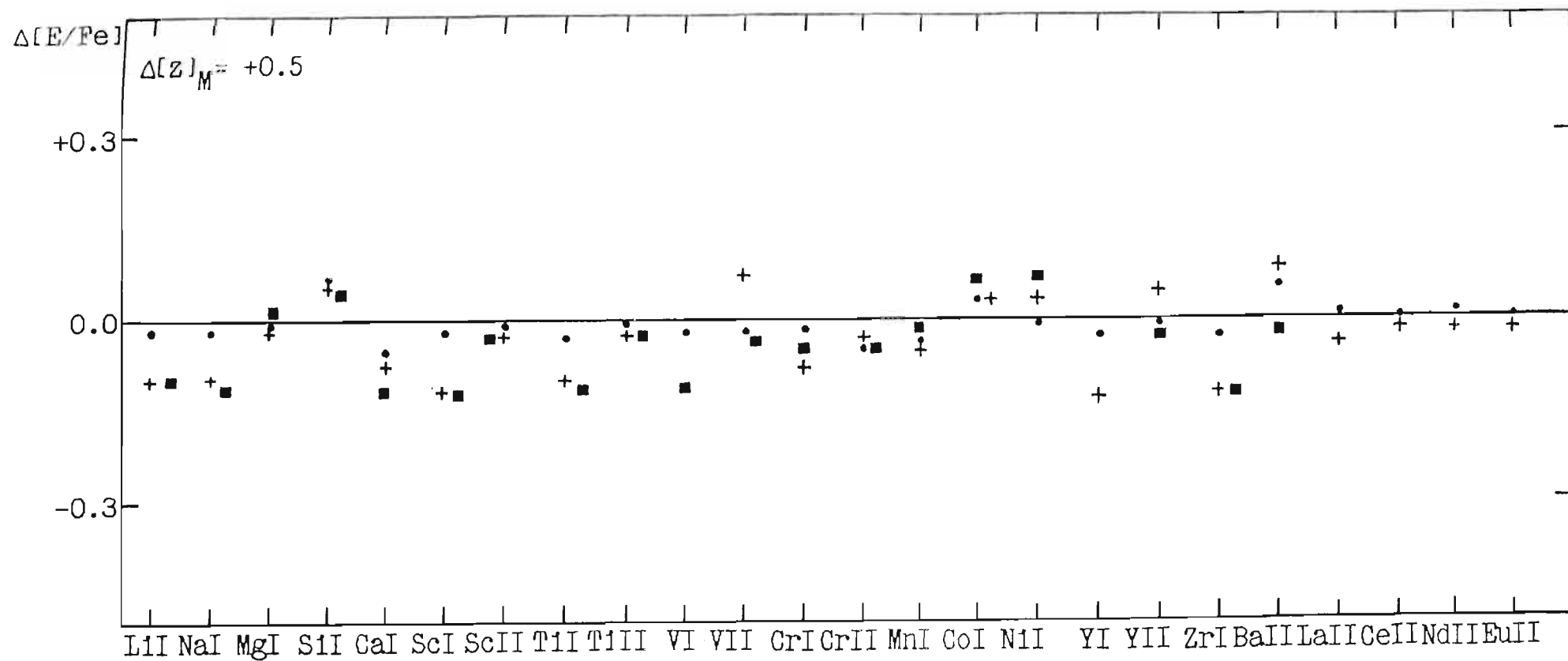


Рис.20. Результаты исследования влияния неопределенности в выборе металличности модели $\Delta[z]_M = \pm 0.5$ на расчетное содержание химических элементов для разных моделей $(T_{eff}, \lg g, \xi_t)$: (●) - 4950, 2.4, 3.0; (+) - 4530, 2.5, 2.5; (■) - 4170, 0.75, 3.0.

Выше были приведены результаты расчета влияния неточностей определения параметров атмосфер на $[E/Fe]$, т.е. содержание элемента E относительно ϵ_{Vir} , нормированного к солнечному содержанию железа. Основные выводы этого анализа можно сформулировать следующим образом:

- 1) Неточность определения T_{eff} приводит к наибольшим ошибкам определения $[E/Fe]$, для некоторых элементов достигающих ~ 0.3 dex. Но не следует забывать, что T_{eff} и g не являются независимыми параметрами. Определяя lgg из условия ионизационного равновесия, мы фиксируем этот параметр для конкретной температуры, т.е. ошибка в T_{eff} приводит затем к систематической ошибке в lgg . Рассмотрение линий ионизационного равновесия для всех звезд выборки (рис.21.) показывает, что коэффициенты наклона этих линий близки. В частности, приросту $T_{eff} = +150$ K соответствует прирост $lgg \approx 0.5$. Так как прирост lgg , как правило, ведет к уменьшению $[E/Fe]$, а прирост T_{eff} к увеличению - результирующая максимальная ошибка снижается по крайней мере до 0.2 dex (рис.22.);
- 2) Ошибка в определении параметров, в основном, не приводит к заметному искажению формы кривой распространенности, происходит изменение нуля-пункта.

Если предположить, что параметры атмосферы определены абсолютно точно, то останутся ошибки $\Delta[E/Fe]$, определяемые случайными ошибками измерения эквивалентных ширин. Анализ этих ошибок будет приведен в следующей главе.

Однородный наблюдательный материал высокого качества, унифицированный метод обработки и расчета и тщательное изучение влияния различных ошибок позволяет ожидать хорошую точность определения химического состава.

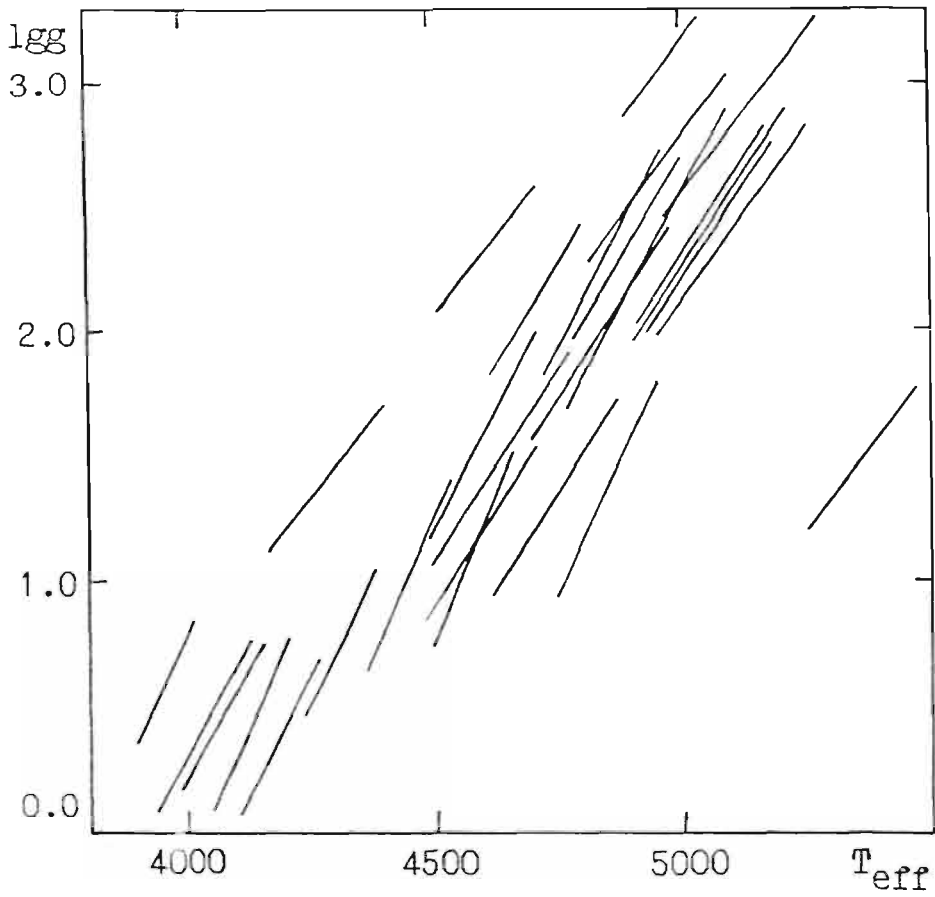


Рис.21. Линии ионизационного равновесия $\lg \epsilon(\text{Fe I}) = \lg \epsilon(\text{Fe II})$ для звезд нашей выборки.

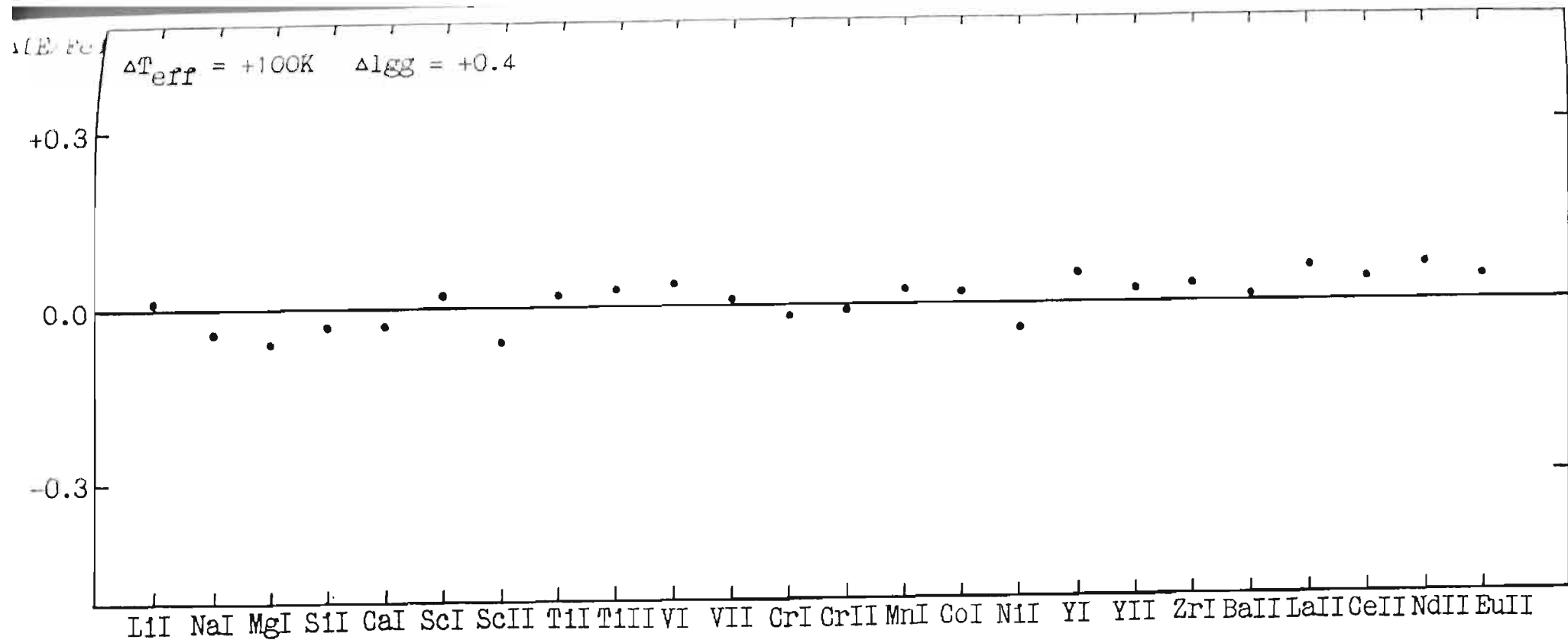


Рис.22. Результаты исследования совместного влияния неопределенности в определении T_{eff} и $\lg g$ (на линии ионизационного равновесия) на расчетное содержание химических элементов для модели $(T_{\text{eff}}, \lg g, \xi_t) = (4950, 2.4, 3.0)$.

III. РЕЗУЛЬТАТЫ АНАЛИЗА ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА АТМОСФЕР БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД

3.1. ЗВЕЗДЫ СРАВНЕНИЯ

Как правило, содержание элементов в атмосфере звезды определяется относительно солнечного:

$$[E/Fe] = \{lg\varepsilon_*(E) - lg\varepsilon_*(Fe)\} - \{lg\varepsilon_\odot(E) - lg\varepsilon_\odot(Fe)\} \quad (3.1)$$

или

$$[E/H] = lg\varepsilon_*(E) - lg\varepsilon_\odot(E) \quad (3.2)$$

где, $lg\varepsilon(E)$ - содержание ядер данного элемента по отношению к водороду. Если объектами исследования являются звезды более высокой светимости, предпочтительнее в качестве стандарта подобрать звезду солнечного химического состава, но близкую по параметрам атмосфер к объектам исследования. Кроме преимуществ, перечисленных выше, это позволяет использовать для анализа одну и ту же выборку линий.

Нами в качестве звезд сравнения были выбраны два нормальных гиганта: ε Vir(G8III) и 72Cyg(K0.5III). ε Vir в качестве стандарта в спектроскопических исследованиях используется традиционно (см., например, Пилячовски, 1977; Смит, 1984). Химический состав ε Vir исследовался неоднократно (Керель и Керель, 1963; Керель и др., 1977; Ламберт и Рис, 1981). Керель с соавторами (1963, 1977) получили солнечную металличность. Ламберт и Рис (1981) получают несколько повышенное содержание железа $[Fe/H] = + 0.21$, однако следует отметить, что они пользуются температурами возбуждения, поэтому получают T_{eff} , несколько завышенные относительно наших.

Метод инфракрасных потоков дает для ϵ Vir $T_{\text{eff}} = 5130$ К (Белл и Густафсон, 1989), что на 170 К ниже использованной Ламбертом и Рисом. Согласно нашим исследованиям (см. Зач, 1989б) ошибка в эффективной температуре $T_{\text{eff}} = +150$ К, влечет за собой ошибку в определении содержания железа $\lg \epsilon(\text{Fe}) = +0.14$. Поэтому, повышенное содержание железа в этой работе, видимо, носит методический характер.

Мы провели подробные исследования химического состава атмосфер ϵ Vir и 72Cyg. Обработка и расчет содержания на всех этапах не отличался от стандартного для выборки бариевых звезд. В качестве эффективных температур были использованы T_{eff} , полученные методом инфракрасных потоков. Было проведено сравнение содержания элементов ϵ Vir и 72Cyg с солнечным.

Определение солнечного содержания элементов - самостоятельная задача со своими проблемами и ей посвящены специальные исследования (см., например, Боярчук и Саванов, 1985; Рикалук, 1987). В нашем случае важно не абсолютное значение содержания элементов в атмосфере Солнца, а значение, получаемое в рамках используемого наблюдательного варианта и моделей атмосфер. Мы использовали полученные И.Ф. Бикмаевым две спектрограммы неба - солнечного света, рассеянного в земной атмосфере. Спектры получены в же наблюдательном варианте, что и вся программа. Обработка и анализ спектрограмм стандартное (см. 2.1). Для расчета содержания элементов использована Солнечная модель атмосферы Белла и др. (1976). Среднее содержание элементов ϵ Vir и 72Cyg относительно солнечного представлено на рис. 23.

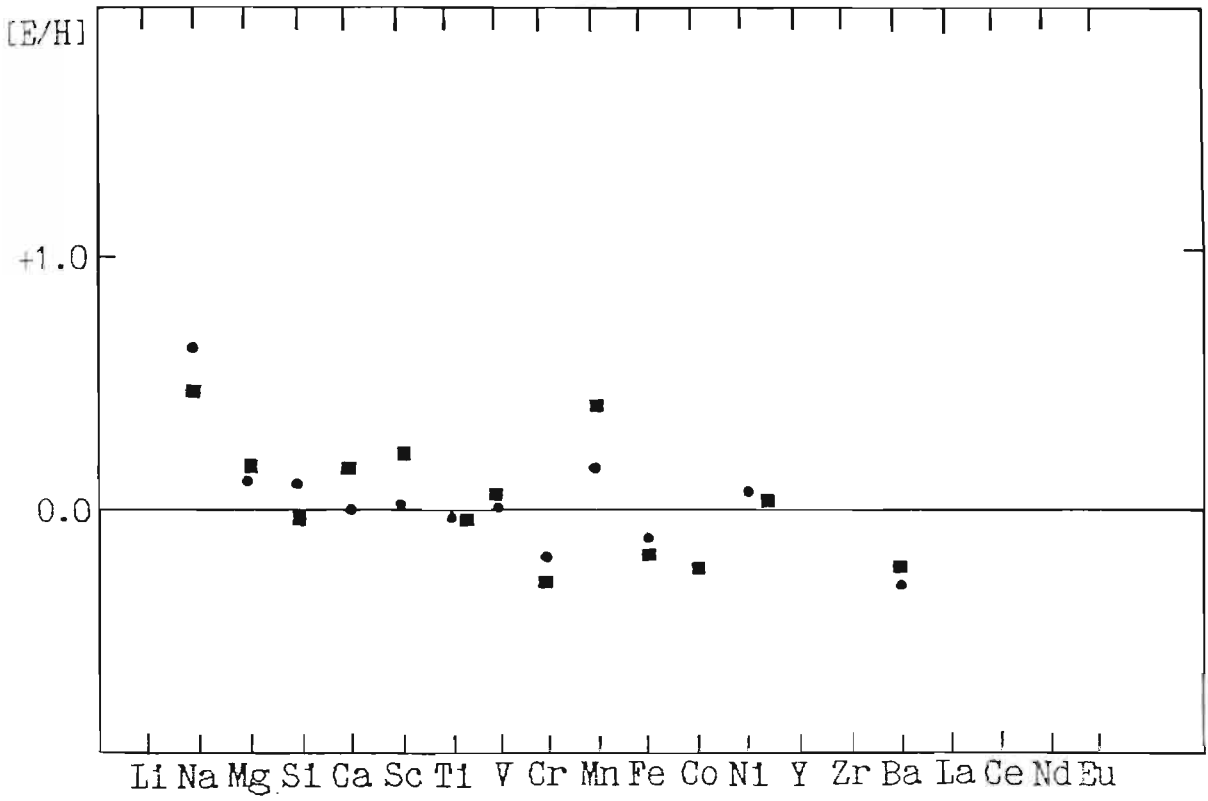


Рис.23. Среднее содержание химических элементов в атмосферах ϵ Vir (●) и 72Cyg (■) относительно солнечного.

3.2. ИНДИВИДУАЛЬНЫЕ КРИВЫЕ РАСПРОСТРАНЕННОСТИ ЭЛЕМЕНТОВ

По изложенной методике было определено содержание двадцати элементов (от Li до Eu) в атмосферах всех звезд программы. Содержания, рассчитанные по каждой отдельной линии ($\lg \epsilon_1(E)$, $\lg \epsilon(H) = 0.0$) приведены в Приложении (Зач ,1989б в ;1990). В табл.5. приводим среднее содержание каждого элемента относительно ϵ_{Vir} , нормированные к содержанию железа в атмосфере Солнца - $[E/Fe]_{\epsilon_{Vir}}$ и среднеквадратичное уклонение (σ) определения содержания элемента по одной линии, характеризующее внутреннюю точность определения химического состава и определяемое в дифференциальном анализе в основном случайными ошибками измерения эквивалентных ширин:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum [E_1/Fe] - [E/Fe]}{n}} \quad (3.3)$$

Среднеквадратичное уклонение характеризует внутреннюю точность определения химического состава в предположении, что параметры атмосфер определены абсолютно точно. Как видно из табл.5., в большинстве случаев σ не превосходит 0.25 dex. Точность с этого значения содержания любого элемента, естественно, зависит от числа линий, привлеченных к анализу и может характеризоваться величиной σ/\sqrt{n} , где n - число линий. Например, в случае анализа спектра атомов железа ($n \sim 40$) ошибки среднего несколько раз меньше максимальной ошибки, возникающей из-за неточностей определения параметров атмосфер, а для элементов с небольшим количеством линий ($n = 2-3$) величины ошибок практически совпадают.

Табл.5. Параметры атмосфер и средние содержания химических элементов исследованных звезд. Приведены также среднеквадратичные отклонения и число линий.

[E/Fe]	HD3712		HD9138		HD12533		HD13611	
T_{eff}	4610		4125		4340		5050	
$\lg g$	1.2		0.75		0.5		2.3	
ξ_t	3.0		2.5		3.0		3.0	
Li	-0.39	1	-0.52	1	-	-	+0.56	1
Na	+0.06	2	+0.02	2	+0.14	2	-0.13	2
Mg	-0.29	2	+0.09	2	-0.25	2	+0.32	1
Si	+0.11±0.04	4	+0.07±0.40	4	+0.27±0.35	5	+0.17±0.10	3
Ca	-0.23±0.21	6	+0.19±0.58	6	-0.10±0.26	5	-0.21±0.25	4
Sc	-0.23±0.25	9	+0.12±0.42	9	-0.06±	10	+0.01±0.27	8
Ti	-0.14±0.25	27	+0.21±0.24	23	+0.11±0.20	22	-0.01±0.22	20
V	-0.20±0.13	16	+0.23±0.21	15	+0.05±0.17	15	+0.03±0.14	12
Cr	-0.12±0.27	10	+0.15±0.27	11	+0.01±0.20	9	-0.01±0.21	9
Mn	-0.29±0.33	6	+0.07±0.18	5	+0.20±0.22	4	-0.10±0.23	3
[Fe/H]	-0.04±0.22	54	-0.75±0.23	52	-0.40±0.21	43	-0.31±0.23	48
Co	-0.21±0.23	6	-0.01±0.31	5	-0.19±0.19	6	-0.08±0.28	6
Ni	-0.13±0.19	8	-0.09±0.24	9	+0.05±0.27	9	+0.13±0.10	6
Y	+0.07±0.39	3	-0.23±0.39	4	+0.20±0.23	3	+0.38	1
Zr	-0.48±0.25	5	-0.42±0.32	6	+0.13±0.34	3	+0.01±0.20	4
Ba	-0.08±0.11	3	-0.47±0.20	3	-0.14	2	+0.44	2
La	+0.05±0.15	3	-0.27±0.19	3	-0.17	2	+0.37	2
Ce	-0.30	1	-0.30	1	+0.03	1	-	-
Nd	-0.01±0.14	3	+0.03±0.11	3	0.00	2	+0.06±0.15	3
Eu	-0.56	2	-0.22	2	-0.03	1	-0.05	2

Табл.5. (продолжение I)

[E/Fe]	HD15694	HD16458	HD31767	HD46407
T_{eff}	4420	4720	4290	5000
$\lg g$	1.2	3.0	1.3	2.1
ξ_t	3.5	2.5	3.0	3.5
Li	-0.33	-0.36	-0.66	+0.09
Na	-0.27	-0.52	-0.01	-0.17
Mg	-0.16	-0.38	+0.19	-0.19
Si	+0.01±0.20 4	+0.22±0.16 4	+0.21±0.02 3	-0.20±0.25 4
Ca	-0.29±0.28 5	-0.06±0.18 5	+0.11±0.29 6	-0.06±0.22 6
Sc	+0.28±0.41 6	-0.08±0.28 7	+0.04±0.23 5	-0.18±0.27 10
Ti	-0.03±0.22 22	+0.10±0.27 23	-0.08±0.31 23	-0.02±0.22 22
V	-0.08±0.20 14	0.00±0.20 15	-0.17±0.18 14	-0.06±0.19 13
Cr	-0.01±0.23 10	+0.10±0.28 10	0.00±0.37 10	+0.08±0.18 11
Mn	-0.16±0.22 5	-0.11±0.25 5	-0.01±0.18 6	-0.13±0.22 4
[Fe/H]	+0.11±0.19 55	-0.30±0.21 46	-0.25±0.19 59	+0.13±0.17 50
Co	-0.06±0.14 4	0.00±0.30 5	-0.16±0.20 6	-0.16±0.21 6
Ni	-0.03±0.12 8	-0.15±0.15 7	-0.14±0.29 10	-0.05±0.19 10
Y	-0.34±0.42 3	+0.93±0.27 3	+0.03±0.36 3	+0.76±0.15 3
Zr	-0.23±0.39 5	+0.31±0.24 4	-0.85±0.31 6	+0.55±0.21 5
Ba	-0.01±0.15 3	+1.51±0.07 3	+0.18±0.34 3	+1.34 2
La	+0.33±0.20 3	+1.14 2	+0.01±0.40 3	+0.91 2
Ce	-0.07 1	+0.91 1	-0.38 1	+0.59 1
Nd	+0.35±0.15 3	+1.29 2	+0.13±0.38 3	+1.01 2
Eu	-0.47 2	-0.01 1	-0.46 2	+0.14 2

Табл.5. (продолжение 2)

[E/Fe]	HD60898		HD65854		HD77247		HD83618	
T_{eff}	4610		5040		5000		4360	
lgg	1.4		2.4		2.1		1.3	
ξ_t	3.2		2.5		3.0		2.3	
Li	-		-0.24	1	-0.13	1	-0.05	1
Na	-0.50	2	-0.36	2	-0.15	2	-0.46	1
Mg	-0.66	2	-0.27	2	-0.07	2	0.00	2
Si	+0.01±0.35	5	-0.03±0.22	4	-0.06±0.26	3	-0.24±0.21	4
Ca	-0.40±0.19	6	-0.09±0.21	6	-0.16±0.11	5	-0.02±0.13	6
Sc	-0.23±0.22	7	-0.15±0.24	7	0.00±0.20	9	-0.04±0.31	9
Ti	-0.29±0.25	20	-0.09±0.21	27	-0.01±0.18	22	-0.13±0.17	20
V	-0.29±0.17	14	-0.10±0.19	16	-0.11±0.12	15	-0.07±0.17	16
Cr	+0.13±0.22	11	-0.10±0.17	13	0.00±0.19	12	-0.25±0.28	12
Mn	-0.44±0.20	5	-0.10±0.19	6	-0.10±0.12	5	-0.09±0.26	5
[Fe/H]	-0.09±0.17	46	+0.06±0.21	52	0.00±0.15	41	0.00±0.19	54
Co	-0.32±0.28	5	-0.28±0.16	7	-0.35±0.19	6	-0.27±0.16	7
Ni	-0.13±0.15	7	-0.24±0.18	9	-0.12±0.09	7	-0.12±0.19	9
Y	-0.19±0.40	3	+0.35±0.14	3	+0.04±0.25	3	-0.07±0.37	3
Zr	-0.30±0.23	5	-0.02±0.22	5	-0.16±0.14	5	-0.88±0.14	
Ba	-0.39	1	+0.75±0.20	3	+1.09	2	+0.59±0.13	3
La	-0.06±0.10	3	+0.49±0.15	3	+0.21	2	+0.06±0.17	3
Ce	-0.09	1	-		+0.27	1	-0.46	1
Nd	-0.20±0.18	3	+0.58±0.16	3	+0.35±0.10	3	-0.14±0.16	3
Eu	-0.45	2	-0.11	2	-0.28	2	-0.28	2

Табл.5. (продолжение 3)

[E/Fe]	HD101013		HD104979		HD130386		HD113226 -lgε(E)	
T _{eff}	5050		5000		4810		5130	
lgg	2.6		2.2		2.1		2.5	
ξ _t	3.0		2.6		2.5		2.5	
Li	+0.12	1	-0.32	1	-	-	10.99	1
Na	-0.45	2	-0.33	2	-0.63	1	5.36	2
Mg	-0.42	2	-0.14	2	-0.34	2	4.59	2
Si	-0.03±0.28	5	-0.04±0.15	4	+0.35±0.16	5	4.61±0.09	3
Ca	-0.24±0.23	7	-0.14±0.20	7	-0.23±0.15	7	5.83±0.19	5
Sc	-0.16±0.17	8	-0.08±0.18	9	-0.02±0.18	7	9.19±0.30	7
Ti	-0.05±0.22	24	-0.04±0.25	26	-0.04±0.19	25	7.20±0.26	22
V	+0.05±0.16	14	-0.05±0.09	15	+0.05±0.14	16	8.06±0.12	15
Cr	+0.02±0.20	10	+0.04±0.15	11	-0.05±0.21	13	6.56±0.35	12
Mn	-0.25±0.20	5	-0.29±0.14	5	+0.01±0.18	4	6.55±0.16	5
[Fe/H]	+0.20±0.17	50	-0.05±0.18	50	+0.01±0.19	57	4.76±0.22	60
Co	-0.20±0.18	7	-0.31±0.21	7	-0.17±0.17	5	7.24±0.25	7
Ni	-0.06±0.21	9	-0.05±0.20	9	-0.02±0.20	7	5.89±0.27	10
Y	+0.62±0.16	3	+0.12±0.32	4	+0.43±0.18	3	9.80±0.17	3
Zr	+0.70±0.25	6	+0.02±0.26	5	-0.34±0.18	5	9.25±0.20	4
Ba	+1.15±0.08	3	+0.93±0.10	3	+0.51	2	10.40	2
La	-0.84	2	+0.64±0.17	3	-0.02±0.12	3	10.74±0.18	3
Ce	-0.73	1	+0.42	1	-0.10	1	10.63	1
Nd	-0.74±0.10	3	+0.52	2	-0.13±0.17	3	10.63	2
Eu	+0.02	2	-0.08	2	-0.46	2	11.13	1

Табл.5. (продолжение 4)

HARPS

[E/Fe]	HD131670	HD139195	HD139409 [-0.5]	HD181053
T_{eff}	4920	5140	5015 5000	4885
lgg	2.5	2.7	3.2 2.8	2.1
ξ_t	2.7	3.0	3.2 2.0	3.3
Li	+0.05 1	-0.68 1	-0.24 1	-0.10 1
Na	-0.31 2	-0.12 2	-0.48 -0.23 2	-0.41 2
Mg	-0.35 2	-0.08 2	-0.16 +0.24 2	-0.40 2
Si	+0.12±0.07 5	+0.05±0.13 4	+0.17±0.21 ^{+0.20} 4	+0.07±0.16 4
Ca	-0.06±0.23 6	-0.08±0.19 6	+0.09±0.26 ^{+0.26} 7	+0.02±0.22 6
Sc	+0.13±0.20 9	-0.09±0.11 8	+0.17±0.23 ^{+0.04} 7	+0.11±0.17 9
Ti	+0.11±0.19 22	-0.04±0.20 24	+0.21±0.24 ^{+0.17} 27	-0.06±0.21 27
V	+0.22±0.25 17	-0.09±0.18 16	+0.23±0.20 ^{+0.18} 18	+0.01±0.15 17
Cr	+0.11±0.16 11	-0.10±0.25 11	+0.02±0.25 ^{-0.04} 14	-0.02±0.13 11
Mn	+0.06±0.19 5	-0.09±0.15 5	-0.51±0.14 ^{+0.16} 4	-0.23±0.12 5
[Fe/H]	-0.02±0.20 51	+0.26±0.19 56	-0.31±0.18 ^{-0.42} 45	-0.17±0.21 53
Co	-0.09±0.15 6	-0.16±0.25 7	-0.11±0.12 ^{+0.35} 6	-0.14±0.15 7
Ni	+0.05±0.25 9	-0.20±0.28 8	+0.09±0.13 ^{+0.07} 7	-0.08±0.22 10
Y	+0.49±0.17 3	+0.33±0.18 4	+0.33±0.19 ^{+0.25} 3	+0.27±0.26 3
Zr	+0.05±0.29 6	+0.02±0.21 6	+0.05±0.09 ^{+0.50} 5	-0.19±0.09 5
Ba	+0.98±0.34 3	+0.52±0.15 3	+0.69±0.13 ^{+0.18?} 3	+0.34±0.17 3
La	+0.62±0.20 3	+0.11±0.16 3	+0.49±0.17 ^{+0.20} 3	+0.32±0.15 3
Ce	+0.46 1	+0.09 1	+0.25 ^{+0.05} 1	+0.15 1
Nd	+0.44±0.03 3	+0.40±0.23 3	+0.55±0.21 ^{+0.20} 3	+0.27±0.06 3
Eu	+0.04 2	-0.40 2	+0.06 ^{+0.10} 2	-0.07±0.19 2

Табл.5. (продолжение 5)

[E/Fe]	HD196673		HD199394		HD199939		HD202109	
T_{eff}	4755		5050		4980		5050	
$\lg g$	1.5		2.7		2.1		2.8	
ξ_t	3.5		2.3		3.5		3.5	
Li	+0.08	1	+0.33	1	+0.19	1	-0.14	1
Na	-0.04	2	-0.20	2	-0.18	2	-0.36	2
Mg	-0.11	1	-0.18	2	+0.02	1	-0.51	2
Si	+0.17±0.17	3	-0.01±0.10	4	+0.24	2	+0.14±0.13	3
Ca	-0.20±0.17	5	-0.22±0.17	5	+0.11±0.34	4	+0.08±0.19	4
Sc	-0.05±0.20	6	+0.15±0.12	4	-0.15±0.19	4	+0.04±0.30	9
Ti	-0.14±0.14	18	-0.01±0.23	18	+0.05±0.21	13	-0.17±0.22	21
V	-0.03±0.16	17	-0.05±0.13	11	+0.12±0.14	11	-0.13±0.18	16
Cr	-0.04±0.22	7	+0.29±0.12	4	+0.06±0.13	5	-0.06±0.18	11
Mn	-0.04±0.19	3	-0.16±0.12	4	-0.40±0.15	3	-0.30±0.13	5
[Fe/H]	-0.02±0.16	55	+0.23±0.19	40	+0.15±0.21	50	+0.12±0.23	51
Co	-0.08±0.21	5	-0.13±0.29	3	-0.39±0.19	3	-0.22±0.12	6
Ni	-0.13±0.24	5	-0.16±0.13	5	+0.26±0.20	5	-0.05±0.25	10
Y	-		+1.09	2	+0.81±0.12	3	+0.37±0.24	3
Zr	-0.43±0.04	3	+0.05±0.17	5	+1.06±0.13	4	-0.08±0.20	5
Ba	+0.11±0.13	3	+1.03±0.22	3	+1.53	2	+0.41±0.13	3
La	+0.16±0.26	3	+0.62±0.07	2			+0.38±0.15	3
Ce	-0.36	1	+0.35	1	+0.89	1	+0.55	1
Nd	+0.05	2	+0.68	2	+1.29	2	+0.32±0.13	3
Eu	-0.24	1	-0.08	1	-		-0.05	2

Табл.5. (продолжение 6)

[E/Fel]	HD204075		HD205011		HD205512		HD206778	
T_{eff}	5230		4950		4795		4160	
l_{gg}	1.5		2.4		2.4		-0.6	
ξ_t	4.3		3.5		2.5		3.5	
Li	-0.11	1	-0.44	1	-0.37	1	-	
Na	-0.22	2	-0.38	2	-0.19	2	+0.35	2
Mg	-0.61	2	-0.36		+0.03	2	-	
Si	-0.05±0.17	4	+0.01±0.21	4	+0.06±0.12	3	-0.15±0.25	4
Ca	+0.11±0.16	4	-0.20±0.21	4	+0.01±0.14	6	+0.08±0.16	6
Sc	-0.19±0.21	7	-0.08±0.30	9	+0.15±0.24	9	+0.13±0.31	7
Ti	-0.05±0.24	18	-0.04±0.22	26	+0.01±0.23	24	+0.15±0.15	18
V	-0.01±0.18	13	-0.06±0.17	15	+0.10±0.23	18	-0.06±0.20	13
Cr	-0.10±0.11	7	-0.15±0.14	11	+0.03±0.25	14		
Mn	-0.31±0.22	4	-0.22±0.16	5	+0.21±0.24	6	+0.03±0.15	6
[Fe/H]	+0.24±0.20	45	+0.07±0.17	53	0.00±0.15	57	-0.26±0.17	51
Co	-0.26±0.13	3	-0.29±0.14	6	-0.08±0.18	6	-0.07±0.33	7
Ni	-0.10±0.23	6	-0.05±0.20	9	+0.06±0.20	10	+0.01±0.26	8
Y	+0.71±0.07	9	+0.45±0.11	3	-0.07±0.33	4	-0.14±0.26	3
Zr	+1.01±0.26	4	+0.04±0.22	5	-0.50±0.13	5	-0.02±0.17	5
Ba	+1.31±0.18	3	+0.88	2	+0.01±0.15	3	+0.89±0.07	3
La	+0.89±0.28	3	+0.48	2	+0.01±0.14	3	-0.24±0.21	3
Ce	+0.64	1	+0.53	1	-0.13	1	-0.27	1
Nd	+0.40	2	+0.28±0.13	3	+0.03±0.28	3	+0.20±0.12	3
Eu	-0.03	1	-0.05	2	-0.25	2	-0.66	2

Табл.5. (продолжение 7)

[E/Fe]	HD218356		HD220009		HD221246		BD+5° 3468	
T_{eff}	4340		4575		4340		4720	
lgg	1.0		2.6		1.4		2.1	
ξ_t	3.0		2.0		2.5		3.5	
Li	-0.67	1	-	-	-0.67	1	-0.44	1
Na	+0.01	2	-0.55	2	+0.14	2	-0.36	2
Mg	+0.10	2	-0.38	2	+0.21	2	-0.52	2
Si	+0.10±0.07	4	+0.11±0.19	4	-0.21±0.22	4	-0.05±0.19	5
Ca	-0.10±0.17	5	+0.19±0.33	5	+0.29±0.28	6	-0.11±0.20	5
Sc	+0.06±0.25	9	+0.22±0.44	9	+0.29±0.31	9	-0.03±0.21	8
Ti	-0.02±0.22	18	+0.17±0.30	22	+0.15±0.23	21	-0.13±0.23	26
V	+0.01±0.20	14	+0.20±0.34	18	+0.33±0.12	13	-0.06±0.19	18
Cr	-0.05±0.28	8	+0.07±0.19	9	-0.15±0.18	12	-0.11±0.20	11
Mn	-0.10±0.30	6	-0.58±0.21	5	+0.55±0.24	5	-0.36±0.22	6
[Fe/H]	-0.28±0.28	48	-0.13±0.17	42	+0.01±0.23	51	-0.15±0.19	53
Co	-0.33±0.21	6	-0.19±0.07	5	-0.13±0.24	7	-0.35±0.12	6
Ni	-0.18±0.21	9	+0.37±0.11	8	+0.20±0.28	8	+0.01±0.19	9
Y	+0.14±0.16	3	-0.05±0.29	3	+0.09±0.30	3	-0.25±0.17	4
Zr	-0.25±0.18	4	-0.15±0.27	6	+0.63±0.29	6	-0.47±0.18	5
Ba	+0.96±0.13	3	+0.42±0.08	3	-0.23±0.13	3	+0.13±0.23	3
La	+0.38±0.30	3	-0.03±0.02	3	+0.15±0.30	3	+0.17±0.21	3
Ce	-	-	-0.19	1	0.00	1	+0.19	1
Nd	+0.47±0.15	3	+0.07±0.27	3	-0.33±0.23	3	-0.09±0.03	3
Eu	-0.28	2	-0.02	2	-0.57	2	-0.37	2

Результаты определения содержания можно наглядно привести в форме кривой распространенности элементов - зависимости относительного содержания каждого элемента $[E/Fe]$ от порядкового номера элемента. Для иллюстрации согласия наших определений содержания с другими авторами на рис.24. приводим кривую распространенности элементов для HD16458.

Известно, что форма кривой распространенности элементов содержит важную информацию о эволюционном статусе звезды. Изменения химического состава в ходе эволюции могут проявляться в искажении формы кривой распространенности по отношению к кривой, построенной для атмосферы Солнца. Для звезд второго типа населения эти искажения характеризуются главным образом избытком или дефицитом элементов α - и s-процессов. Сравнение кривой распространенности с теоретическими расчетами синтеза элементов в предположении той или иной модели позволяет делать выводы о стадии эволюции звезды. Средние содержания химических элементов для каждой звезды приводим на рис.25.

В I главе было обращено внимание на возможную неоднородность класса бариевых звезд. Исторически эта неоднородность появилась как следствие процедуры выделения двух типов бариевых звезд: классических и умеренных. Позже появились указания на неоднородность выборки умеренных бариевых звезд (Бонд, см.МакКлюр, 1984). Некоторые сомнения в однородности типа вносит также существование BaII звезд с меняющейся и постоянной лучевой скоростью. Высказываются соображения о разных сценариях формирования тех или других "разновидностей" бариевых звезд. Поэтому особый интерес представляет подробное исследование химического состава бариевых звезд, имеющих измерения лучевых скоростей и (или) ультрафиолетовые спектры, полученные с ИСЗ IUE, по которым

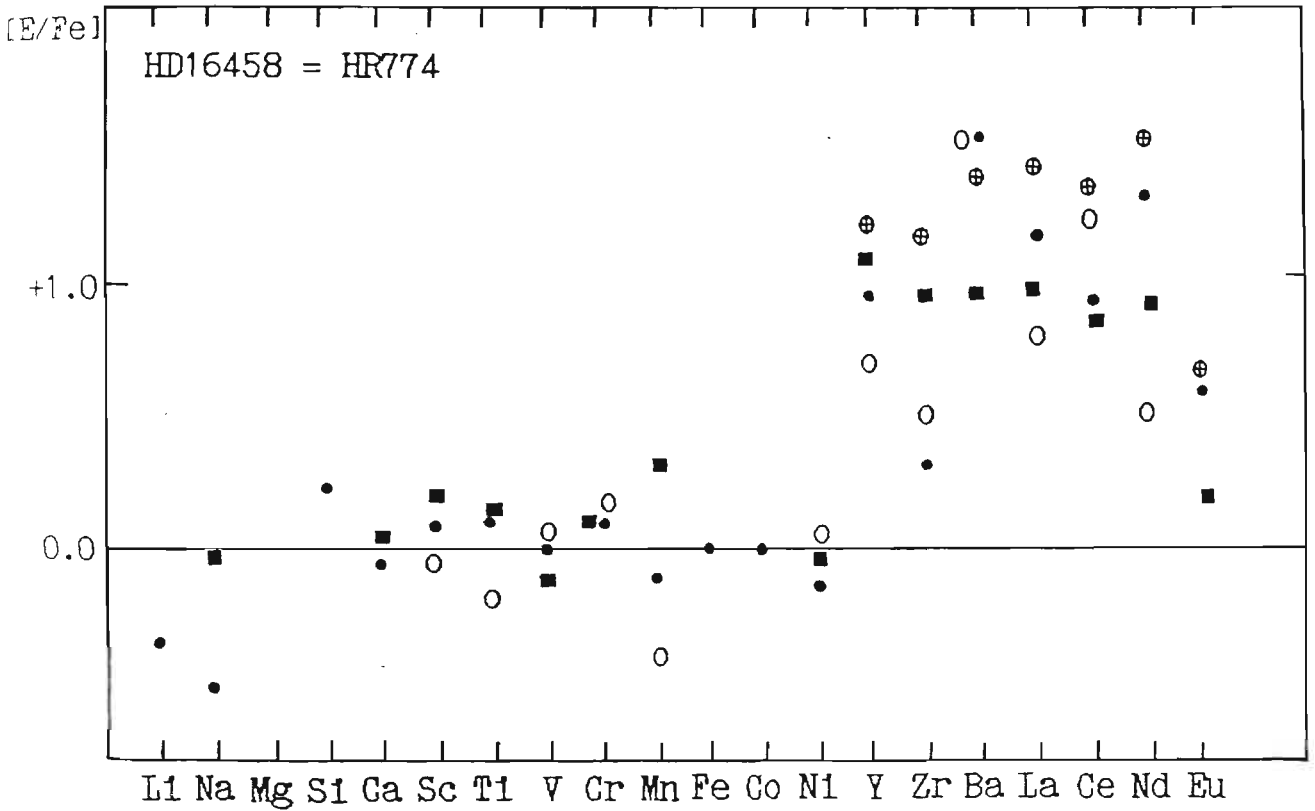


Рис.24. Сравнение наших определений содержания химических элементов (●) в атмосфере HD16458 с результатами других авторов: (■)-Смит (1984); (○)-Пилачовски (1977); (⊕)- Томкин и Ламберт (1979, 1983) .

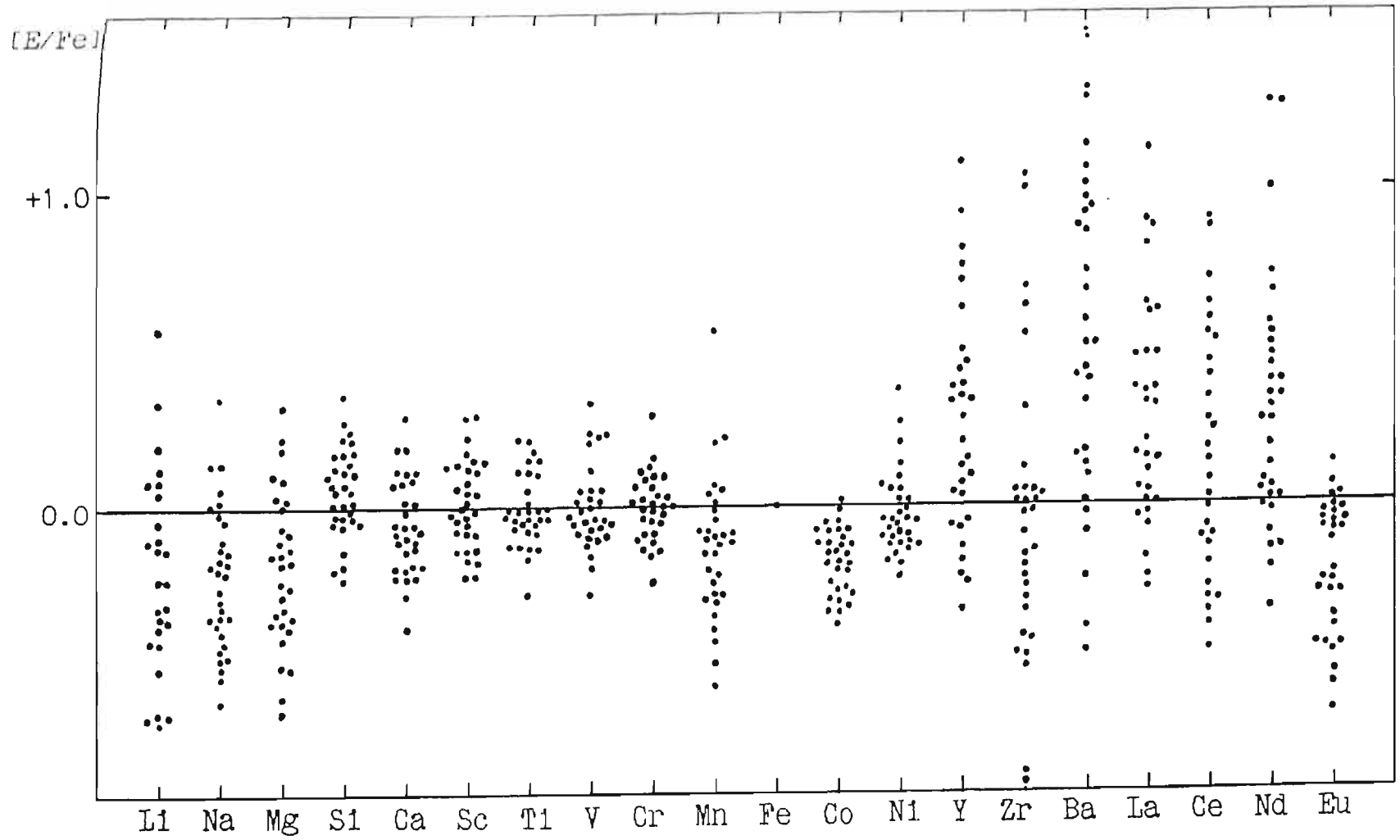


Рис.25. Средние содержания химических элементов для каждой звезды нашей выборки.

можно делать вывод о присутствии спутника. Принципиально важно выяснить, отличается ли химический состав двух "разновидностей" BaII звезд с меняющейся и постоянной лучевой скоростью.

В нашу программу исследований BaII звезд было включено двенадцать звезд, имеющих измерения лучевых скоростей (HD16458, 46407, 65854, 77247, 101013, 104979, 131670, 139195, 196673, 199394, 199939, 204075). Для двух из них (HD65854 и HD104979) лучевые скорости в пределах ошибок постоянны ($\sigma \sim 0.4$ км/с). На рис.26. приводим сравнение кривых распространенности элементов четырех BaII звезд близкой степени пекулярности с $V_r = \text{const}$ и $V_r \neq \text{const}$. Видно, что принципиальных отличий в обилии химических элементов в атмосферах этих звезд нет. Это важно, так как, видимо, означает, что механизм образования этих двух "разновидностей" BaII звезд одинаков.

Кроме того 8 звезд, включенных в программу наблюдений (HD13611, 16458, 46407, 101013, 139195, 202109, 204075, 218356), исследовались в ультрафиолете с ИСЗ IUE. Результаты этих исследований собраны в табл.3., где в последней колонке приведен вывод о присутствии (отсутствии) спутника бариевой звезды - белого карлика (WD). Так как в выборку исследованных нами звезд входит все четыре (HD13611, 202109, 204075, 218356) BaII звезды с доказанным присутствием спутника и три BaII звезды (HD16458, 101013, 139195) с отрицательным выводом относительно двойственности, появляется возможность сравнить кривые распространенности элементов у этих BaII звезд. Такое сравнение приведено на рис.27. Видно, что существенного различия в обилии элементов нет.

Звезды программы наблюдений отбирались из разных источников: МакКоннел (1972), Вильямс (1971, 1972, 1975) и другие. Естественно, из-за возможных ошибок классификации, фотометрии или просто

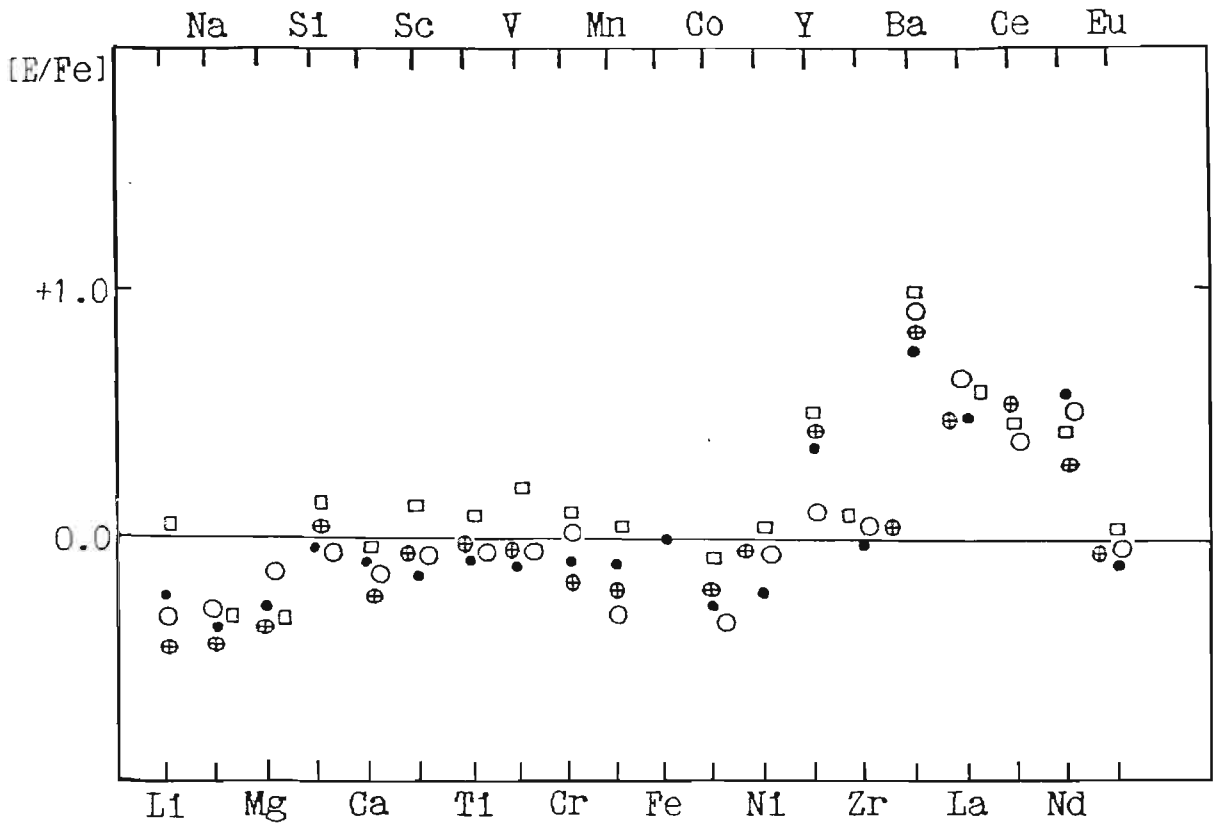


Рис. 26. Сравнение кривых распространенности элементов четырех BaII звезд близкой степени пекулярности с $V_r \approx \text{const}$ (● - HD65854, ○ - HD104979) и $V_r \neq \text{const}$ (⊕ - HD205011, □ - HD131670).

Табл.6. Наблюдение бариевых звезд в ультрафиолетовом диапазоне спектра (IUE)

HD	HR	Название	WD	Ссылка
5395	265	ν^2 Cas	есть?	[3]
13611	649	ξ^1 Cet	есть	[3]
16458	774		нет	[3]
20894	1016		нет?	[3]
46407	2392		нет?	[2],[3]
65699	3123	12Pup	нет,есть?	
98839	4392	56UMa	нет?	[3]
101013	4474		нет	[3]
111315	4862		нет	[2]
116713	5058		нет,нет?	
139195	5802	16Ser	нет	[2],[3]
202109	8115	ζ Cyg	есть,есть?	
204075	8204	ζ Cap	есть	[1],[3]
218356	8796	56Peg	есть	[3]

[1] - Бем-Витензе (1980); [2] - Домини и Ламберт (1983)

[3] - Бем-Витензе и др. (1984)

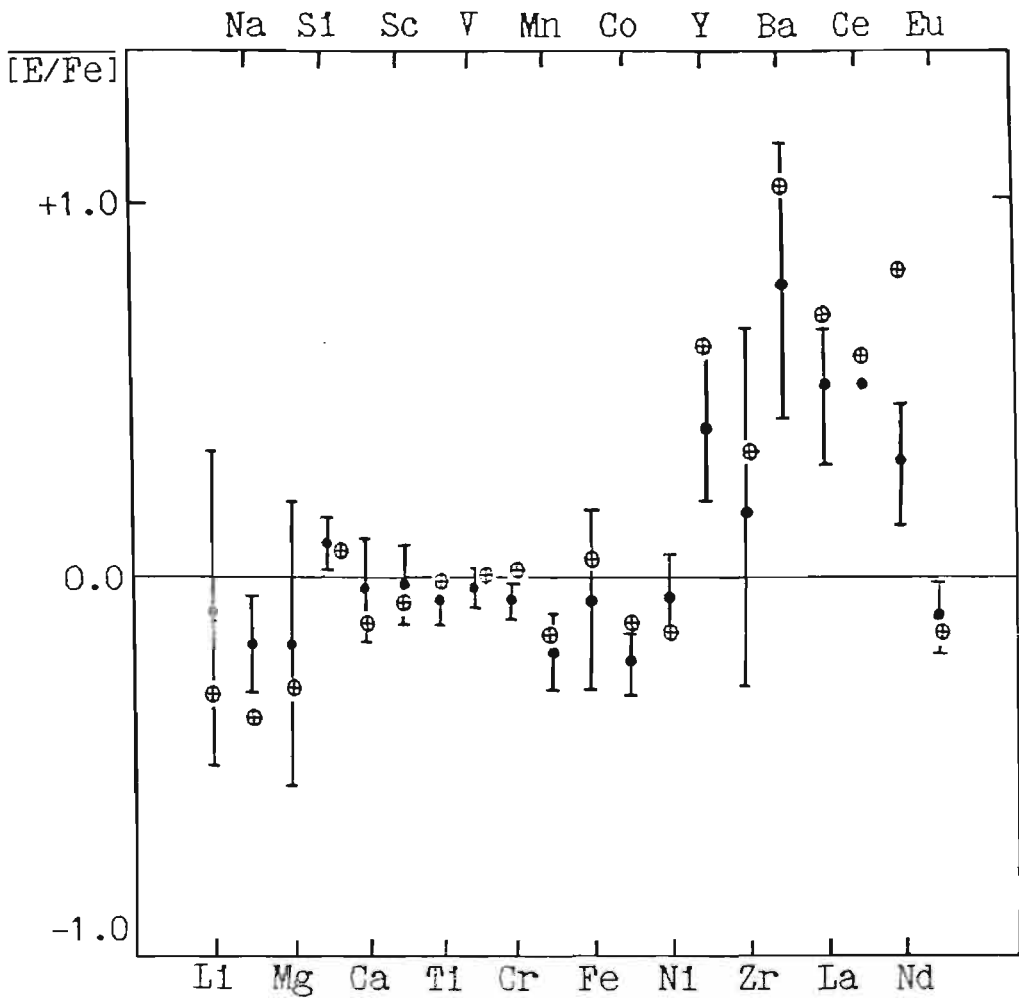


Рис.27. Сравнение средних кривых распространенности для двух групп BaII звезд с обнаруженным спутником (WD) - (●) и необнаруженным - (⊕) .

неоднозначности выделения определенного типа звезд по виду средне-дисперсионного ($\sim 100 \text{ \AA}/\text{мм}$) спектра, в программу могли быть включены звезды нормального химического состава или пекулярные звезды других типов. К тому же само определение бариевых звезд может оказаться достаточно неопределенным (грубым), так как до сегодняшнего дня подробно исследованы только полтора десятка звезд. Поэтому важно отобрать по кривым распространенности (привлекая также параметры атмосфер) физически однородную выборку бариевых звезд. Общие критерии отбора, видимо, следующие:

- близкие параметры атмосфер;
- значимый избыток элементов s-процесса;
- сходство кривых распространности.

Естественно, при отборе должна учитываться точность метода определения содержания элементов. Возвращаясь к табл.5. видим, что звезды HD16458, I99939, 46407, 204075, I0I0I3, I99394, I3I670, I04979, 2050II, I39409, 65854, 202I09, 77247, I39I95, 2I8356, I8I053, I36II, вероятно, являются звездами одного типа, но разной степени пекулярности. В дальнейшем будем обозначать эту группу классическими бариевыми звездами. Отдельные звезды (HD130386, 836I8, 3I767) показывают значимый избыток только одного элемента s-процесса - бария. Они не включались в основную выборку бариевых звезд для экзаминации источника нейтронов и будут обсуждаться отдельно.

3.3. СРЕДНЯЯ КРИВАЯ РАСПРОСТРАНЕННОСТИ ЭЛЕМЕНТОВ. ДИСПЕРСИЯ СОДЕРЖАНИЯ ЭЛЕМЕНТОВ

Итак, по кривым распространенности и параметрам атмосфер мы отобрали однородную группу бариевых звезд. Было также показано отсутствие значимого различия в кривых распространенности BaII звезд с $V_{\Gamma} = \text{var}$ и $V_{\Gamma} \approx \text{const}$. Поэтому можно предположить, что мы имеем дело с выборкой, состоящей из объектов одного типа (одинаковый сценарий формирования), а с физической точки зрения это дает право определить среднюю кривую распространенности элементов и соответствующую дисперсию содержания по каждому элементу. На рис.28. приводим среднюю кривую распространенности элементов классических бариевых звезд. Остановимся на некоторых закономерностях средней кривой распространенности:

- содержание Li в среднем близко к стандартному у ϵ Vir;
- легкие элементы Na, Mg а также Mn и Co показывают небольшой дефицит (~ 0.2 dex);
- остальные исследованные элементы от Si до Ni имеют содержание, близкое к солнечному;
- избыток имеют все исследованные элементы от Y до Nd;
- содержание Eu в среднем близко к ϵ Vir.

Имея однородную по типу объектов выборку, которая в определенной мере представл. т тип бариевых звезд, мы вправе задавать вопрос о дисперсии содержания разных элементов (приведены на рис.28.). Проведем сравнение дисперсий всех исследованных элементов двух выборок: BaII звезд (пекулярных представителей G-K гигантов) и нормальных K гигантов (рис.29.). Дисперсия содержания элементов

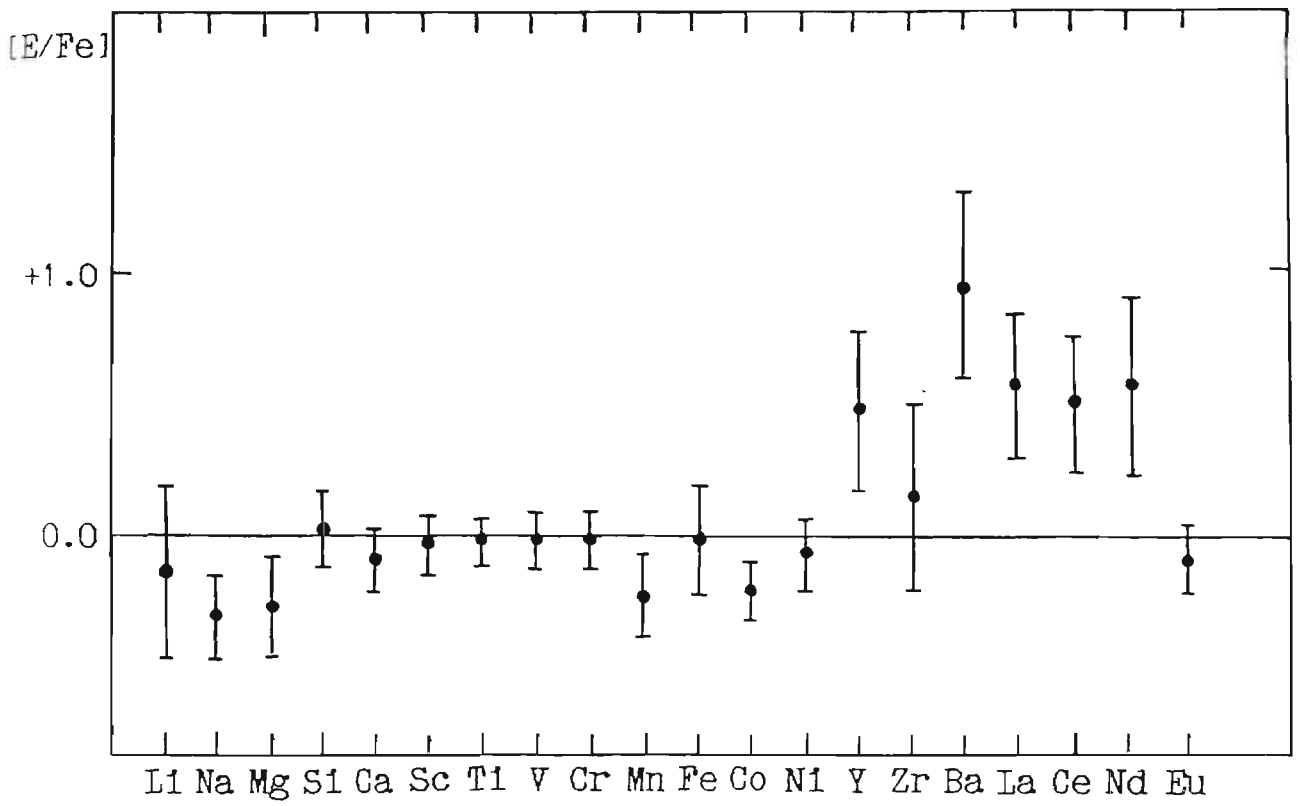


Рис.28. Средняя кривая распространенности и дисперсия (σ) содержания элементов классических бариевых звезд.

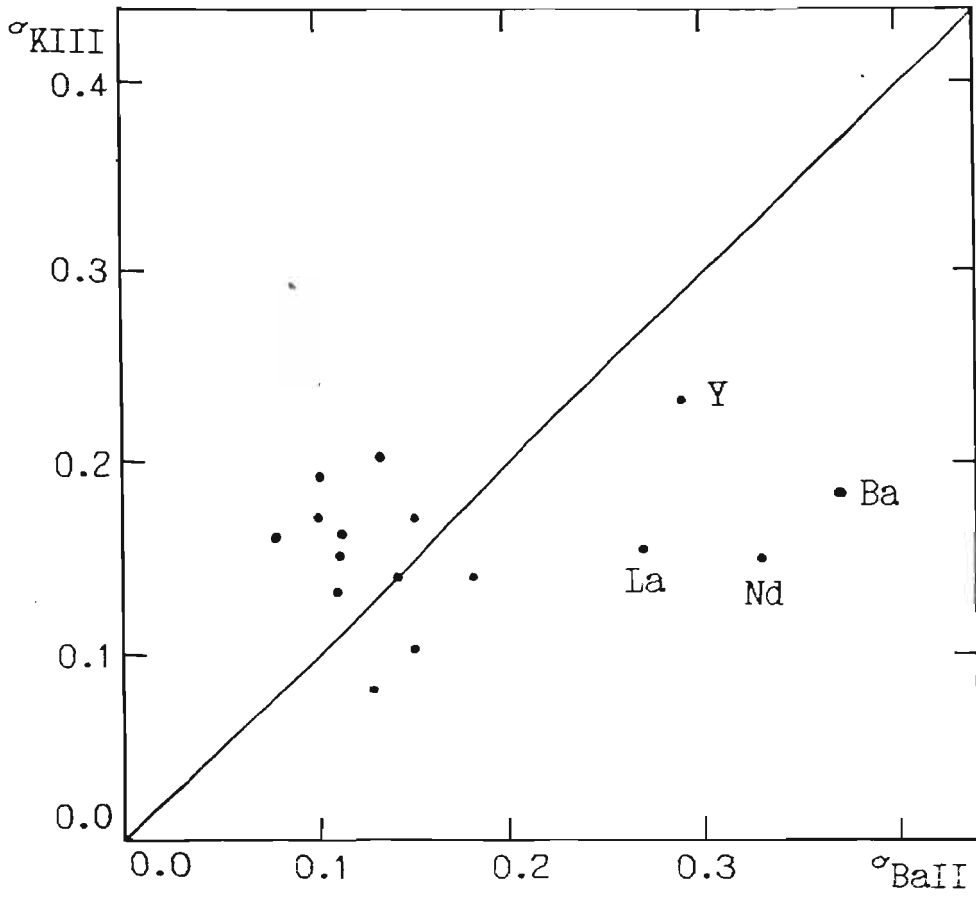


Рис.29. Сравнение дисперсий (σ) содержания элементов для выборки BaII звезд и нормальных K-гигантов.

нормальных K гигантов заимствована из работы Мишениной (1985). Видно, что из всех общих элементов только Y, Ba, La и Nd имеют отличающееся (повышенное) значение.

Дисперсия содержания отдельного элемента, очевидно, состоит из нескольких составляющих - свой вклад могут вносить как физическое разнообразие содержания у разных BaII звезд, так и разброс, определяемый ошибкой метода. В работе Ключковой и др. (1989) было показано, что реальная (физическая) дисперсия химического состава K гигантов рассеянных скоплений практически отсутствует. Сравнивая дисперсию по элементам для выборки BaII звезд с методическими ошибками, возникающим из за неопределенностей параметров атмосфер, а также внутренними ошибками среднего значения содержания, приходим к выводу, что для элементов от Na до Ni дисперсия, определяемая физическим разнообразием объектов, очень маленькая. С другой стороны, это свидетельствует о высокой точности анализа, так как дисперсия отдельных элементов указывает, что наши оценки ошибки метода $\Delta[E/Fe] < 0.2$ dex реалистичны.

У большинства звезд в Галактике относительное обилие разных элементов удивительно близко к относительному обилию элементов на Солнце. Однако, эта универсальность не абсолютна. Встречаются большие отклонения как в сторону избытков, так и в сторону дефицитов. Объяснение peculiarностей требует синтеза физики ядерных процессов, теории внутреннего строения и эволюции звезд и истории звездосоздания в рамках единой, внутренне согласованной картины. Неоценимое значение, естественно, имеют надежно установленные наблюдательные данные в виде кривых распространенности, соотношений элемент-элемент, относительного содержания разных изотопов и т.д.. Не надо забывать, что в некоторых случаях к обогащению поверхностных слоев некоторыми элементами приводит селективная диф-

фузия под действием гравитации вместе с селективным выталкиванием давлением излучения. В некоторых случаях к систематическим эффектам может привести также неучет методических ошибок (см. Ключкова и др., 1989). Случай бариевых звезд своеобразен, так как в избытке наблюдаются только элементы s-процесса а элементы группы железа и Eu в среднем имеют нормальное содержание. Проведем сравнение некоторых характеристик для BaII звезд и звезд с нормальным химическим составом атмосфер.

Тримбл (1975) отметила тенденцию одновременного усиления содержания всех тяжелых элементов. Хохлова (1977) провела анализ имеющейся в литературе информации о химическом составе атмосфер звезд главной последовательности, привлекая также несколько F-K гигантов и показала хорошую корреляцию между содержанием разных элементов. Логарифмические содержания элементов связаны между собой практически линейно. Автор статьи методом наименьших квадратов вычислил коэффициенты соотношений $\lg \epsilon(E) = \alpha \lg \epsilon(Fe) + \beta$ и нашел, что α возрастает в порядке возрастания атомного веса элемента.

По схеме, предложенной Хохловой (1977) мы построили зависимости содержания элементов для бариевых звезд и вычислили коэффициенты α и β . На рис. 30а, б, в представляем такие зависимости для Ca, Co и Ba. Сравнение коэффициента α для звезд главной последовательности и бариевых звезд (рис. 31.) показывает, что характер зависимости $\lg \epsilon(E)$ от $\lg \epsilon(Fe)$ существенно отличается только для элементов s-процесса (Y, Zr, Ba, La, Nd).

Хойл (1946) высказал идею, что существующие в настоящее время химические элементы образовались из водорода в реакциях нуклеосинтеза в недрах звезд и были затем выброшены в межзвездное пространство при взрыве этих звезд. Отсюда элементы уже в готовом виде вошли в состав вновь образовавшихся звезд. Теория взрывного

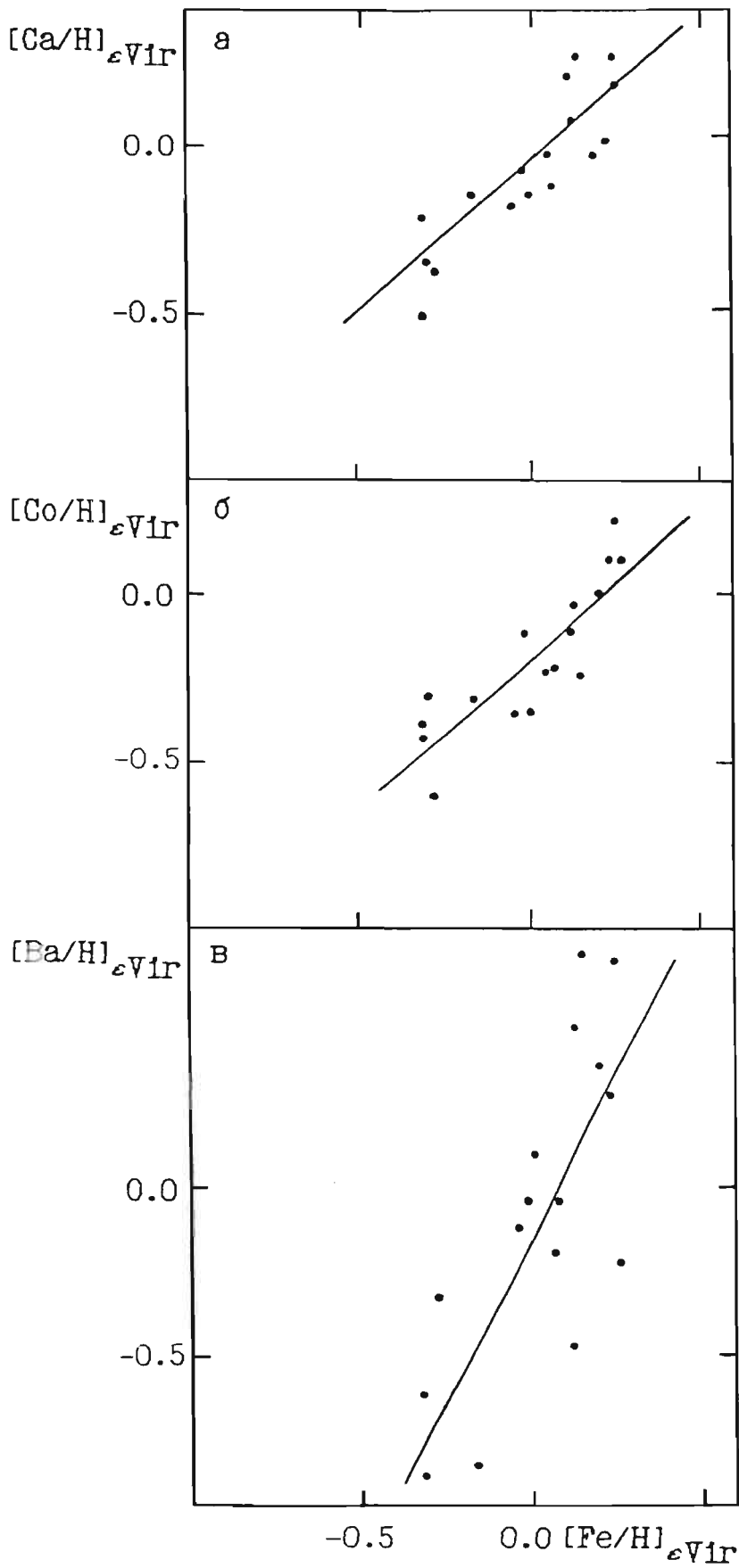


Рис.30. Сопоставление содержания железа с содержанием кальция, кобальта и бария в атмосферах бариевых звезд.

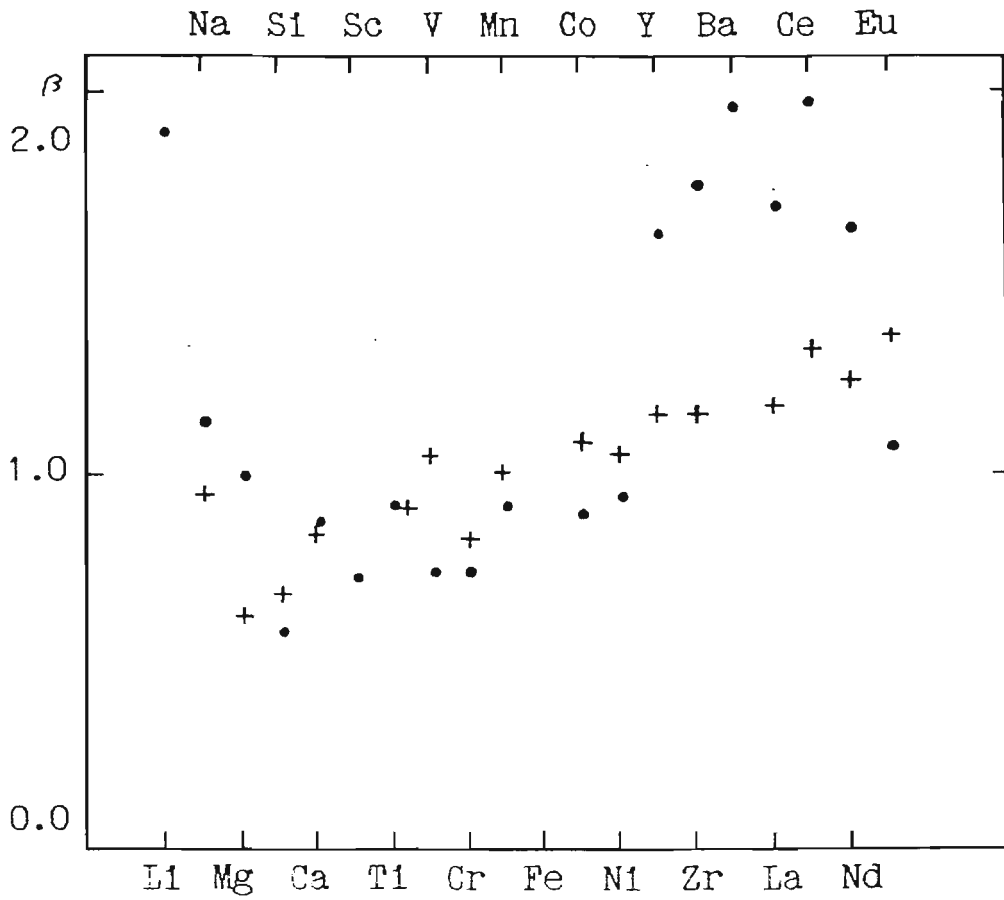


Рис.31. Сравнение коэффициента α зависимости $\lg \epsilon(E) = \alpha \lg \epsilon(Fe) + \beta$ для бариевых звезд (●) и звезд главной последовательности (+).

нуклеосинтеза включает горение углерода, кислорода и кремния а также e -процесс (равновесный процесс), объясняет солнечную распространенность подавляющего большинства изотопов с атомным весом до $A = 62$ (никель) и, кроме того, предсказывает большую величину дефицита элементов с нечетным атомным номером у старых звезд. Это результат того, что продуктами горения углерода, кислорода и кремния являются в основном элементы с четными атомными номерами. Элементы с нечетными номерами образуются из четных в результате вторичных реакций. Если вернуться к средней кривой распространенности для $BaII$ звезд (рис.28.) то видно, что из химических элементов, более легких, чем никель, значимый дефицит имеют Na, Mg, Mn и Co, три из которых имеют нечетные атомные номера.

3.4. ПРОВЕРКА ГИПОТЕЗЫ СИНТЕЗА ЭЛЕМЕНТОВ S-ПРОЦЕССА

Выход тяжелых элементов определяется в основном источником нейтронов, от которого зависит плотность нейтронов (N_n) и величина экспозиции $\tau = \int N_n v_t dt$, т.е. полное число нейтронов, бомбардирующих единицу поверхности. Здесь v_t - скорость свободных нейтронов, которые бомбардируют рассматриваемые ядра. Для уточнения механизма синтеза элементов s-процесса, а, следовательно, и эволюционного статуса BaII звезд, принципиально важно определить источник нейтронов и параметры s-процесса.

Наиболее благоприятной возможностью идентификации источника нейтронов является определение отношения изотопов некоторых элементов (Mg, Zr). Согласно Скало (1978), реакция $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ приводит к непосредственному увеличению содержания изотопов ^{25}Mg и ^{26}Mg по сравнению с ^{24}Mg . Томкин и Ламберт (1979) определили отношение содержания изотопов магния $^{24}\text{Mg}:^{25}\text{Mg}:^{26}\text{Mg} = 79:10:11$ в атмосфере звезды HR774. Анализ выполнен методом синтетических спектров в области полосы MgH (0-0) $\lambda 5211 \text{ \AA}$. Аналогичное исследование холодной BaII звезды HD178717 выполнил Маланье (1987a). Маланье и Ламберт (1988) методом спектрального синтеза для линий MgH провели экзаминацию источника нейтронов для представительной выборки бариевых звезд. Для каждой звезды было определено отношение изотопов магния. Сравнение с результатами расчета выхода изотопов магния в предположении разного перемешивания показало, что реакция $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ не является основным источником нейтронов.

Вторым важным параметром, определяющим путь s-процесса, является плотность нейтронов. Для случая неразветвленного s-процесса, в цепочке которого нет долгоживущих нуклидов и все β -распады происходят гораздо быстрее, чем нейтронные захваты, невозможно определить плотность нейтронов. Существование в природе относительно долгоживущих нуклидов приводит к тому, что предпочтительный путь s-процесса зависит от плотности нейтронов, т.е. может иметь место разветвление с различной эффективностью синтеза. Одной из интересных с точки зрения практической спектроскопии является область разветвления на изотопе ^{85}Kr . При малой плотности нейтронов этот изотоп успевает испытать β -распад и превращается в ^{85}Rb . Если плотность нейтронов велика, ^{85}Kr захватывает нейтрон и превращается в ^{86}Kr т.е. изотоп ^{85}Rb не синтезируется. Это означает, что относительное обилие рубидия-85 (других стабильных изотопов Rb нет) может служить индикатором плотности нейтронов. Маланье (1987а) и Маланье, Ламберт (1988) методом синтетического спектра в области линии $\text{RbI } \lambda 7800 \text{ \AA}$ для четырех звезд (HD121447, I78717, ϵ Car и HR774) получили отношение Rb/Sr от 0.025 до 0.075, что соответствует плотности нейтронов N_n от 10^7 до 10^8 см^{-3} .

Кроме источника нейтронов и плотности нейтронов относительное содержание элементов s-процесса зависит также от характера облучения нуклидов нейтронами. При сохранении суммарной экспозиции (τ) несколько последовательных коротких экспозиций или одна продолжительная могут дать различный выход элементов s-процесса. Основным критерием выбора той или другой модели служит сравнение наблюдаемого относительного обилия элементов с расчетными модельными данными.

К настоящему времени проведены детальные расчеты выхода нуклидов для разных моделей звезд умеренных и малых масс, как для

стадии рекуррентных тепловых вспышек, при слоевом горении гелия, на стадии AGB с экспоненциальным распределением нейтронных экспозиций $\rho(\tau) \sim \exp(-\tau/\tau_0)$, так и для модели с однократной нейтронной экспозицией, видимо, имеющей место на стадии вспышки гелия в вырожденном веществе. Здесь τ_0 - постоянная, именуемая средней нейтронной экспозицией.

Наиболее полный расчет s-процесса в бариевых звездах проводился Маланье (1987б). С использованием новых значений ядерных параметров и более детальной схемы нуклеосинтеза проведен расчет выхода элементов от Fe до Tl для четырех моделей на стадии AGB с различными массами ядра, а также для моделей с одноразовым облучением нейтронами но различными нейтронными экспозициями τ (от 0.1 до 1.5 мб^{-1}). Более подробные расчеты выхода элементов для моделей с экспоненциальным распределением экспозиций для двух плотностей нейтронов (10^8 см^{-3} и 10^{12} см^{-3}) приводит Маланье (1987в).

Мы провели сравнение теоретического выхода элементов (Маланье; 1987б, в) со средним распределением элементов s-процесса, полученным по нашей однородной выборке классических BaII звезд. Для количественной характеристики согласия между наблюдениями и моделью мы использовали величину:

$$D = \sum (Q_1 + \delta - P_1)^2, \quad (3.4)$$

где Q_1 , P_1 - наблюдаемое и модельное содержание 1-того элемента. δ подбирают таким образом, чтобы минимизировать D (Маланье, 1987б) т.е. сравнивается форма теоретической и наблюдаемой кривой пространенности элементов на отрезке элементов s-процесса. Результаты сравнения приведены в табл.7. Видно, что наилучшее согласие с наблюдениями достигается для модели с пульсирующим источником

Табл.7. Результаты сравнения наблюдаемого содержания элементов s-процесса в атмосферах бариевых звезд с теоретическим выходом

Модель	Ссылка	Источник нейтронов	Плотность нейтронов (см ⁻³)	D
AGB, $m_{\text{ядро}} = 1.36 m_{\odot}$	Маланье (1987б)	$^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$	$\leq 3 \times 10^{12}$	2.9
AGB, $m_{\text{ядро}} = 1.16 m_{\odot}$	"	"	$\leq 3 \times 10^{11}$	2.2
AGB, $m_{\text{ядро}} = 0.96 m_{\odot}$	"	"	$\leq 7 \times 10^9$	2.8
AGB, $m_{\text{ядро}} = 0.6 m_{\odot}$	"	$^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$	$\leq 8 \times 10^{10}$	1.1
Экспоненциальное распределение нейтронных экспозиций: $\tau_0 = 0.05$	Маланье (1987в)	-	10^{12}	0.5
Одноразовое облучение нейтронами: $\tau = 0.9 \text{ мс}^{-1}$	Маланье (1987б)	-	10^8	2.1
Одноразовое: $\tau = 1.0 \text{ мс}^{-1}$	"	-	10^8	1.4
Одноразовое: $\tau = 1.1 \text{ мс}^{-1}$	"	-	10^8	1.5

нейтронов т.е. распределением нейтронных экспозиций в экспоненциальном виде с параметрами $N_n = 10^{12} \text{ см}^{-3}$ и $\tau_0 = 0.05$ (рис.32.).

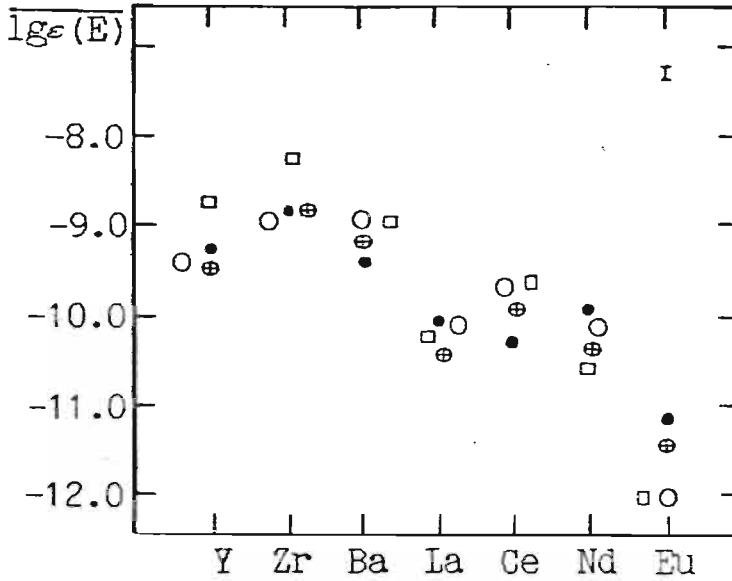


Рис.32. Сравнение среднего содержания элементов s-процесса для однородной выборки бариевых звезд (●) с теоретическим выходом для разных моделей: (○) - одноразовое облучение ($N_n = 10^8 \text{ см}^{-3}$, $\tau = 1.0 \text{ мс}^{-1}$); (□) - AGB ($M_{\text{ядро}} = 1.16 M_{\odot}$); (⊕) - AGB ($N_n = 10^{12} \text{ см}^{-3}$, $\tau_0 = 0.05$).

IV. ЭВОЛЮЦИОННЫЙ СТАТУС БАРИЕВЫХ ЗВЕЗД

В предыдущей главе мы привели результаты анализа химического состава атмосфер для выборки бариевых звезд, а также определили параметры s-процесса. Было показано, что избыток содержания имеют только элементы s-процесса, а наилучшее согласие с наблюдениями достигается для модели с пульсирующим источником нейтронов, т.е. модели, соответствующем стадии эволюции на AGB при слоевом горении гелия. Для уточнения эволюционного статуса BaII звезд важна информация о светимостях и массах этих объектов.

4.1. АБСОЛЮТНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ

Для звезд с известными блеском (m) и паралаксом (π) (расстоянием r) можно вычислить их абсолютные звездные величины (M), являющиеся мерой их светимости (L):

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi \quad (4.1)$$

$$M = m + 5 - 5 \lg r \quad (4.2)$$

где r выражено в пк, а π - в секундах дуги. При наличии межзвездного поглощения $A(r)$ формулы принимают вид

$$M = m - 5 + 5 \lg \pi - A(r) \quad (4.3)$$

Если относительная ошибка паралакса будет равна $\pm 15\%$ (при средней ошибке ± 0.003 паралакса должны в этом случае быть больше 0.050 , т.е. расстояние r меньше 20 пк), то ошибка абсолютной

звездной величины $\sigma_M = \mp 0.3$. К сожалению, для бариевых звезд только единичные имеют достаточно большие паралаксы, а для звезд нашей выборки только две имеют $\pi \approx 0.03$.

Наиболее точные определения абсолютных величин возможны для звезд принадлежащих скоплениям, так как расстояние и межзвездное поглощение в данном случае определяется с высокой точностью. Однако на сегодняшний день известны только две бариевые звезды - члены рассеянного скопления NGC2420 (Смит и Санцефф, 1987).

В последнее время для определения светимостей звезд поздних спектральных классов часто пользуются методом Вилсона-Бапцу (Вилсон и Бапцу, 1957). Ширины линий поглощения H и K CaII, как и эмиссионных их компонентов, в спектрах звезд классов от F5 до K2 тесно коррелируют с классом светимости, а именно, быстро увеличиваются с переходом от звезд главной последовательности к сверхгигантам (Лутц и др., 1973).

Профили линий K, рассчитанные при помощи моделей атмосфер в состоянии ЛТР, находятся в качественном согласии с наблюдениями. Вилсон (1976) по величине хромосферной эмиссии CaII K определил светимости 700 поздних субгигантов, гигантов и сверхгигантов. В его список входит 13 звезд нашей выборки. С другой стороны, изучена связь ширин резонансной линии CaII, MgII а также линии H α с величиной силы тяжести (см., например, Ватанабе, 1988). Показано, что наблюдаемые ширины эмиссионных линий K CaII и K MgII хорошо коррелируют с величиной гравитационного ускорения звезд. Ширина линии H α гораздо слабее зависит от ускорения силы тяжести, поэтому наше отношение к абсолютным величинам бариевых звезд, найденным по ширине абсорбции H α (Кампер, 1975) весьма сдержанное.

Имея высокоточные определения M_V для выборки бариевых звезд и нормальных гигантов, а также однородные определения ускорения силы

тяжести- lgg (из условия ионизационного равновесия) мы можем провести калибровку M_V от lgg (рис.33.). Кроме 13 бариевых звезд для калибровки были привлечены также 8 нормальных К гигантов (табл.8.) членов рассеянных скоплений (для 5 из них спектры в том же наблюдательном варианте и эквивалентные ширины получены Мишениной(1985)). Строго говоря, привлечение нормальных К гигантов может показаться необоснованным, так как зависимость M_V от lgg для бариевых звезд и нормальных К гигантов может отличаться. Но не следует забывать, что параметры атмосфер, а также содержание элементов (за исключением элементов s-процесса) для представителей обоих типов совпадают. С другой стороны, включение нормальных К гигантов в калибровку M_V от lgg не показывает систематических различий для обеих выборок звезд. Таким образом, нами получена достаточно уверенная калибровка и, имея определения lgg в нашей системе, получаем также в однородной системе абсолютные звездные величины для каждой звезды нашей выборки.

Мы провели сравнение расположения бариевых звезд и нормальных К-гигантов на диаграмме Герцшпрунга-Рессела (рис.34.). Были привлечены все общие звезды спектральных классов G8-K3 и классов светимости I-III из каталога Хоффлейт(1982) с точными определениями (R-I) и работы Вилсона (1976) т.е. процедура определения M_V и T_{eff} , бариевых звезд и нормальных гигантов одна и та же. Видно, что большинство бариевых звезд занимает область, характерную для нормальных гигантов, хотя намечается несколько повышенная светимость. HD204075 и HD218356 по светимости близки к нормальным сверхгигантам.

Табл.8. Калибровка абсолютных величин (M_V) бариевых звезд

HD	lgg	Скопление	V	(M-m)	A_V	M_V (скопл.)	M_V (KCaII)
3712	1.20						-0 ^m .8
12533	0.50						-1.6
13611	2.25						+0.2
27371	2.30	Hyа	3 ^m .64	3 ^m .00	0 ^m .00	+0 ^m .64	.
27697	2.50	Hyа	3.76	3.00	0.00	+0.76	
28305	1.60	Hyа	3.54	3.00	0.00	+0.54	
28307	1.90	Hyа	3.85	3.00	0.00	+0.85	
31767	1.26						-1.8
60898	1.38	NGC2422	7.83	8.64	0.24	-1.05	
83618	1.26	Wolf 630	3.91	4.47	0.03	-0.59	
104979	2.24						+1.3
106714	2.10	Coma	4.94	4.55	0.00	+0.39	
113226	2.46						+0.9
139195	2.65						+1.6
181053	2.12						+1.1
202109	2.83						+1.1
205512	2.40						+1.3
205011	2.41						+0.3
206778	-0.60						-4.1
218356	0.98						-1.6
BD +5 3468	2.05	IC 4665	8.10	8.21	0.51	-0.59	

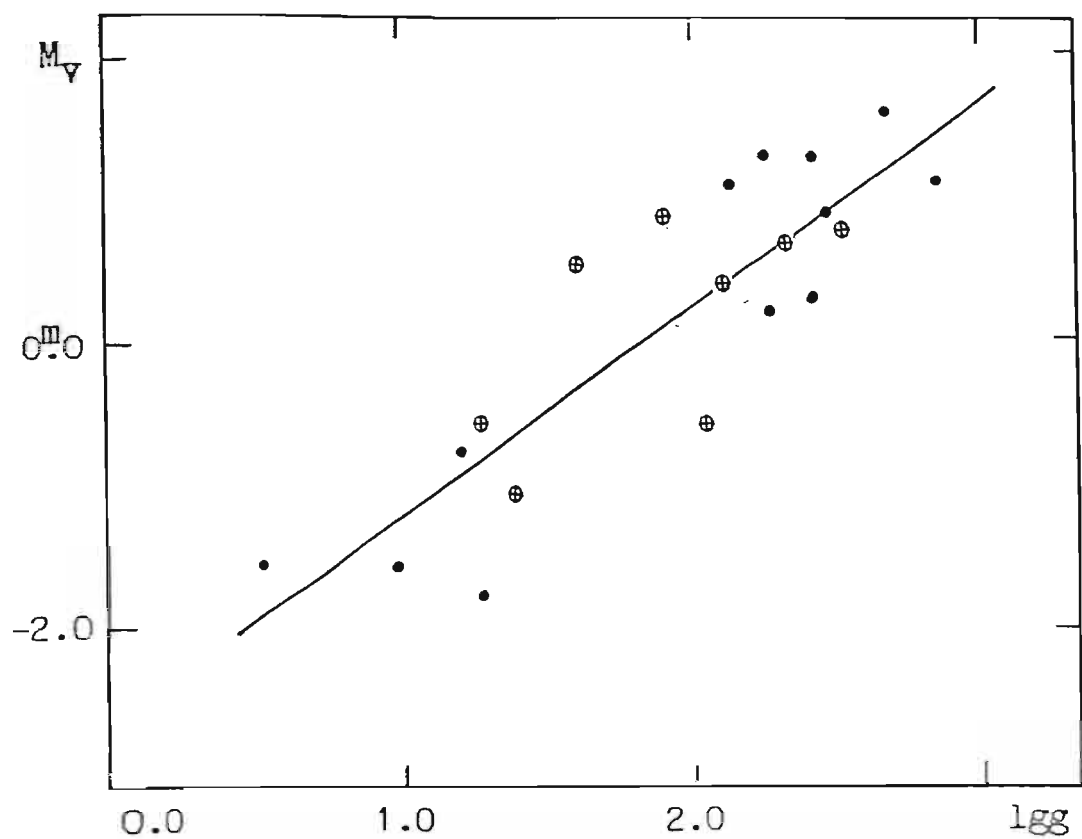


Рис.33. Калибровка абсолютных величин (M_V) от $\lg g$: (⊕)- член скопления; (●)- эмиссия К CaII .

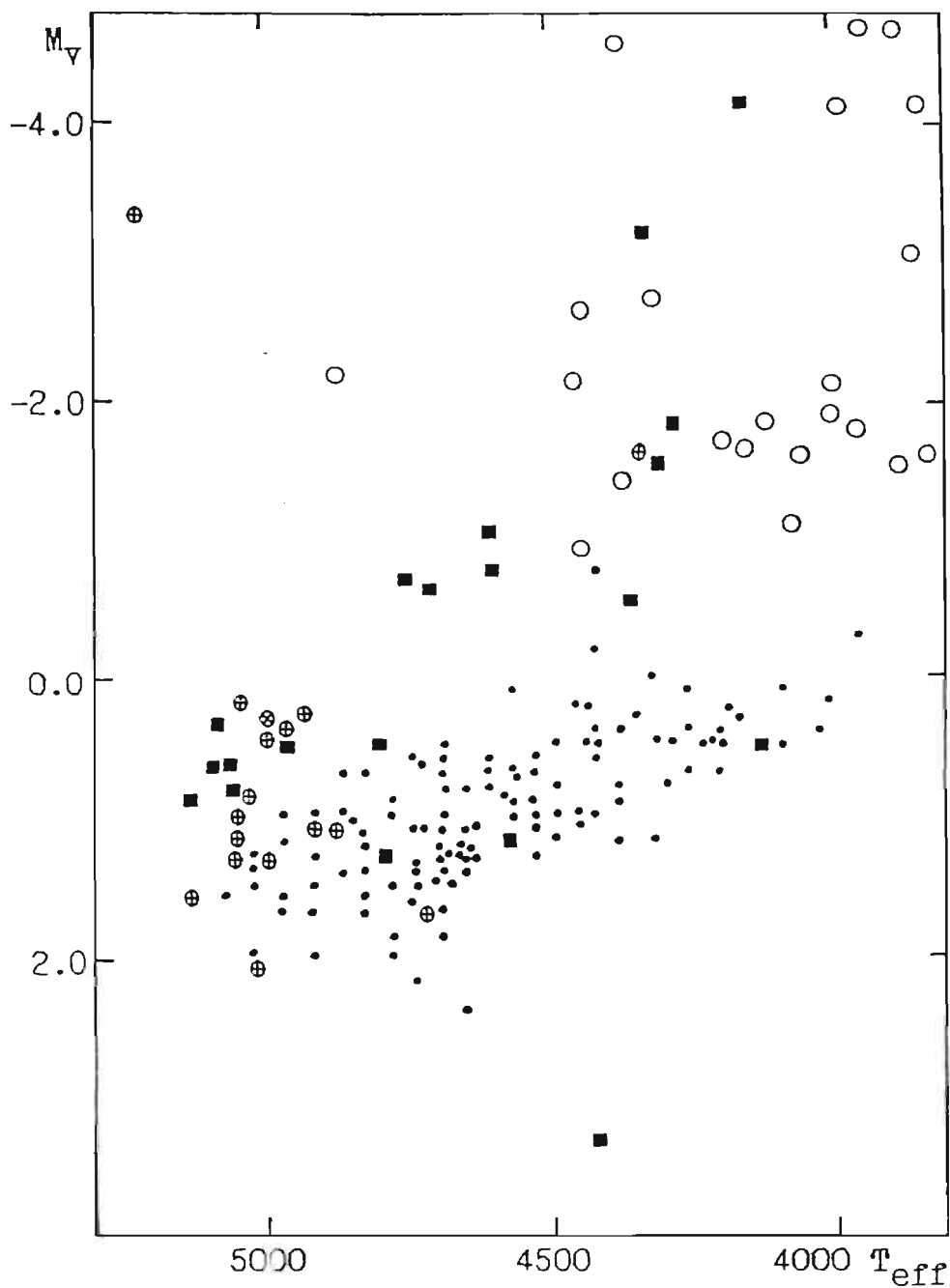


Рис.34. Сопоставление расположения бариевых звезд и нормальных G-K гигантов (сверхгигантов) на диаграмме Герцшпрунга-Рессела: (⊕)- звезды программы со значимым избытком элементов s-процесса; (■)- остальные звезды программы; (•)- нормальные G8-K3 III; (○)- нормальные G8-K1-II.

4.2. МАССЫ

Единственные прямые методы определения масс звезд связаны с двойными звездами. Наиболее благоприятным случаем для определений масс являются визуально-двойные. Для определения масс служит третий закон Кеплера $a^3/P^2 = m_1 + m_2$, где a - большая полуось, в астрономических единицах; P - период (в годах); m_1 и m_2 - массы компонент в солнечных массах. Таким образом, чтобы получить общую массу двойной системы, необходимо знать как период системы, так и большую полуось. У визуально-двойной элементы орбиты можно определить непосредственно и затем превратить в абсолютное значение a , если известен параллакс π .

Чтобы получить массы каждой компоненты, необходимо знать еще одну их функцию. Обычно это отношение масс m_1/m_2 . Отношение масс визуальной двойной следует получить либо из астрометрических измерений абсолютных орбит обеих компонент, либо из лучевых скоростей, так как отношение масс дается в выражении $m_2/m_1 = k_1/k_2$ где k_1 и k_2 - полуамплитуды изменения лучевой скорости.

Исследование 200 бариевых звезд к югу от небесного экватора показало, что частота визуально - двойных (широких пар) среди бариевых звезд $\sim 1\%$ (Кулвер и Ианна, 1980). Если учитывать факт, что бариевые звезды составляют $\sim 1\%$ нормальных G-K гигантов (МакКонелл, 1972) понятно, что широкие пары, где одна из компонент бариевая звезда, довольно редкое явление среди холодных звезд. Поэтому подробное исследование таких пар особенно ценно. Кулвер и Ианна (1976, 1980) и Кулвер и др. (1977) провели исследование трех широких пар (HD196673, 105902, 126313) и оценили их массы, которые

оказались заключены в пределах $1.5m_{\odot} < m_{\text{BaII}} < 3m_{\odot}$.

Однако, как было показано, большинство BaII являются спектрально-двойными, причем в видимой области спектра наблюдается только спектр основного компонента. Наблюдения спектрально-двойной легко позволяет определить период, но из спектроскопических наблюдений нельзя найти ни восходящий узел (α), ни наклонение (i). Эксцентриситет (e) и долготу периастра (ω) можно определить по форме кривой лучевых скоростей.

В случае BaII звезд, когда виден только один спектр, можно определить лишь $a_1 \sin i$ и сведения о массе может дать только так называемая "функция масс":

$$f(m) = \frac{m_2^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} \quad (4.4)$$

Исследования МакКлора (1983) и МакКлора, Вудсворта (1990) показывают, что функция масс для систем с бариевой звездой $f(m) \leq 0.05$, что свидетельствует о низкой массе спутника. Если принять среднее значение для BaII звезды $\sim 1.5m_{\odot}$, для спутника получаем массу, соответствующую массе белого карлика.

Для оценки масс бариевых звезд использовались также статистические методы. Исследование кинематики и пространственного распределения (Эгген, 1972; Хаккилл, 1989) показывает, что BaII звезды являются объектами промежуточного возраста (2.4×10^9 лет) с массами $\sim 1.5m_{\odot}$.

4.3. ПРОВЕРКА ГИПОТЕЗЫ ДВОИСТВЕННОСТИ

Итак, если основываться на наблюдательном материале, полученном на сегодняшний день, звезды, которые проявляют себя как бариевые, в среднем имеют такие же температуры, массы, светимости и содержание элементов группы железа, как нормальные гиганты. Единственное отличие - это повышенное содержание элементов s-процесса. Естественным образом приходим к выводу, что феномен бариевой звезды возникает благодаря их двойственности. Нормальное содержание лития поддерживает этот сценарий так как отвергает дополнительное перемешивание (приводящее к разрушению Li в звездных недрах), которое необходимо для синтеза и выноса тяжелых элементов. Изотопное отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ бариевых звезд, которое соответствует нормальным G-K гигантам, также не свидетельствует о повышенном перемешивании. Поэтому очень важно провести подробный анализ всей наблюдательной информации, характеризующей бариевую звезду как систему.

Вернемся еще раз к исследованием лучевых скоростей BaII звезд, выполненным в течение ~ 10 лет МакКлюром. В результате этой обширной работы были получены элементы орбит 16 бариевых звезд. Перечислим основные результаты этой работы:

1. Периоды обращения вокруг центра масс составляет от 450 дней до 12 лет. Исключением является HD77247 ($P = 80.55$ дней), которая, впрочем, подозревается как тройная система с вторым, более длинным, периодом;
2. Эксцентриситеты орбит $0 \leq e \leq 0.57$, со средним значением $\langle e \rangle = 0.20 \pm 0.03$.

В узком смысле слова бариевые двойные не являются тесными, т.е. не искажают форму друг друга, так как это возможно только для систем с периодами несколько суток или меньше (Беттен, 1976). Однако, на определенной стадии эволюции радиус компоненты двойной системы вполне может превысить радиус ее полости Роша. В такой системе компоненты будут влиять на эволюцию друг друга.

Сравнение наблюдаемого распределения содержания элементов s-процесса с расчетным (3. глава) показало, что, вероятнее всего, тяжелые элементы синтезировались в условиях пульсирующего источника нейтронов, который характерен звездам на стадии AGB при слоевом горении гелия. Низкие массы спутника бариевых звезд поддерживают эту гипотезу, так как соответствуют массе белых карликов, которые являются заключительной фазой эволюции (после прохождения стадии асимптотической ветви) звезд определенной массы. Итак, мы приходим к возможному сценарию образования бариевых звезд, который наилучшим образом соответствует наблюдениям: более массивная звезда в двойной системе проходит стадию AGB, где происходит синтез элементов s-процесса и вынос на поверхность в последующей транспортной фазе этого "загрязненного" вещества на изначально менее массивную звезду, которая в результате становится бариевой.

Безусловно, не менее интересен вопрос, как может происходить такой перенос вещества. В литературе чаще всего ссылаются на работу Ибена и Тутукова (1985), где в качестве механизма рассматривается процесс перетекания материи, связанный с заполнением полости Роша, однако, количественных оценок эффективности такового механизма для двойных с характерными параметрами бариевой системы не проводилось. Боффин и Джорисен (1988) возражают против гипотезы "перетекания". Основным аргументом служит наблюдаемые эксцентри-

ситеты орбит BaII звезд, которые в среднем немного отличаются от нуля для двойных с нормальными G-K гигантами, что не согласуется с теоретическими представлениями. Как показывает Веббинк (1986), эксцентриситеты, существенно отличающиеся от нуля, редкое явление среди полуразделенных двойных и не встречается среди тесных двойных. Расчет показывает, что перенос вещества через полость Роша в тесной двойной системе приводит к циркуляризации орбиты т.е. эксцентриситет стремится к нулю. Если придерживаться этой гипотезы переноса вещества, вследствие чего в атмосфере предбариевой звезды формируется избыток элементов s-процесса, то должна существовать корреляция между избытком элементов s-процесса и эксцентриситетом орбиты. Точнее говоря, чем меньше эксцентриситет орбиты бариевой звезды, тем больше должен быть избыток элементов s-процесса. Проверим этот прогноз, используя наши однородные определения содержания элементов s-процесса и однородные определения эксцентриситетов орбит бариевых звезд, выполненные МакКлэрром и Вудсвортом (1990) - (рис.35.). Видно, что не существует корреляции между e и средним избытком элементов s-процесса:

$$[s] = \frac{[Y/Fe] + [Ba/Fe] + [La/Fe] + [Ce/Fe] + [Nd/Fe]}{5} \quad (4.5)$$

т.е. наблюдения не поддерживают этот сценарий транспортировки вещества.

Бойфин и Джорисен (1988) предложили другой вариант переноса вещества, обогащенного продуктами синтеза элементов s-процесса: аккрецию вещества, выброшенного AGB звездой в виде звездного ветра или планетарной туманности, на предбариевую звезду. Двойная система при этом остается разделенной, а эксцентриситеты орбит в результате аккреции существенно не меняются. Авторы этой работы показывают, что эффективность аккреции достаточна, чтобы обеспечить

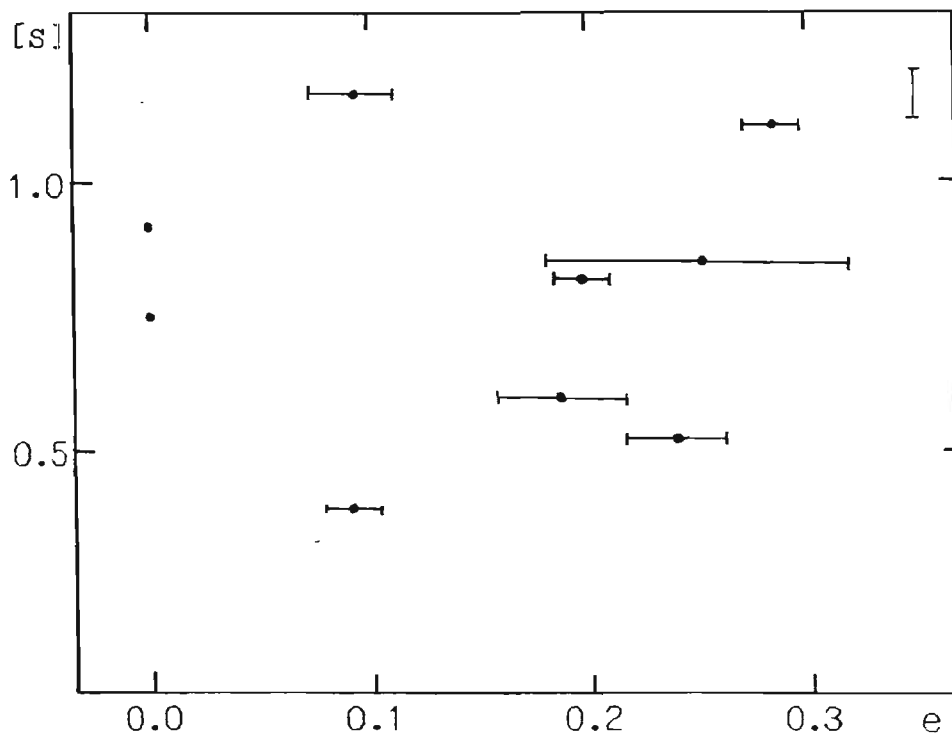


Рис.35. Сопоставление эксцентриситетов орбит (e) и средних избытков элементов s-процесса [s] для бариевых звезд.

наблюдаемый избыток элементов s-процесса для двойных с периодами до ~ 100 лет. Степень загрязненности атмосферы элементами s-процесса (или отношение между массой аккрецирующего вещества и массой оболочки BaII звезды) в этом случае зависит только от орбитальной сепарации компонент и массы спутника бариевой звезды - белого карлика. Таким образом, Боффин и Джорисен (1988) показывают, что в случае выполнения аккреционного сценария формирования BaII звезды должна существовать корреляция между избытком элементов s-процесса и двумя названными параметрами.

Расстояние между компонентами характеризует большая полуось a . Мы не имеем информации об ориентации орбит, но некоторую информацию дает также сопоставление $[s]$ и $asini$ (рис.36а). Между этими двумя величинами намечается некоторая взаимосвязь. Боффин и Джорисен (1988) а также МакКлэр и Вудсворт (1990) утверждают, что имеется корреляция между массой бариевой звезды и массой белого карлика. Сопоставление $[s]$ и функции масс (рис.36б) показывает, что эти величины коррелируют. Таким образом, наблюдения показывают, что чем больше $asini$ бариевой системы, тем меньше избыток элементов s-процесса и наоборот, чем больше функция масс, тем больше $[s]$, что согласуется с прогнозами для механизма аккреции.

По закону Кеплера большая полуось орбиты и сумма масс системы связаны между собой через орбитальный период. Поэтому возможна экзаминация гипотезы механизма аккреции также с помощью зависимости среднего избытка элементов s-процесса от периода P (рис.37.). Видно, что прослеживается корреляция ($r = -0.6$) между P и $[s]$. С уменьшением периода BaII звезды избыток элементов s-процесса возрастает, что соответствует механизму аккреции. Исключение составляет HD77247, но в связи с возможной более высокой кратностью

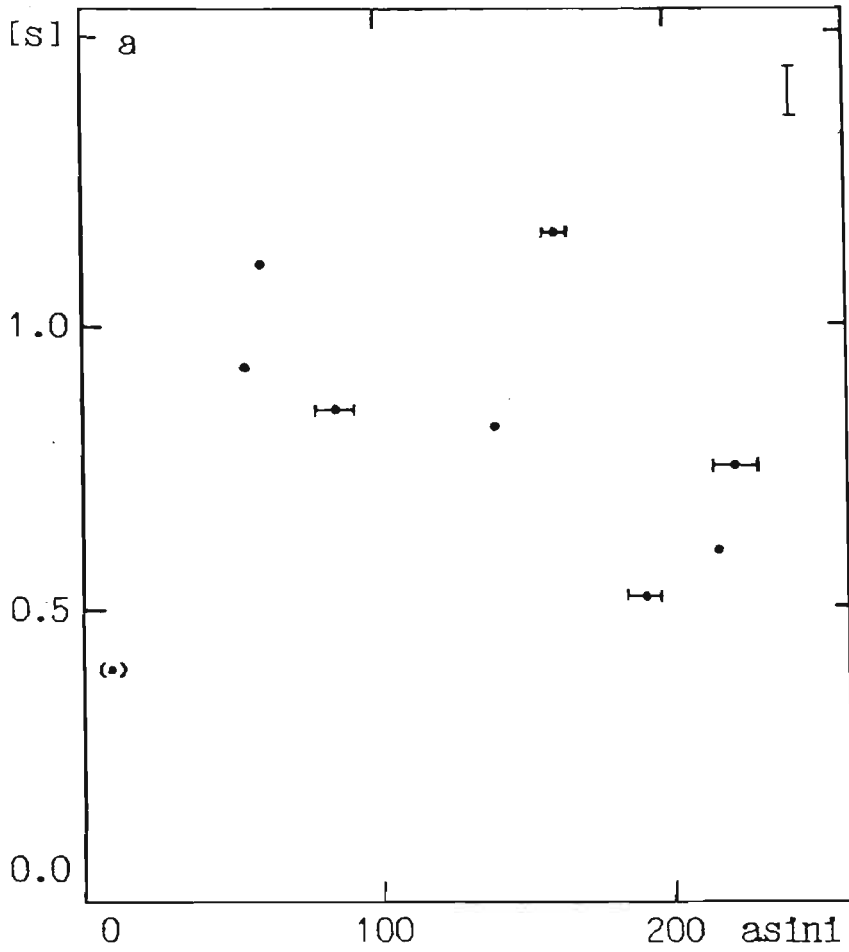


Рис.36а. Сопоставление средних избытков элементов s-процесса [s] и проекций больших полуосей орбит $asini$ для бариевых звезд.
(•) - HD77247 .

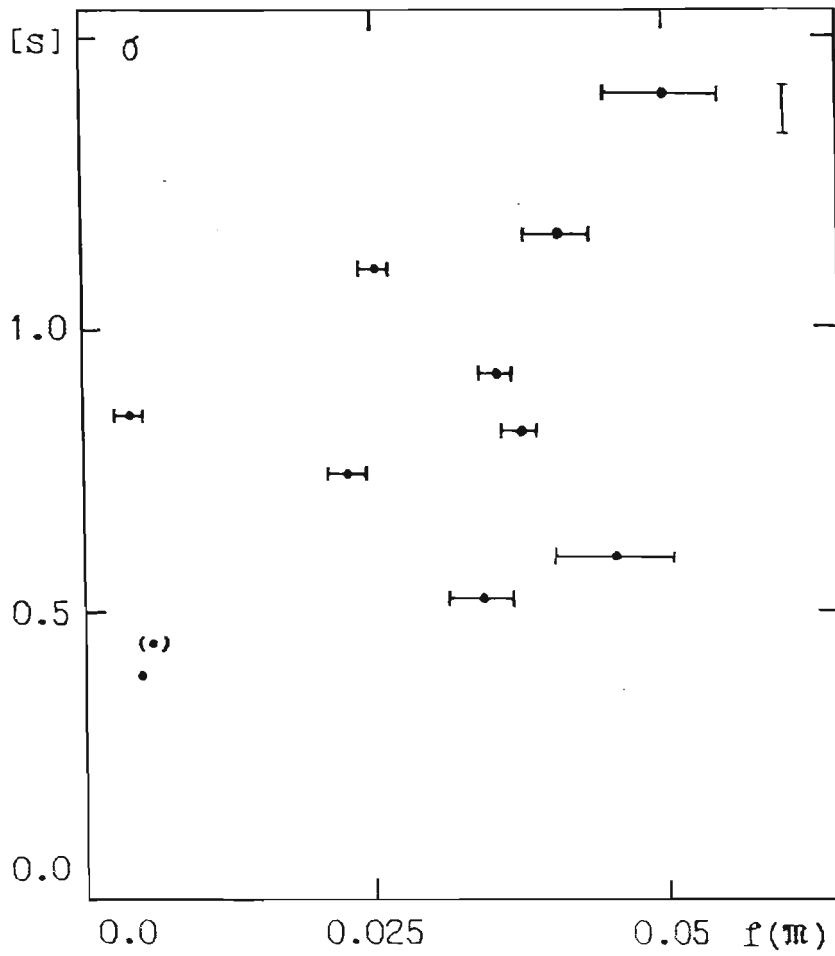


Рис.366. Сопоставление средних избытков элементов s-процесса [s] и функций масс $f(m)$ для бариевых звезд.

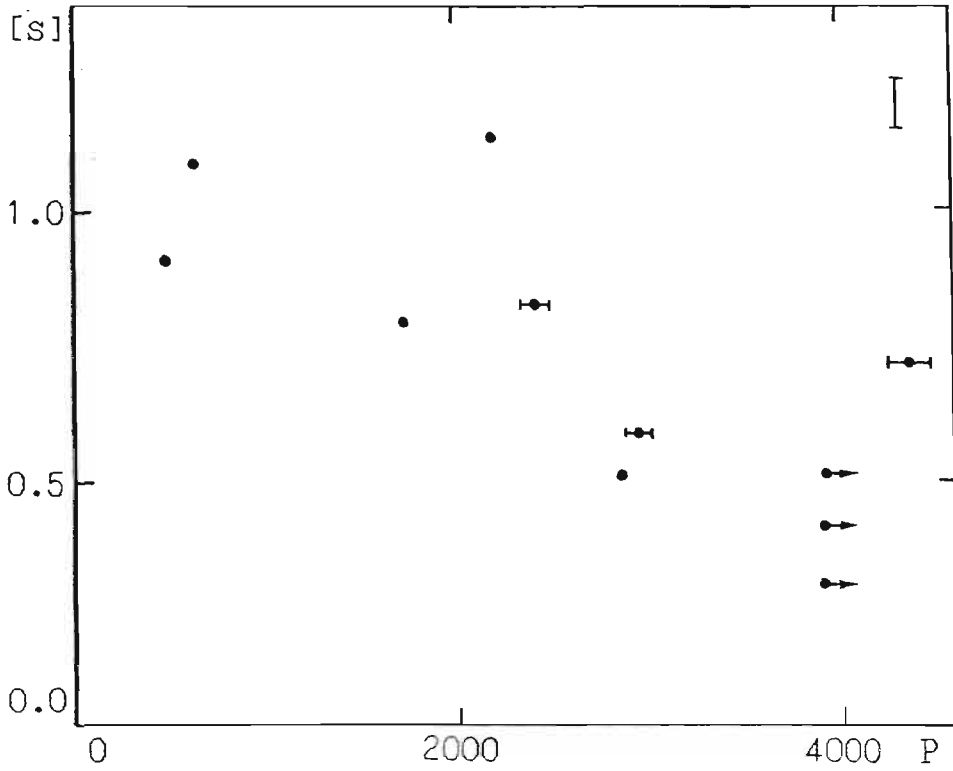


Рис.37. Сопоставление средних избытков элементов s-процесса [s] и орбитальных периодов P (дни) для бариевых звезд.

этой системы (см. Боффин и Джорисен, 1988) мы не считаем это аргументом против теории. На графике мы нанесли также две бариевые звезды HD65854 и HD104979, которые, по исследованию МакКлэра и Вудсворта (1990) в пределах ошибок сохраняют постоянную лучевую скорость, и HD139195, для которой на имеющемся материале наблюдений пока не удалось определить орбитальные элементы. Возможно, что эти три бариевые звезды имеют очень большие периоды ($P > 4000$ дней), в связи с чем на относительно коротком временном интервале не удастся определить переменность и орбитальные элементы. Такая гипотеза естественным образом объясняет наш вывод об однородности химического состава бариевых звезд с меняющейся и "постоянной" лучевой скоростью с точки зрения эволюционного статуса.

4.4. РОДСТВЕННЫЕ ОБЪЕКТЫ

В предыдущем разделе нами был сделан очередной шаг на пути к выяснению природы феномена бариевых звезд: вероятнее всего они образовались в результате аккреции вещества, обогащенного углеродом и элементами s-процесса, образовавшиеся вокруг звезды на стадии AGB в результате звездного ветра или сброса планетарной туманности. В ходе дальнейшей эволюции звезда AGB превращается в белый карлик.

Круг объектов, которые, по всей вероятности, находятся на стадии асимптотической ветви гигантов, довольно широк: это звезды класса M, характеризующиеся сильными полосами поглощения TiO и VO, звезды класса S с сильными полосами поглощения ZrO и, в меньшей степени, LaO и YO, звезды класса C (углеродные звезды), в спектрах которых доминируют сильные полосы поглощения, создаваемые главным образом молекулами C₂, CN, и CH, а также промежуточные подтипы (SC, CS и др.).

Исследования химического состава атмосфер этих пекулярных звезд - очень сложная задача, так как спектры перегружены линиями и полосами разных элементов и молекул, отсутствуют модели атмосфер достаточно адекватно описывающие условия в атмосферах и т.д., поэтому точность результатов определения содержания намного уступает точности анализа атмосфер красных гигантов. Тем не менее отдельные типы этих звезд исследовались на спектрах с высокой дисперсией и получены результаты как содержания отдельных химических элементов, так и отношения избранных изотопов.

Естественно, из всей совокупности звезд, которые находятся на стадии AGB, нас интересуют те, которые демонстрируют избыток элементов s-процесса и углерода, т.е. могут служить поставщиками этого материала на предбариевую звезду. В табл.9 мы приводим сведения о химическом составе трех типов пекулярных звезд N, S, SC, представленные в сравнении с аналогичными данными для Солнца, K гигантов и BaII звезд, которые, в основном, заимствованы из работы Пилачовски(1988). Видно, что углеродные (а также SC) звезды могут служить поставщиками вещества, "загрязненного" углеродом и элементами s-процесса.

Проведем сравнение среднего химического состава атмосфер выборки бариевых звезд и однородной выборки углеродных звезд, состоящей из 19 звезд, отобранной по работе Утсуми(1970)-(рис.38.). Содержание элементов группы железа для этих двух типов холодных пекулярных звезд в пределах ошибок совпадают, а средний избыток элементов s-процесса для углеродных звезд на ~ 0.9 dex больше, чем для бариевых звезд. Таким образом, если предположить, что вещество, перенесенное из атмосфер углеродных звезд, претерпело в среднем девятикратное разбавление в атмосфере предбариевой звезды (dilution factors ~ 0.9) получаем избыток элементов s-процесса, характерный для атмосфер бариевых звезд. Поэтому результаты исследования химического состава не противоречат гипотезе о возможной своеобразной взаимосвязи между углеродными и бариевыми звездами. Это поддерживает также наблюдательные факты, свидетельствующие о двойственности по меньшей мере части углеродных звезд (см., например Джорисен и Майор, 1988) и исследования потери массы холодными пекулярными звездами (Юри, 1988; Уаннер и др., 1990 и другие).

Табл.9. Сводка определений содержания химических элементов
в атмосферах холодных пекулярных звезд

Тип	[Fe/H]	C/O	[s/Fe]	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	C/N	двойст- венность
N		1.1	1.0- 2.0	~50	550- 4100	700- 2400	-	
S		0.8	0.65	~38	500- 2400	1300- 5000	-	
SC		~1.0	-	5-53	160- 400	≥300	-	
BaII	+0.3- -0.3	0.8	0.7	25	300	500	2.1	да
K	солн.	0.3	солн.	6-20	500	500	1.15	нет
Солнце	0.0	0.6	0.0	89	2630	490	4.8	-
I-вое переме- шивание		0.4	неме- няет- ся	20-30	250- 2630	600- 1000	1.9	-

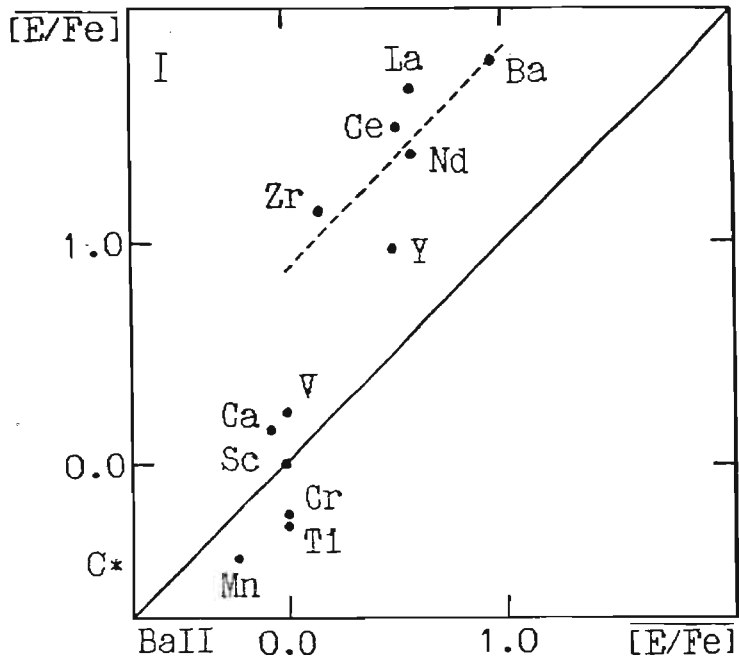


Рис.38. Сравнение среднего химического состава атмосфер однородной выборки бариевых и углеродных звезд.

Сценарий образования пекулярного химического состава атмосфер бариевых звезд в результате транспортировки вещества, обогащенного углеродом и элементами s-процесса предполагает, что перенос вещества может произойти также на карлик. Поиски бариевых карликов проводились неоднократно (см. Боярчук и Эглитис, 1984 ; Томкин и др., 1989; Колачей, 1980) в результате чего обнаружены три карлика (ξ Boo A, ϵ Indi, HR107) в атмосферах которых имеется умеренный ($\sim 0.2-0.3$ dex) избыток элементов s-процесса, т.е. на качественном уровне поддерживается механизм образования пекулярного химического состава путем транспортировки вещества в двойной системе. Вопрос в другом, стоит ли искать бариевые карлики на пределе точности (~ 0.2 dex) метода, если на главной последовательности наблюдается целая группа пекулярных звезд (A_{III}), демонстрирующая избыток элементов s-процесса. К тому же существуют указания о кинематической общности групп A_{III} и BaII звезд, принадлежащих галактическому диску (Хаккила, 1989). Различная частота встречаемости A_{III} -звезд среди A-звезд и бариевых звезд среди K-гигантов также не является аргументом против гипотезы об эволюционной связи A_{III} и BaII звезд т.к. сегодня представляется затруднительным оценить время пребывания звезд в обоих эволюционных состояниях.

Проведем сравнение некоторых характеристик для трех групп звезд: A, A_{III} - звезды, F, F_{III} (тип δ Sct) - звезды и K, BaII - звезды (см. Зач и др., 1991). На рис.39. приведены отклонения от средних кривых распространенности химических элементов, вычисленные для металлических A_{III} - звезд относительно химического состава Солнца и для бариевых звезд, относительно химического состава ϵ Vir. Отметим основные особенности рис.39. Одинаковый характер перегиба кривых распространенности для A_{III} и BaII звезд при детальном рассмотрении не остается в качестве основной черты. Действительно,

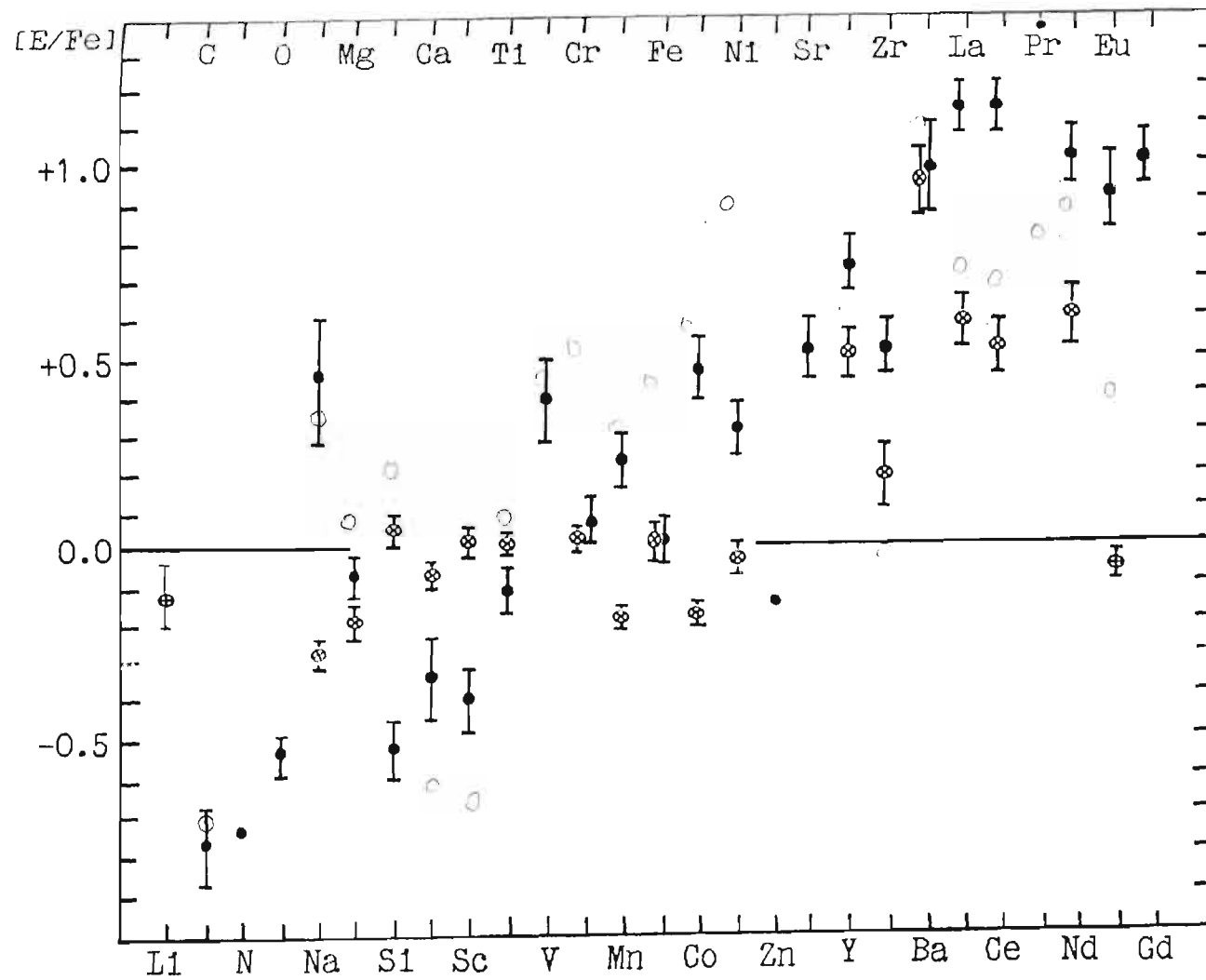


Рис.39. Средние кривые распространенности и отклонения от средних значений содержания для BaII (⊕) и A_{III} (●) звезд.

группы звезд значимо различаются по содержанию натрия, кремния, кальция, скандия. Среднее содержание элементов железного пика в атмосферах A_{III} звезд превышает солнечное, тогда как для $BaII$ звезд равно солнечному. Средние содержания железа совпадают для обеих групп. Для тяжелых элементов наиболее принципиальным является различие в средних содержаниях европия. Различие в средних содержаниях ряда других редкоземельных элементов также статистически значимое.

В 3. главе при изучении взаимных корреляций "элемент-элемент" в качестве опорной координаты мы принимали содержание ядер железа. Исследуя феномен усиления линий редкоземельных элементов, который сильнее всего проявляется в спектре ионизованного бария, заменим переменную $lg\epsilon(Fe)$ на $lg\epsilon(Ba)$. На рис.40-42 показаны коэффициенты корреляций содержания разных элементов с величиной содержания ядер бария. В правой части каждого рисунка даны коэффициенты корреляции $lg\epsilon(Ba)$ с параметрами атмосфер. Из рис.40. следует, что степень коррелированности химсостава с содержанием ядер бария одинакова для $A-$ и $A_{III}-$ звезд, причем максимальные значения коэффициента корреляции (0.8-0.9) характерны как для элементов железного пика, так и для части редкоземельных элементов. Из рис.41. следует, что степень коррелированности химсостава с $lg\epsilon(Ba)$ различна для $F-$ и $F_{III}-$ звезд - корреляция для $F-$ звезд практически отсутствует (за исключением $lg\epsilon(Ca)$), тогда как для звезд типа δSct максимальные значения коэффициента корреляции характерны как для элементов железного пика, так и для всех редкоземельных элементов, включая европий. Из рис.42. следует, что как элементы, синтезируемые в α -процессе, так и элементы железного пика, практически не коррелированы по величине $lg\epsilon(E)$ с содержанием бария. Средний коэффициент корреляции содержания редкоземельных элементов с

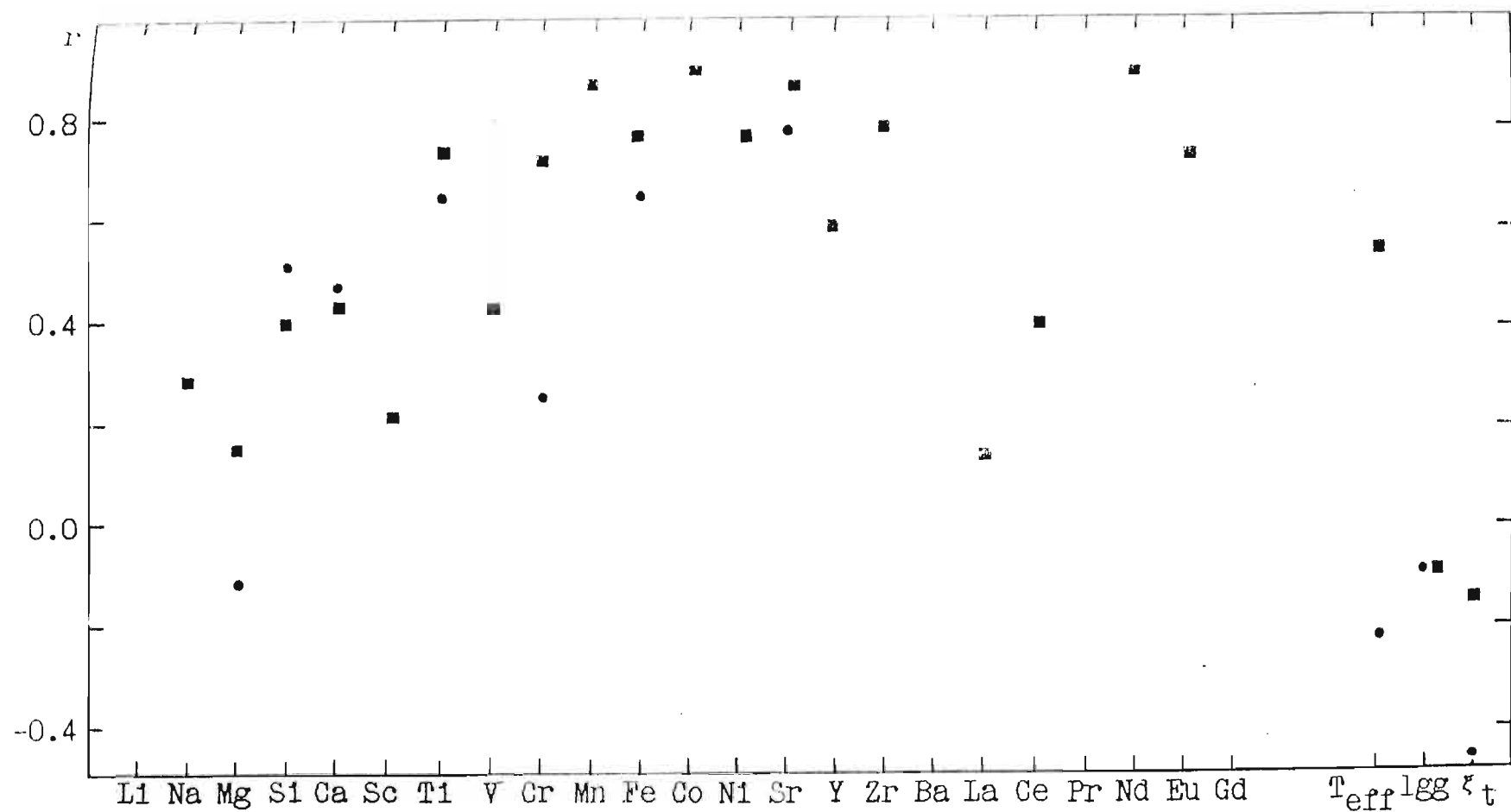


Рис.40. Степень коррелированности химсостава $lg\epsilon(E)$ и параметров атмосфер с содержанием бария - $lg\epsilon(Ba)$ для A (●) и A_{III} (■) звезд.

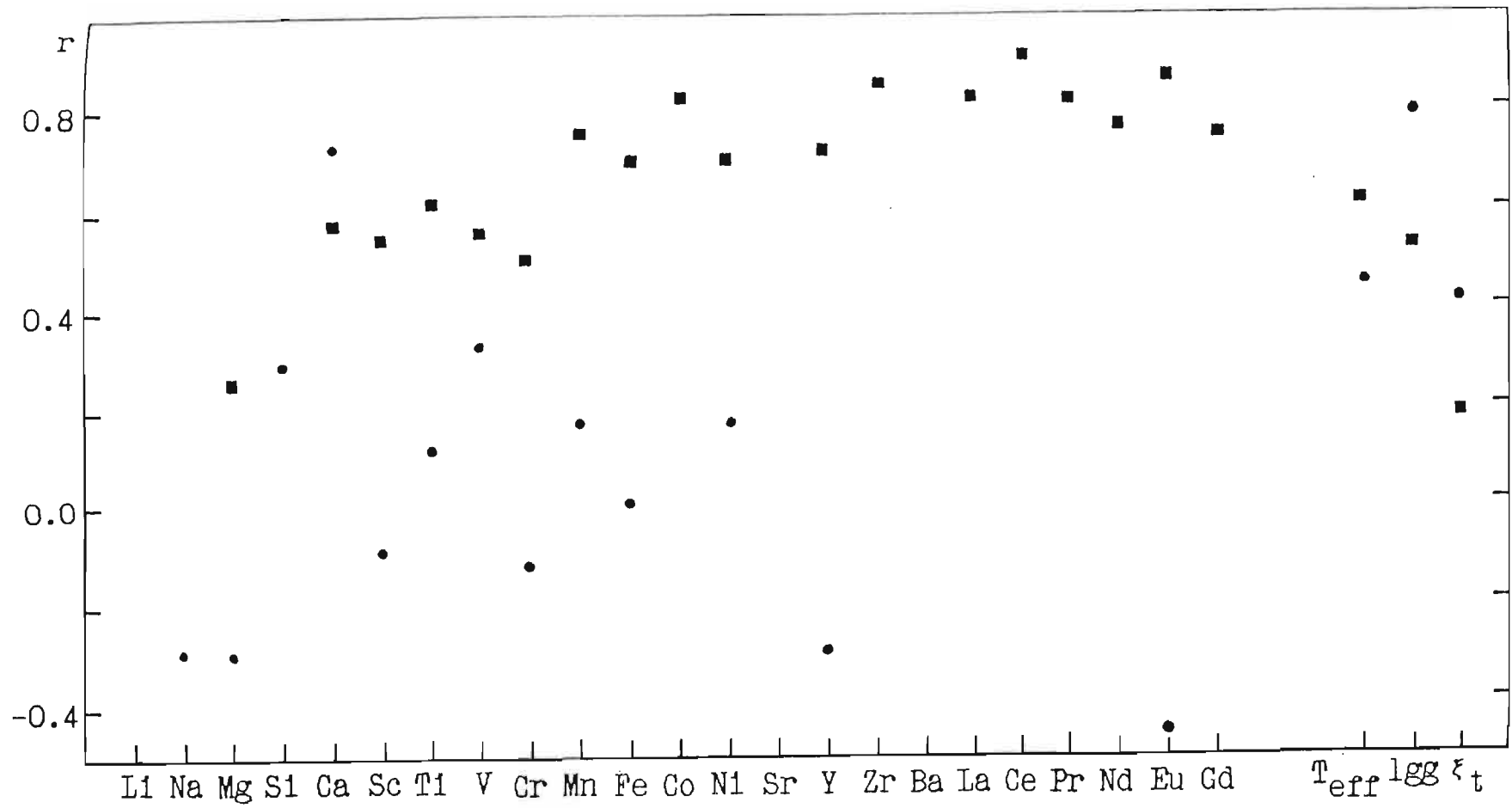


Рис. 4I. Степень коррелированности химсостава $lg \epsilon(E)$ и параметров атмосфер с содержанием бария для F (●) и F_m (■) звезд.

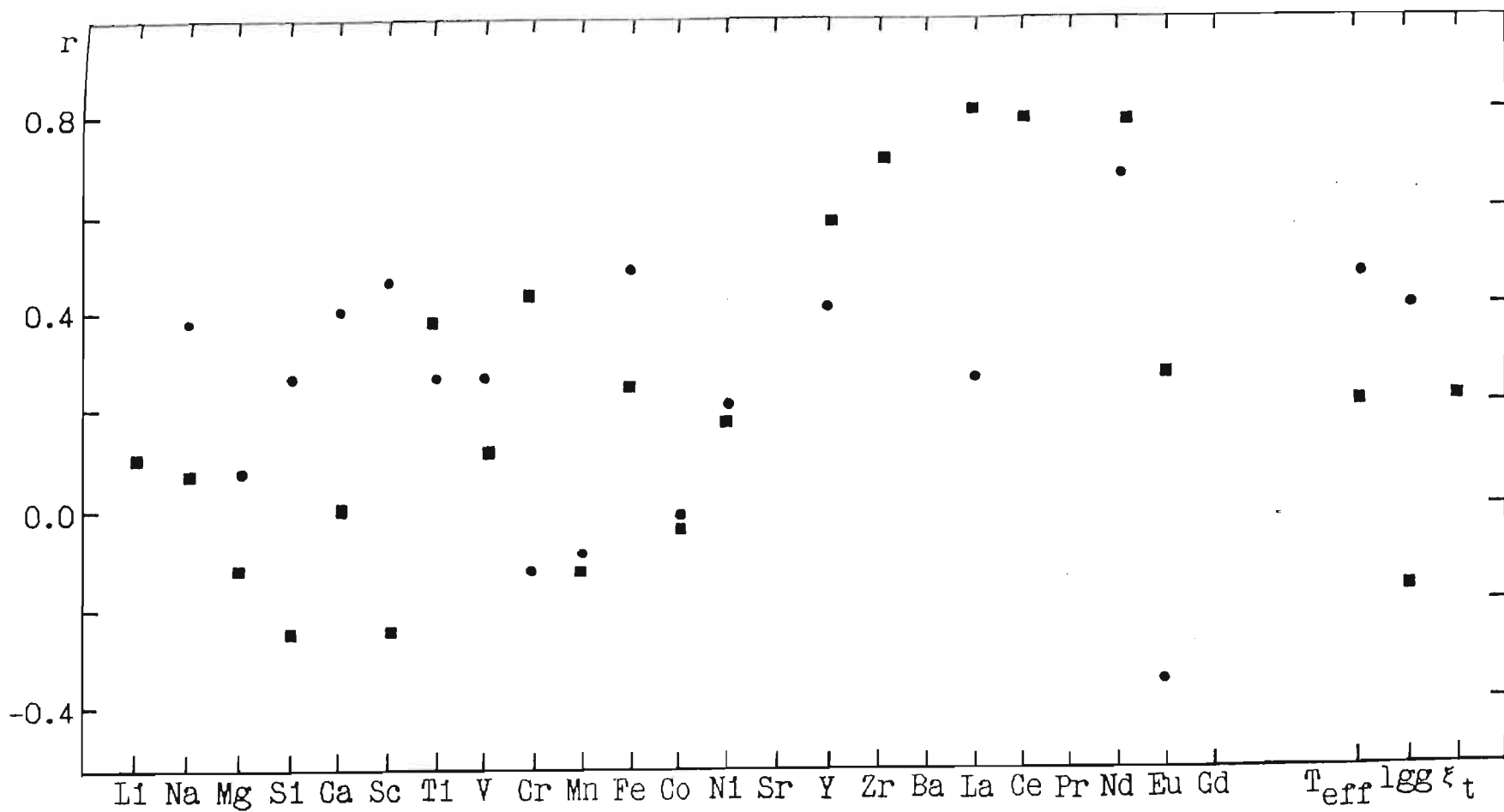


Рис.42. Степень коррелированности химсостава $lg\epsilon(E)$ и параметров атмосфер с содержанием бария - $lg\epsilon(Ba)$ для К-гигантов (●) и BaII (■) звезд.

$\lg \epsilon(\text{Ba})$ выше для бариевых звезд, тогда как для K гигантов поведение этих элементов от звезды к звезде практически некоррелировано. Отметим, что, в отличие от F_{III} -звезд, содержание европия в атмосферах BaII звезд не коррелирует с содержанием бария. Если вспомнить, что европий синтезируется в r -процессе, интерпретируем рис.40-42 как свидетельство ядерной природы избытка редкоземельных элементов в атмосферах бариевых звезд и атомно-ионной природы избытка редкоземельных элементов в атмосферах металлических звезд.

Согласно рис.42. содержание лития и бария не коррелируют. Но, если избыток бария в атмосфере одиночной звезды является в частности и следствием перемешивания, то результатом этого же перемешивания должно быть практически полное исчезновение лития в атмосфере за счет его разрушения в зоне слоевого источника. Если же принять гипотезу эволюции тесной двойной звезды умеренной массы, то наблюдаемый литий может принадлежать веществу субгиганта (известно, что в спектрах субгигантов линия лития наблюдается довольно часто (Боярчук, 1976)) т.е. имеем еще один аргумент в пользу механизма транспортировки peculiarного химического состава от звезды на стадии AGB.

Итак, подобие средних кривых распространенности химических элементов для групп металлических и бариевых звезд, видимо, определяется тем фундаментальным обстоятельством, что строение электронных оболочек атомов и ионов отражает свойства атомных ядер. Действительно, сложная структура электронных оболочек и нарушение порядка их заселения обеспечивают богатство спектра линий редкоземельных элементов, т.е. их хорошую "парусность" относительно поля излучения, что является одним из определяющих факторов в процессах диффузии. Сложная структура электронных обо-

дочек отражает сложную структуру ядер редкоземельных элементов, совокупность свойств которых определяет условия для последовательного синтеза большинства редкоземельных элементов путем захвата нейтронов. Поэтому подобие кривых распространенности мы не рассматриваем в качестве аргумента в пользу эволюционной связи металлических и бариевых звезд. Такими аргументами остается высокий процент двойственности у звезд обоих типов и совпадение средних масс A_{III} , F_{III} и $BaII$ звезд (см. рис. 43.). В целом гипотезу об эволюционной связи этих групп отвергнуть нельзя т.к. на современном уровне понимания физики процессов в атмосферах звезд мы не можем отличить две группы звезд на главной последовательности, в атмосферах которых работает механизм селективной диффузии под действием гравитации вместе с селективным выталкиванием давлением излучения, если в атмосферах одной из групп звезд в некоторый момент произошла добавка вещества, обогащенного элементами s-процесса.

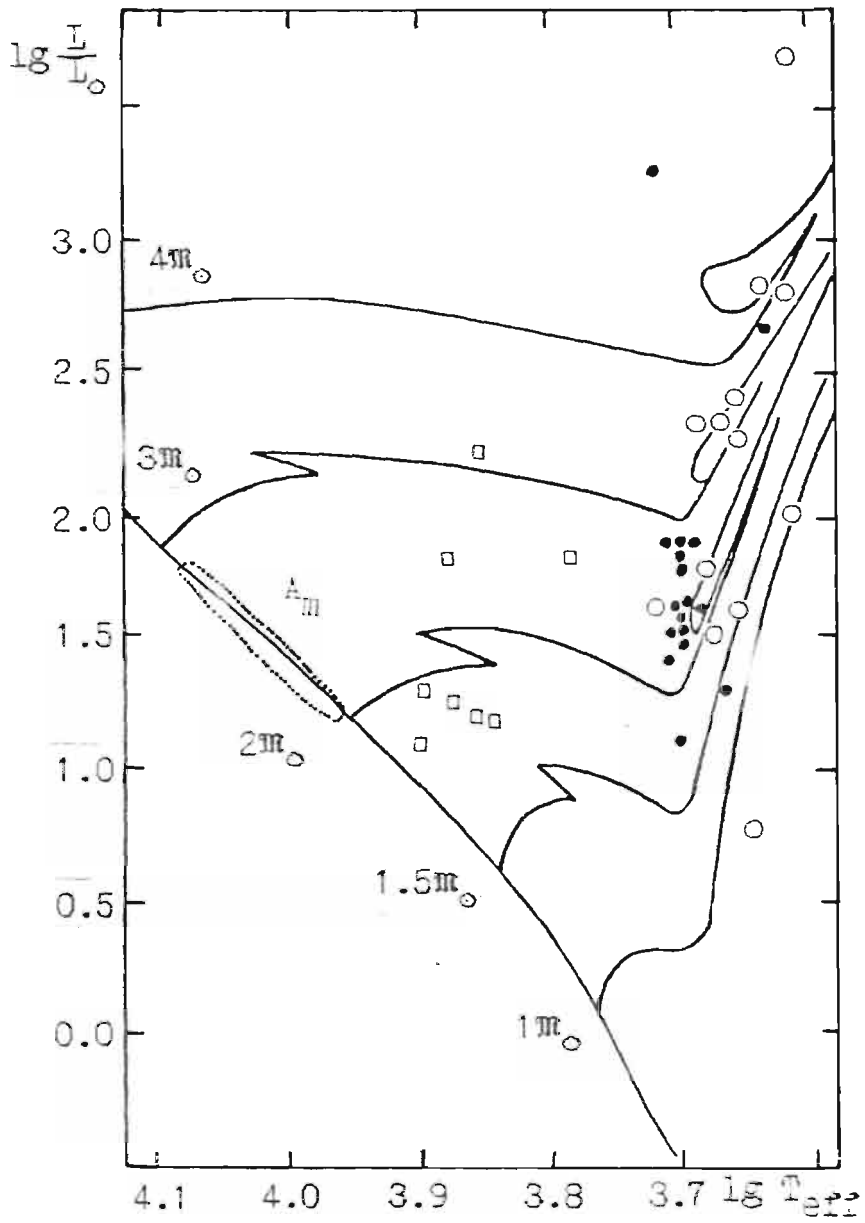


Рис.43. Локализация BaII (\bullet), A_{III} и F_{III} (\square - Рачковская, 1988) звезд на диаграмме Г-Р относительно эволюционных треков Маедера и Мейнета (1988).

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В работе приведены результаты спектроскопических исследований 32 звезд — бариевых и нормальных G-K гигантов. Такая выборка на однородном материале получена впервые. Анализ химического состава атмосфер дифференциальным методом моделей атмосфер а также подробное исследование возможных источников ошибок позволили до минимума сократить методические ошибки. В результате исследования параметров атмосфер, абсолютных величин, масс и содержания химических элементов сделан вывод, что бариевые звезды в среднем имеют такие же температуры, массы, светимости и содержание элементов группы железа, как нормальные гиганты. Единственное отличие — это повышенное содержание элементов s-процесса. Нормальное содержание лития в атмосферах BaII звезд а также изотопное отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, характерное нормальным гигантам, отвергает дополнительное перемешивание, что необходимо для синтеза и выноса элементов s-процесса. Сделан вывод, что повышенное содержание углерода и тяжелых элементов является результатом переноса вещества от спутника — звезды прошедшей стадию AGB. Экзаминация параметров s-процесса, наблюдения лучевых скоростей а также исследование в ультрафиолете (IUE) поддерживают такой сценарий. Совместный анализ орбитальных параметров и среднего содержания элементов s-процесса свидетельствует об аккреции, как наиболее вероятном механизме переноса вещества, обогащенного углеродом и элементами s-процесса, образовавшиеся вокруг звезды на стадии AGB. Наибольший интерес для развития полученных результатов представляет определение плотности нейтронов (по интенсивности линии Rb λ 7800Å) для достаточно большой выборки

ВаII звезд, не-ЛТР расчеты элементов α -процесса а также исследование родственных объектов: СН- и СН-подобных звезд.

В заключении считаю приятным долгом поблагодарить научного руководителя В.Е.Панчука за руководство работой; В.Г.Клочкову и И.Ф.Бикмаева за обсуждение и методическую помощь; В.В.Цымсала и Д.А.Ляшко за математическое обеспечение вычислений; А.К.Алксниса за постоянный интерес к работе.

Выражаю благодарность всему коллективу Специальной астрофизической обсерватории АН СССР за содействие на разных этапах работы.

ЛИТЕРАТУРА

- Вейделман (Bidelman W.P.): 1961, *Astron. J.*, 86, P.553-556.
- Вейделман и Кинан (Bidelman W.P., Keenan P.C.): 1951, *Astrophys. J.*, 114, P.473-476.
- Вем-Витензе (Böhm-Vitense E.): 1980, *Astrophys. J.*, 239, L79-L83.
- Вем-Витензе (Böhm-Vitense E.): 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 19, P.295-318.
- Вем-Витензе (Böhm-Vitense E., Nemes J., Proffitt Ch.): 1984, *Astrophys. J.*, 278, P.726-738.
- Вербицки (Burbidge E.M., Burbidge G.R.): 1957, *Astrophys. J.*, 126, P.357-385.
- Вербицки и др. (Burbidge E.M., Burbidge G.R., Fowler W.A., Hoyle F.): 1957, *Rev. Mod. Phys.*, 29, P.547-650.
- Белл и др. (Bell R.A., Eriksson R., Gustafsson B., Nordlund B.): 1976, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 23, P.37-95.
- Белл и Густафсон (Bell R.A., Gustafsson B.): 1989, *MNRAS*, 236, P.653-708.
- Бонд и Нефф (Bond H.E., Neff J.S.): 1969, *Astrophys. J.*, 153, P.1235-1237.
- Блеквелл и Шаллис (Blackwell D.E., Shallis M.J.): 1977, *MNRAS*, 180, P.177-191.
- Бажмаев И.Ф., Зобрицкий С.С., Сахибуллин Н.А.: 1990, *ПАЖ*, 16, P.213-223.
- Боесгаард (Boesgaard A.M.): 1970, *Astrophys. J.*, 161, P.1003-1009.
- Бэффин и Жориссен (Boffin H.M.J., Jorissen A.): 1988, *Astron. & Astrophys. J.*, 205, P.155-163.

- Борисов Ю.В., Панчук В.Е.: 1986, *Астрофиз. иссл.* (Известия САО), 22, С.17-24.
- Боярчук М.Е.: 1976, *Изв. КраО.*, 55, С.127-156.
- Боярчук А.А., Эглитис И.: 1981, *Изв. КраО*, 64, С.13-25.
- Боярчук А.А., Саванов И.С.: 1985, *Изв. КраО*, 70, С.57-129.
- Боярчук А.А., Саванов И.С.: 1986, *Изв. КраО*, 74, С.49-68.
- Боярчук А.А., Любимков Л.С., Сахибуллин Н.А.: 1985, *Астрофизика*, 22, С.339-356.
- Буренкова О.С., Коровяковская А.А., Назаренко И.И.: 1982, *Изв. САО* (Астрофиз. иссл.), 16, С.108-115.
- Бэбкок (Babcock H.W.): 1947, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 3, P.141-210.
- Веттен А. Двойные и кратные звезды. Пер. с англ. Д.Я. Мартынова. М: Мир, 1976, 323 с.
- Ватанабе (Watanabe T.): 1988, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 40, P.475-490.
- Вилсон (Wilson O.C.): 1976, *Astrophys. J.*, 205, P.823-841.
- Вилсон и Вайну (Wilson O.C., Vainu Vappu M.K.): 1957, *Astrophys. J.*, 125, P.661-683.
- Вильямс (Williams P.M.): 1971, *MNRAS*, 153, P.171-192.
- Вильямс (Williams P.M.): 1972, *MNRAS*, 158, P.361-373.
- Вильямс (Williams P.M.): 1975, *MNRAS*, 170, P.343-362.
- Гарстанг (Garstang R.H.): 1952, *PASP*, 64, P.227.
- Грей Д. Наблюдение и анализ звездных фотосфер. Пер. с англ. М: Мир, 1980, 496 с.
- Гриффин (Griffin R.F.): A photometric atlas of the spectrum of Arcturus. $\lambda\lambda 3600-8825 \text{ \AA}$. Cambridge philosophical society. 1968. Cambridge.
- Гриффин (Griffin R.F.): 1969, *MNRAS*, 143, P.381-406.
- Данцигер (Danziger I.J.): 1965, *MNRAS*, 131, P.51-88.
- Дейниченко О.Н.: 1982, *Изв. КраО*, 65, С.116-128.

- Джонсон (Johnson H.L.): 1966, *Ann.Rev.Astron.Astrophys.*, 4,
P.193-207.
- Джонсон (Johnson H.R.): 1982, *Astrophys.J.*, 260, P.254-271.
- Джонсон и др. (Johnson H.L., Mitchell R.I., Iriarte B.): 1966, *Comm.*
Lunar planet lab., 4, P.99-110.
- Джонсон и Митчел (Johnson H.L., Mitchell R.I.): 1975, *Rev.Mex.Astr.*
Astro., 1, P.299-324.
- Жориссен и Майор (Jorissen A., Mayor M.): 1988, *Astron. & Astrophys.*,
198, P.187-199.
- Домини и Ламберт (Dominy J.F., Lambert D.L.): 1983, *astrophys.J.*,
170, P.180-189.
- Бач Л.А.: 1989а, *Сообщ. Спец. астрофиз. обсерв.*, 60, С.57-69.
- Бач Л.А.: 1989б, *Сообщ. Спец. астрофиз. обсерв.*, 60, С.70-90.
- Бач Л.А.: 1989в, *Сообщ. Спец. астрофиз. обсерв.*, 63, С.160-170.
- Бач Л.А.: 1990, *Сообщ. Спец. астрофиз. обсерв.*, 65, С.45-52.
- Бач Л.А., Ключкова В.Г., Панчук В.Е.: 1991, *Астрофиз. исслед. (Изв.*
САО), 33, С.29-40.
- Байналов С.К.: 1970, *Изв. КрАО*, 41-42, С.298-341.
- Ибен и Ренцини (Iben I.Jr., Renzini A.): 1983, *Ann.Rev.Astron.*
Astrophys., 21, P.271-342.
- Ибен и Тутуков (Iben I.Jr., Tutukov A.V.): 1985, *Astrophys.J.Suppl.*
Ser., 58, P.661-710.
- Камерон (Cameron A.G.W.): 1955, *Astrophys.J.*, 121, P.144-166.
- Камерон (Cameron A.G.W.): 1960, *Astron.J.*, 65, P.485.
- Кэули (Cowley C.R.): 1968, *Astrophys.J.*, 153, P.169-175.
- Кемпер (Kemper E.): 1975, *PASP*, 87, P.537-540.
- Керель и Керель (Cayrel G., Cayrel R.): 1963, *Astrophys.J.*, 137,
P.431-469.
- Керель де Стробель (Cayrel de Strobel G.): 1966, *Ann.Astrophys.*, 29,
P.413-488.

- Керель и др. (Cayrel G., Cayrel R., Foy R.): 1977, *Astron. & Astrophys.*, 54, P.797-801.
- Керси (Querci M., Querci F.): 1975, *Astron. & Astrophys.*, 39, P.113-125.
- Киролаинен и др. (Kyröläinen J., Tuominen I., Vilhu O., Virtanen H.): 1986, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 65, P.11-20.
- Киппер Т.А.: 1973, *Публ. Тартуской астрофиз. обс.*, 4, С.63-100.
- Кинан и Вилсон (Keenan P.C., Wilson O.C.): 1977, *Astrophys. J.*, 214, P.399-407.
- Клочкова В.Г., Панчук В.Е.: 1987, *Изв. САО (Астрофиз. исслед.)*, 26, С.27-37.
- Клочкова В.Г., Мишенина Т.В., Панчук В.Е.: 1989, *ПАЖ*, 15, С.815-823.
- Ковач (Kovacs N.): 1983, *Astron. & Astrophys.*, 120, P.21-35.
- Ковач (Kovacs N.): 1983, *Astron. & Astrophys.*, 124, P.63-70.
- Ковач (Kovacs N.): 1985, *Astron. & Astrophys.*, 150, P.232-245.
- Колачей (Kollatschey W.): 1980, *Astron. & Astrophys.*, 86, P.308-314.
- Кулвер и Ианна (Culver R.B., Ianna P.A.): 1976, *PASP*, 88, P.41-43.
- Кулвер и Ианна (Culver R.B., Ianna P.A.): 1980, *PASP*, 92, P.829-832.
- Кулвер и др. (Culver R.B., Ianna P.A., Franz O.G.): 1977, *PASP*, 89, P.397-399.
- Куруч (Kurucz R.L.): 1979, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 40, P.1-340.
- Кьергард и др. (Kjaergaard P., Gustafsson B., Walker G.A., Hultquist L.): 1982, *Astron. & Astrophys.*, 115, P.145-163.
- Ламберт и Рис (Lambert D.L., Ries L.M.): 1977, *Astrophys. J.*, 217, P.508-530.
- Ламберт и Рис (Lambert D.L., Ries L.M.): 1981, *Astrophys. J.*, 248, P.228-248.
- Лутц и др. (Lutz T.E., Furenlid I., Lutz J.H.): 1973, *Astrophys. J.*, 184, P.787-792.
- Лу и Соппер (Lu P.K., Sawyer O.): 1979, *Astrophys. J.*, 231, P.111-117.

- МакКлур (McClure R.D.): 1983, *Astrophys. J.*, 268, P.264-273.
- МакКлур (McClure R.D.): 1984, *PASP*, 96, P.117-127.
- МакКлур и Вудсворт (McClure R.D., Woodsworth A.W.): 1990, *Astrophys. J.*, 352, P.709-723.
- МакКонелл и др. (McConnell O.J., Frye R.L., Upgren A.R.): 1972, *Astron. J.*, 77, P.384-391.
- Маланье (Malaney R.A.): 1987a, *Messenger el Mensajero*, 50, P.37-40.
- Маланье (Malaney R.A.): 1987б, *Astrophys. J.*, 321, P.832-845.
- Маланье (Malaney R.A.): 1987в, *Astron. & Space Sc.*, 137, P.251-255.
- Маланье и Ламберт (Malaney R.A., Lambert D.L.): 1988, *MNRAS*, 235, P.695-713.
- Маедер и Мейнет (Maeder A., Meynet G.): 1988, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 76, P.411-425.
- Местел (Mestel L.): 1952, *MNRAS.*, 112, P.598-608.
- Мишо (Michaud G.): 1970, *Astrophys. J.*, 160, P.641-658.
- Мишенина Т.В.: 1985, Диссертация, Одесса, С.67
- Морган и Кинан (Morgan W.W., Keenan P.C.): 1973, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 11, P.29-50.
- Мур (Moore C.E.): 1959, A multiplied table of astrophysical interest, N.E.S., Tech, Note 36.
- Ойнас (Oinas V.): 1974, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 27, P.391-404.
- Пинсонье и др. (Pinsonneault M.M.): 1984, *PASP*, 96, P.239-246.
- Пачинский (Paczynski B.): 1970а, *Acta Astron.*, 20, P.47-58.
- Пачинский (Paczynski B.): 1970б, *Acta Astron.*, 20, P.287-309.
- Равелл (Powell A.L.T.): 1971, *Royal obs. bull. N168*, P.317-349.
- Пилачовски (Pilachowski C.A.): 1977, *Astron. & Astrophys.*, 54, P.465-471.
- Пилачовски (Pilachowski C.A.): 1988, *Lecture Not. in Phys. No. 305*, P.17-30.
- Парадайс (Paradijs van J.): 1973, *Astron. & Astrophys.*, 11, P.15-4 .

- Риджвей и др. (Ridgway S.T., Joyce R.R., White N.M., Wing R.F.): 1980, *Astrophys. J.*, 235, P.126-137.
- Рачковская Т.М.: 1988, *Изв. КраО*, 80, С.3-18.
- Рикальчук Р.Е.: 1987, *Содержание элементов в солнечной атмосфере*, ВИНТИ N°-8589-В87, Киев.
- Руланд и др. (Ruland F., Holweger H.): 1980, *Astron. & Astrophys.*, 92, P.70-85.
- Сандерс (Sanders R.H.): 1967, *Astrophys. J.*, 150, P.971-977.
- Скало (Scalo J.M.): 1978, *Astrophys. J.*, 221, P.627-634.
- Скало (Scalo J.M.): 1981, *Physical processes in red giants*, Ed. I. Iben, A. Renzini., D:Reidel, P.77-114.
- Смит (Smith V.V.): 1984, *Astron. & Astrophys.*, 132, P.326-338.
- Смит и др. (Smith V.V., Wallerstein G., Ebner K., Olmstead E.): 1984, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 55, P.439-450.
- Смит и Санцефф (Smith V.V., Suntzeff N.B.): 1987, *Astron. J.*, 92, P.359-368.
- Смит и Ламберт (Smith V.V., Lambert D.L.): 1987, *MNRAS*, 227, P.563-579.
- Снеден и др. (Snedden C., Lambert D.L., Pilachowski C.A.): 1981, *Astrophys. J.*, 247, P.1062-1063.
- Стеинбок (Steenbock W.): 1985, *Cool stars with excesses of heavy elements*. Eds. Jaschek M. and Keenan P.C.D:Reidel, P.231-237.
- Страйжис В.: 1977, *Многоцветная фотометрия звезд*. Вильнюс: Мокслас, 1.212.
- Томкин и Ламберт (Tomkin J., Lambert D.L.): 1979, *Astrophys. J.*, 227, P.209-213.
- Томкин и Ламберт (Tomkin J., Lambert D.L.): 1983, *Astrophys. J.*, 273, P.722-741.
- Томкин и Ламберт (Tomkin J., Lambert D.L.): 1986, *Astrophys. J.*, 311, P.819-825.

- Томкин и др. (Tomkin J., Lambert D.L., Edvardsson B., Gustafsson B., Nissen P.E.): 1989, *Astron. & Astrophys.*, 219, P. L15-L18.
- Тримбл (Trimble V.): 1975, *Revs. Mod. Phys.*, 47, P. 877-976.
- Уорнер (Warren B.): 1965, *Commun. Univers. London obs. No. 65*, P. 1-44.
- Уоррен и Пеат (Warren P., Peat D.W.): 1972, *Astron. & Astrophys.*, 17, P. 450-457.
- Утоуми (Utsumi K.): 1970, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 22, P. 93-112.
- Фикс (Fix J.D.): 1976, *Astrophys. J.*, 203, P. 463-465.
- Фикс и Нефф (Fix J.D., Neff J.S.): 1975, *MNRAS*, 173, P. 83-85.
- Фрик и др. (Frick U., Bell R.A., Gustafsson B., Nordh H.L., Olofsson S.S.): 1982, *MNRAS*, 199, P. 471-481.
- Хаккила (Hakila J.): 1989, *Astron. J.*, 98, P. 699-715.
- Хаккила и МакНамера (Hakila J., McNamara B.J.): 1987, *Astron. & Astrophys.*, 186, P. 255-260.
- Хаяши (Hayashi C.): 1950, *Prog. Theor. Phys.*, 5, P. 224-232.
- Хелфер и Валлерстейн (Helfer H.L., Wallerstein G.): 1968, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 16, P. 1-48.
- Хоффлейт (Hoffleit D.): 1983, *The Yale bright star catalogue*, Yale University, New Haven.
- Хоил (Hoyle F.): 1946, *MNRAS*, 106, P. 343-383.
- Кохлова В.Л.: 1977, *ПЖ*, 3, С. 21-25.
- Кохлова В.Л.: 1983, *Итоги науки и техники, астрономия.*, т. 24, С. 233.
- Кромби и др. (Chromey F.R., Faber S.M., Wood A., Danziger J.): 1969, *Astrophys. J.*, 158, P. 599-606.
- Харм и Шварцшильд (Härm R., Schwarzschild M.): 1962, *Astrophys. J.*, 145, P. 496-504.
- Харм и Шварцшильд (Härm R., Schwarzschild M.): 1964, *Astrophys. J.*, 139, P. 594-601.
- Харм и Шварцшильд (Härm R., Schwarzschild M.): 1966, *Astrophys. J.*, 145, P. 496-504.

Шварцшильд и Себберг (Schwarzschild M., Seiberg H.): 1963,
Astrophys. J., 136, P. 150-157.

Шварцшильд и Хярм (Schwarzschild M., Härm R.): 1965, Astrophys. J.,
136, P. 158-165.

Шварцшильд и Хярм (Schwarzschild M., Härm R.): 1967, Astrophys. J.,
150, P. 961-970.

Эгген (Eggen O. J.): 1972, MNRAS, 159, P. 403-427.

Ямасита и Норимото (Yamashita Y., Norimoto Y.): 1981, Ann. Tokyo
Astron. Obs., 18, P. 125-141.

Юри (Jura M.): 1988, Astrophys. J. Suppl. Ser., 66, P. 33-41.

Ваннер (Wannier P. G.): 1990, Astrophys. J., 358, P. 251-261.

ПРИЛОЖЕНИЕ

Результаты определения эквивалентных ширин (ω ; mÅ) и
содержания химических элементов ($\lg \epsilon(E)$; $\lg \epsilon(H)=0.0$).

λ (Å)	n	lggr	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon(E)$	ω	$-lg\epsilon(E)$	ω	$-lg\epsilon(E)$
Li I 6707.90	1	0.178	24	11.42	19	12.26		
Na I 5688.20	6	-0.43	272	5.05	179	6.17	230	5.69
6154.22	5	-1.56	115	5.63	105	6.00	135	5.63
Mg I 5528.40	9	-0.48	285	4.71	238	5.24	237	5.41
5711.07	5	-1.71	141	5.13	143	5.25	156	5.17
Si I 5665.60	10	-2.04	90	4.44	38	5.28	57	5.02
5772.26	17	-1.75	120	4.19			115	4.42
5793.13	9	-2.06	82	4.50	39	5.23	62	4.94
6155.22	29	-0.30	107	5.16	66	5.68	99	5.40
6721.84	38	-1.01	135	3.84	59	4.76	172	3.55
Ca I 5590.12	21	-0.66	175	6.13	125	7.00	146	6.72
5601.28	24	-0.52	222	5.71	155	6.58	230	5.58
6166.44	20	-1.30	115	6.22	142	6.22	119	6.44
6417.69		-0.53	36	5.51				
6455.60	19	-1.36	123	6.11	160	5.98	143	6.17
6471.66	18	-0.90	149	6.29	221	5.73	180	6.26
6717.69	32	-0.52			300	5.09		
Sc I 5375.32		-0.06	5	9.46	14	9.59		
5571.53	12	0.64	102	9.18	115	9.65	125	9.37
6210.68	2	-1.57	31	9.69	150	9.36	125	9.33
6276.31	2	-2.42	8	9.45	122	8.76	114	8.54
Sc II 5239.82	26	-0.77	121	9.48	209	8.58	140	9.72
5526.81	31	0.12	127	9.92	45	11.40	98	10.71
5640.97	99	-1.04			116	9.67	143	9.40
6245.63	28	-0.98	126	9.23	128	9.63	117	9.81

λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	28	-1.14	121	9.13	111	9.71	162	9.16
6309.90	28	-1.74			83	9.5	91	9.33
6604.60	19	-1.14	90	9.65	109	9.96	86	10.18
Ti I								
5426.26	3	-2.86	58	7.93	113	8.30	96	8.14
5460.50	3	-2.88	90	7.57	153	7.77		
5490.84	3	-3.08	107	7.23	153	7.57	151	7.41
5503.90	287	0.04	102	7.08	98	7.58	117	7.25
5679.93	269	-0.56	78	6.88	61	7.59	88	7.10
5689.47	249	-0.33	61	7.51	95	7.68	74	7.70
5713.90	249	-1.01	53	6.93	72	7.28	85	6.93
5716.45	249	-0.71	36	7.44	35	8.05	55	7.52
5766.33	309	-0.32	52	6.38	30	7.13	55	6.59
5812.83	309	-0.27	21	6.90	22	7.31		
5813.97	73	-1.90						
5866.45	72	-0.79	137	7.93	178	8.08		
5903.32	71	-2.04	55	7.45	114	7.60	102	7.47
5918.54	71	-1.55	92	7.58	159	7.58	123	7.78
5937.81	72	-1.82	59	7.63	125	7.71	95	7.75
5941.76	72	-1.48	132	7.32	167	7.58	148	7.65
5944.65	2	-3.89	19	7.57	81	7.71	52	7.61
5965.83	154	-0.22	117	7.63	157	7.70	164	7.57
6091.18	238	-0.35	67	7.49	119	7.48		
6258.11	104	-0.40	203	7.21				
6261.10	104	-0.50	162	7.56			189	7.76
6312.24	104	-1.49	74	7.33	113	7.64	121	7.35
6508.13	102	-2.22	72	6.67			87	6.97
Ti II								
5185.90	86	-1.56	126	7.69			146	7.85
5336.81	69	-1.75	122	7.94	98	8.66	135	8.25
5381.02	69	-2.06	135	7.51	112	8.18	146	7.84
5418.80	69	-2.19	107	7.69	52	8.84	71	8.55
6559.58	91	-2.14	55	7.81	80	7.95		

3. λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
V I								
5604.97	87	-1.33	37	8.40	70	8.78	62	8.55
5627.63	37	-0.32	145	8.27	137	9.00	163	8.56
5632.46	1	-3.38						
5670.83	36	-0.48	144	8.13	120	9.05	134	8.70
5703.56	35	-0.25	119	8.65	149	8.96	181	8.50
5727.02	35	0.27	156	8.77	183	8.99	193	8.84
5737.06	35	-0.80	66	8.58	131	8.63	112	8.61
5776.70	36	-1.59	28	8.25	87	8.31	78	8.10
6039.73	34	-0.95	95	8.18	157	8.23	115	8.48
6081.43	34	-0.90	96	8.24	159	8.30	141	8.33
6111.64	34	-0.78						
6119.51	34	-0.62	124	8.26	171	8.40	162	8.41
6150.13	20	-1.48	127	8.41	183	8.60	169	8.62
6266.32	20	-2.35	42	8.38	146	8.23		
6268.84	20	-2.92	88	7.33				
6274.67	19	-1.90	99	8.28	165	8.49	155	8.39
6285.18	19	-1.75	99	8.43	168	8.59	134	8.70
6531.44	48	-1.33	62	7.95			115	7.94
6543.51	48	-1.95	26	7.84			67	7.76
V II								
5819.92	99	-1.82	13	8.48	16	8.80	10	9.00
Cr I								
5304.18	225	-0.69	47	6.46	49	7.01	38	7.00
5368.55			40	6.00	18	7.25	30	6.36
5719.83	119	-1.66	22	6.65			25	6.87
5783.07	188	0.00						
5783.93	188	-0.36	110	6.94	105	7.33	160	6.65
5843.24	119	-2.01	6	6.52	12	7.11	13	6.85
6330.10	6	-2.92	122	6.97	149	7.42	167	7.09
6501.21	16	-3.09						
6537.92	16	-3.76	18	7.14	97	7.05		
6630.01	16	-3.56	59	6.80	99	7.20	123	6.73

⁴ λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	24	-2.05	57	6.64	19	7.58		
5308.44	45	-1.75	58	6.65	43	7.03	29	7.43
5310.70	43	-2.17	20	6.95	18	7.19		
5334.88	43	-1.59	71	6.61	36	7.33	48	7.24
Mn I								
5399.49	42	-0.32	75	6.95	61	7.47	77	7.17
5407.42	4	-1.70	217	6.08				
5420.36	4	-1.46	180	6.80	190	6.98	226	6.63
5457.47	4	-2.89	78	6.46	78	7.06	117	6.46
5537.76	4	-2.28	127	6.56	96	7.44	139	6.83
6013.50	27	-0.25	162	7.11	178	7.18	145	7.63
Fe I								
5321.09	1165	-1.49	84	4.60	42	5.52	65	5.13
5441.32	1144	-1.77	62	4.76	28	5.65		
5491.84	1031	-2.43			24	5.25	26	5.07
5522.46	1108	-1.64	80	4.79	26	5.96	61	5.33
5536.60	345	-3.80	30	5.02			71	4.87
5539.28	871	-2.61	47	4.95	31	5.67	50	5.23
5554.90	1183	-0.73	133	4.54	78	5.63	135	4.95
5563.60	1062	-1.07			108	5.37		
5567.40	209	-2.80	163	4.53	111	5.35	185	4.92
5618.65	1107	-1.41	114	4.56			104	5.09
5633.97	1314	-0.70	102	4.48	47	5.50	94	4.90
5638.27	1087	-0.99	144	4.54	96	5.59	104	5.50
5652.32	1108	-1.89	80	4.49	22	5.74	78	4.83
5741.86	1086	-1.75	75	4.70	46	5.46		
5752.04	1180	-1.22	87	4.72	70	5.27	89	5.01
5775.09	1087	-1.37	108	4.70	71	5.55	88	5.31
5778.47	209	-3.57	70	5.02	74	5.59	89	5.27
5793.93	1086	-1.80			35	5.64		
5806.73	1180	-1.05	114	4.45	40	5.78	95	5.04
5809.25	982	-1.81	114	4.61	65	5.66	97	5.21
5814.80	1086	-1.89	62	4.70	34	5.48		

⁵ λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	552	-3.40	56	4.50	34	5.33	60	4.81
5852.19	1178	-1.33	82	4.68	28	5.40		
5855.13	1179	-1.65					25	5.36
5856.08	1128	-1.58	61	5.01	59	5.41	70	5.20
5859.61	1181	-0.71	107	4.96	72	5.76	112	5.28
5862.36	1180	-0.55	126	4.85	90	5.67	103	5.53
5873.21	1087	-1.96	72	4.53	53	5.16		
5883.84	928	-1.31	137	4.68	93	5.70	115	5.43
5927.80	1175	-1.14	59	5.04	61	5.34	67	5.21
6005.53	207	-3.68	97	4.62	97	5.23	95	5.12
6012.21	64	-4.12	87	4.76	105	5.22	105	5.08
6024.07	1178	-0.17	162	4.73	125	5.57	135	5.56
6151.62	62	-3.30			127	5.86	158	5.46
6157.73	1015	-1.25			123	5.21		
6165.37	1018	-1.32	86	4.95	87	5.33	78	5.39
6200.32	207	-2.44	167	5.00	166	5.58	187	5.40
6226.77	981	-2.16	60	4.96	62	5.37	84	5.03
6229.23	342	-2.91	106	4.97	92	5.71	115	5.37
6270.24	342	-2.67	118	5.05	96	5.89	166	5.06
6271.28	685	-2.93	80	4.64	78	5.18		
6302.51	816	-1.30	172	4.63	124	5.72	206	4.82
6336.84	816	-1.00	199	4.58	143	5.76	200	5.19
6380.75	1015	-1.36					122	5.03
6392.53	109	-3.90	106	4.74	119	5.24	140	4.92
6436.43	1016	-2.23	28	5.01	43	5.16		
6533.97	1197	-1.49						
6591.32	1229	-1.94	36	4.68	33	5.07		
6627.56	1174	-1.65	37	5.00	28	5.51	72	4.82
Fe II								
5325.56	49	-3.54	87	4.46	37	5.54		
5414.01	48	-3.82						
5425.25	49	-3.63	51	4.97				
6084.10	46	-4.15	59	4.35	22	5.34		

⁶ λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	74	-3.05	69	4.43				
6238.38	74	-2.63	77	4.72	44	5.44	105	4.38
6247.56	74	-2.64	88	4.54	37	5.58		
6407.30	74	-3.88						
6416.90	74	-3.02	36	5.04			54	5.08
6432.65	40	-3.68	73	4.93	43	5.72	86	4.98
6456.38	74	-2.52	98	4.82	69	5.41	69	5.65
Co I								
5331.46	39	-1.96	88	7.56	122	7.73	100	7.89
5352.05	172	0.06	71	7.53	30	8.51	55	8.01
5381.77		-0.03						
5530.78	38	-2.06	98	7.48			102	7.90
5647.23	112	-1.56	90	7.35	62	8.23	100	7.66
6000.66	169	-0.80	17	8.08	36	7.52		
6116.99	37	-2.49	60	7.38	90	7.71	52	7.93
6632.43	111	-2.00	29	7.70	79	7.67	94	7.36
Ni I								
5388.35	70	-3.45	57	6.31	67	6.79	66	6.63
5796.08	68	-4.15			39	6.48	62	5.99
5805.23	234	-0.62	68	6.30	40	6.97		
5847.01	44	-3.55	106	6.07	78	6.97	122	6.37
6108.12	45	-2.48	148	6.75	158	7.08	196	6.68
6128.99	42	-3.50	113	6.08	129	6.44	114	6.53
6186.72	229	-1.10	82	5.75			74	6.10
6327.60	44	-3.19	139	6.16	139	6.65	138	6.63
6532.89	64	-3.51	114	5.76	91	6.55	142	5.93
6635.15	264	-0.84	33	6.28	20	6.84	107	5.61
Y I								
6435.02	2	-0.82	36	10.27	84	10.63	86	10.28
6557.40	1	-2.79			34	9.34		
Y II								
5402.78	35	-1.41	47	9.43	37	10.08	58	9.73

λ (Å)	n	lggf	HD3712		HD9138		HD12533	
			ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	27	-1.06	55	9.60	10	11.06	59	10.00
Zr I								
5735.70	4	-2.24	37	9.00	39	9.96		
5885.61	2	-1.71	16	9.23	48	10.28		
6045.85	2	-0.33	19	8.89	21	9.54		
6134.58	24	-1.28						
6140.50	2	-1.41	22	9.45	29	10.22	68	9.36
6143.23	65	-1.10	43	10.00	92	10.45	114	9.93
6313.05	65	0.27	46	9.37	55	9.99	75	9.49
Ba II								
5853.68	2	-1.00	177	10.46	138	11.44	198	10.78
6141.72	2	-0.10	249	10.44	192	11.53	275	10.71
6496.90	2	-0.38	318	9.65	241	10.86	344	9.99
La II								
5805.77	4	-1.81	68	10.61	26	11.98	62	11.26
6262.25	33	-1.27	77	10.73	48	11.80		
6390.49	33	-1.55	52	10.83	58	11.51	71	11.20
Ce II								
6043.39	30	-0.25	15	10.96	14	11.68	36	11.04
Nd II								
5319.82	75	-0.36	117	10.50	101	11.32	128	10.94
5548.47	73	-1.96	37	9.84	6	11.50	29	10.54
5842.39	86	-0.75	11	10.76	16	11.24		
Eu II								
5818.74	9	-1.35	12	10.93	20	11.30		
6645.11	8	0.08	18	12.02	28	12.39	80	11.59

λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)
Li I 6707.90	29	10.74	71	11.21	11	11.65	27	11.89
Na I 5688.20	170	5.73	231	5.90	161	6.03	263	5.44
6154.22	63	5.86	200	5.14	44	6.31	126	5.79
Mg I 5528.40			329	4.69	183	5.61	320	4.68
5711.07	142	4.77	221	4.58	136	4.92	202	4.62
Si I 5665.60	60	4.72	97	4.43	52	4.65	79	4.59
5772.26	68	4.74			66	4.55		
5793.13			93	4.43	44	4.74	77	4.58
6155.22	80	5.47	171	4.51			93	5.26
6721.84			72	4.58	90	4.11		
Ca I 5590.12	104	6.52	218	6.14	93	6.87	201	6.18
5601.28			308	5.53			256	5.68
6166.44	71	6.28	228	5.52	104	6.12	166	6.02
6417.69			86	5.02	16	5.90	66	5.23
6455.60	47	6.33	175	5.98	80	6.37	163	6.02
6471.66	84	6.54	218	6.06	134	6.15	207	6.04
6717.69			203	6.35				
Sc I 5375.32	15	8.49						
5671.83	45	9.21	145	9.24	70	9.30	147	9.27
6210.68			218	8.64	34	9.41	112	9.57
6276.31	6	9.20						
Sc II 5239.82			218	8.64	67	9.60		
5525.81	81	10.39			66	10.13	130	10.07
5640.97								
6245.63	79	9.63	222	8.51	86	9.13		

² λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	133	8.87	264	7.97	79	9.05		
6309.90	58	9.13	167	8.31			95	9.02
6604.60	65	9.82	127	9.47	59	9.50	114	9.64
Tl I								
5426.26	7	8.19	121	7.92	38	7.94	102	8.23
5460.50	15	7.79	186	7.35	68	7.50	148	7.76
5490.84	65	6.78	178	7.23	77	7.20	162	7.43
5503.90	34	7.43	162	6.90	47	7.55	136	7.14
5679.93	35	6.94	130	6.74	51	7.03	104	7.04
5689.47	34	7.38	127	7.24	64	7.31	105	7.50
5713.90	35	6.88	114	6.68			77	7.11
5716.45	4	8.03	89	7.18	16	7.75	42	7.80
5766.33	20	7.30	84	6.29	23	6.76	44	6.81
5812.83			56	6.58	32	6.60	14	7.43
5813.97								
5866.45	83	7.72						
5903.32	9	7.73	129	7.25	28	7.65	100	7.61
5918.54	28	7.67	209	7.10	78	7.47	122	7.91
5937.81			138	7.41	52	7.51	108	7.76
5941.76	56	7.35	206	7.23	113	7.13	152	7.73
5944.65			95	7.18	14	7.48	34	7.99
5965.83			220	7.16	86	7.68	181	7.48
6091.18	17	7.77	121	7.35	36	7.74	62	7.99
6258.11	93	7.59			130	7.55	248	7.28
6261.10	88	7.56	317	6.65	126	7.50		
6312.24			198	6.77	52	7.37	90	7.72
6508.13			115	6.72	28	7.06		
Tl II								
5185.90					98	7.46	174	7.22
5336.81	87	8.27	178	7.57	133	7.16	177	7.46
5381.02	91	7.93	170	7.35				
5418.80	76	7.96	114	7.79	66	7.65	112	7.82
6559.58	74	7.55	93	7.49	30	7.73	80	7.66

⁵ λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
V I								
5604.97			61	8.51	32	8.31	71	8.59
5627.63			184	8.47	76	8.69	184	8.43
5632.46								
5670.83	55	8.33	185	8.30	60	8.72	156	8.59
5703.56	64	8.49	229	8.17	126	8.17		
5727.02	76	8.85	248	8.45				
5737.06	35	8.31	178	8.08	44	8.64	128	8.58
5776.70			115	7.77			61	8.39
6039.73	12	8.71	186	7.92	56	8.35		
6081.43	26	8.40	216	7.73	83	8.09	164	8.20
6111.64								
6119.51	55	8.24	196	8.18	76	8.44	157	8.54
6150.13	29	8.58	247	7.99	69	8.63	170	8.70
6266.32	15	8.12			24	8.44	126	8.28
6268.34	15	7.54			49	7.45	170	7.30
6274.67	23	8.37	249	7.65	65	8.31	147	8.56
6285.18	48	8.11	228	7.99	68	8.41		
6531.44			152	7.65	39	8.03	89	8.26
6543.51			152	7.07			39	8.19
V II								
5819.92	5	8.74			12	8.07	7	8.39
Cr I								
5304.18	21	6.76			12	7.29	76	6.61
5719.83	11	6.61	57	6.38	62	5.92		
5783.07	46	4.67			40	4.81		
5783.93	67	7.01	170	6.67	101	6.79	171	6.58
5843.24			20	6.59	13	6.48	12	6.97
6330.10	25	7.32	225	6.65			156	7.27
6501.21	9	3.77			44	3.10	84	2.93
6537.92	6	6.98	128	6.50	16	7.12	63	7.18
6630.01	19	6.73			42	6.79	100	7.02

⁴ λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85			63	6.59	40	6.43	32	7.04
5308.44	41	7.00	103	6.08	30	6.65	47	6.78
5310.70	32	6.73	75	6.01	20	6.48		
5334.88	60	6.87	67	6.70	22	7.00	33	7.18
Mn I								
5399.49	49	6.93	127	6.67	44	7.19	86	7.10
5407.42	128	6.53	346	5.17			284	5.67
5420.36	107	7.04	243	6.62	130	6.95	225	6.66
5457.47					35	6.80	90	6.78
5537.76	48	6.85	196	6.27	98	6.55	182	6.35
6013.50			225	6.87	114	7.30	201	6.98
Fe I								
5321.09			123	4.47			79	4.95
5441.32	15	5.35	76	4.83	42	4.92	46	5.24
5491.84	7	5.19	46	4.66	25	4.71	23	5.13
5522.46	50	4.94	79	5.06	56	4.96	80	5.09
5536.60			57	4.89	44	4.63	46	5.16
5539.28	45	4.67	77	4.83	60	4.62	80	4.87
5554.90	96	4.91	157	4.74	93	4.95	147	4.71
5563.60			174	4.67				
5567.40	101	4.99	202	4.77	92	5.27	194	4.74
5618.65	46	5.23	126	4.83	50	5.28	110	4.97
5633.97	73	4.72	131	4.48			112	4.62
5638.27	86	5.14	176	4.70	95	5.06	141	5.00
5652.32	39	4.79	85	4.69	34	5.00	51	5.12
5741.86	53	4.74	142	4.28			95	4.75
5752.04	55	4.93	138	4.46	67	4.83	104	4.79
5775.09	59	5.09	142	4.71	55	5.24	102	5.10
5778.47	50	4.84	124	4.84	56	5.00	102	5.11
5793.93			116	4.53	51	4.87	95	4.75
5806.73	84	4.67	136	4.57	39	5.34	82	5.14
5809.25	77	4.81	171	4.41	69	5.02	101	5.13
5814.80	53	4.58	113	4.40	46	4.78	55	5.04

5 λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	9	5.11	79	4.50	20	4.94	41	5.04
5852.19	55	4.82	118	4.57	31	5.28		
5855.13	11	5.31	58	4.78	13	5.34	23	5.38
5856.08	37	5.10	100	4.82	42	5.14	83	5.01
5859.61	97	4.93	167	4.66	99	4.89	131	4.98
5862.36	89	5.18	144	5.07			148	4.92
5873.21	10	5.43	107	4.42	37	4.89	82	4.70
5883.84	89	5.09	191	4.60	81	5.27	151	4.93
5927.80	20	5.48	105	4.75	30	5.36	56	5.30
6005.53	26	5.11	135	4.65	49	5.00	106	4.98
6012.21	15	5.36	130	4.75	38	5.16	103	5.08
6024.07			197	4.90	112	5.26	154	5.23
6151.62	82	5.23	209	4.93			158	5.39
6157.73	82	5.11	205	4.39			148	4.89
6165.37	50	5.15	171	4.38	45	5.34	100	5.10
6200.32	110	5.29	246	4.82			201	5.16
6226.77	45	4.87	159	4.23	22	5.43	82	5.01
6229.23	57	5.14	189	4.58	66	5.24	156	4.86
6270.24	83	5.07	219	4.53	79	5.30	141	5.27
6271.28	22	5.12			36	5.05	104	4.75
6302.51	108	5.21			112	5.21	177	5.06
6336.84			263	4.61	146	5.04	198	5.11
6380.75	49	5.29	174	4.49	84	4.92	144	4.71
6392.53	16	5.50	140	4.85	62	5.01	131	4.96
6436.43			63	4.70	19	5.08	51	4.91
6533.97					48	4.84	79	4.83
6591.32	11	5.06	69	4.42			34	4.92
6627.56			84	4.61			43	5.13
Fe II								
5325.56	69	4.88	113	4.30			51	5.05
5414.01					15	5.06		
5425.25			78	4.67	13	5.35		
6084.10	34	4.91	50	4.54	14	4.81	25	4.97

λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	63	4.78			24	4.79	42	4.84
6238.38	63	5.20	72	4.50			65	4.86
6247.56			56	5.08	17	5.40	33	5.42
6407.30								
6416.90	22	5.50	82	4.34	19	4.95	61	4.53
6432.65			72	4.78			62	5.13
6456.38	77	5.42	96	4.95	46	5.15	80	5.04
Co I								
5331.46	41	7.60	142	7.36	52	7.67	108	7.76
5352.05	47	7.52	114	7.29	69	7.30	59	7.92
5381.77								
5530.78	26	7.85			48	7.74	106	7.81
5647.23	35	7.54	118	7.36	28	7.87	104	7.56
6000.66	9	8.09	22	7.49			23	7.58
6116.99	15	7.64						
6632.43					46	7.19	73	7.50
Ni I								
5388.35			121	5.93	41	6.25	62	6.62
5796.08			97	5.46	22	5.90	84	5.68
5805.23	59	6.20	103	6.06	32	6.59	66	6.47
5847.01	51	6.19	151	5.95			122	6.27
6108.12	97	6.76	218	6.43			164	6.92
6128.99	60	6.15	186	5.71	66	6.22	138	6.18
6186.72	59	5.80			24	6.36	80	5.91
6327.60			220	5.74	97	6.16	153	6.36
6532.89	36	6.17	147	5.74			130	5.93
6635.15					28	6.17	28	6.50
Y I								
6435.02			85	10.25	82	9.46	78	10.49
6557.40			85	8.37				
Y II								
5402.78	35	9.54	72	9.24	44	9.00	42	9.69

λ (Å)	HD13611		HD15694		HD16458		HD31767	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61					60	9.05	47	9.90
Zr I								
5735.70			105	8.86	48	8.58	41	9.66
5885.61	2	9.35	75	9.55	41	9.13	27	10.33
6045.85	10	8.65					16	9.48
6134.58								
6140.50			52	9.45			14	10.32
6143.23	30	9.35	128	9.79	83	9.24	48	10.65
6313.05	10	9.54	134	8.99	85	8.69	76	9.60
Ba II								
5853.68	153	10.45	215	10.47	216	9.28	215	10.35
6141.72	253	10.09	310	10.33	392	9.12	312	10.12
6496.90	247	10.07	330	10.11	342	9.18	329	9.94
La II								
5805.77	59	10.47	114	10.42	79	9.94	42	11.30
6262.25	48	10.85	182	10.02			103	10.81
6390.49			113	10.46	107	9.64	86	10.82
Ce II								
6043.39	4	11.43	41	10.59	38	10.01	15	11.26
Nd II								
5319.82	79	10.69	188	10.07			133	10.67
5548.47	8	10.39	35	10.05	66	8.96	16	10.62
5842.39	6	10.90	31	10.38	38	9.66	16	10.86
Eu II								
5818.74	8	11.01	19	10.84	28	10.05	11	11.23
6645.11	42	11.46	45	11.64	39	11.14	32	11.95

λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Li I 6707.90	33	10.77			13	11.16	16	11.11
Na I 5688.20	246	5.21	118	6.10	159	5.73	208	5.38
6154.22	100	5.58	102	5.79	84	5.58	89	5.63
Mg I 5528.40	245	5.07	239	5.30	212	4.97	251	4.80
5711.07	213	4.22	235	4.16	142	4.62	169	4.52
Si I 5565.60	99	4.33	37	5.12	42	4.86	39	5.00
5772.26			121	4.23	79	4.45		
5793.13	73	4.57	94	4.40	60	4.57	87	4.37
6155.22	107	5.22	122	5.03	101	5.03	108	5.12
6721.84	96	4.37	67	4.66				
Ca I 5590.12	142	6.29	159	6.40	119	6.22	160	5.90
5601.28	177	6.04	189	6.22	159	5.78	196	5.59
6166.44			80	6.59				
6417.69	30	6.07	26	5.69	23	5.61	20	5.72
6455.60	138	5.50	96	6.39	108	5.73	101	5.97
6471.66	175	5.77	153	6.32	117	6.07	150	5.86
6717.69			204	5.98				
Sc I 5375.32	6	8.98			5	9.03	13	8.62
5671.83	85	8.90	69	9.51	60	9.03	53	9.20
6210.68	53	9.29	34	9.64			26	9.10
6276.31								
Sc II 5239.82	110	9.51	122	9.52	85	9.43	106	9.45
5526.81	120	9.92	104	10.23	94	9.85	120	9.83
5640.97	137	8.90						
6245.63	137	9.01	74	9.80			127	9.00

² λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	160	8.61	183	8.55	109	8.74	138	8.73
6309.90	72	8.90			48	8.95	66	8.94
6604.60	111	9.29	100	9.58	62	9.53	82	9.53
T1 I								
5426.26	20	7.82	54	7.98	28	7.58	19	7.84
5460.50	85	6.96			42	7.30	66	7.10
5490.84	78	6.82	89	7.40	42	7.10	71	6.85
5503.90	60	7.18	89	7.24	53	7.15	50	7.27
5679.93	86	6.45	33	7.42	51	6.71	38	6.96
5689.47					52	7.13	39	7.38
5713.90			100	6.48	36	6.69		
5716.45	32	7.12			24	7.21	22	7.30
5766.33	45	6.93	19	6.93	10	6.91	32	6.37
5812.83	23	6.46	25	6.82	10	6.94	18	6.70
5813.97								
5866.45	124	7.52			103	7.47	122	7.45
5903.32	36	7.15	17	8.07	23	7.32	21	7.42
5918.54	72	7.23	104	7.51	51	7.35	37	7.61
5937.81	64	7.05	45	7.80	30	7.40	40	7.31
5941.76			115	7.51	44	7.53	72	7.28
5944.65	8	7.28	17	7.62	5	7.43	15	6.99
5965.83	125	7.13			76	7.43	94	7.35
6091.18	47	7.32	35	7.88	44	7.27	46	7.31
6258.11	179	6.98	200	7.32	145	6.89		
6261.10	147	7.21	139	7.82	109	7.29	129	7.26
6312.24	67	6.91	37	7.75	18	7.56	30	7.36
6508.13			41	7.02	28	6.65		
T1 II								
5185.90	132	7.58			112	7.36	124	7.56
5336.81			74	8.52	98	7.74		
5381.02	164	7.11	113	7.81	103	7.38		
5418.80	94	7.71	103	7.77	58	7.85	77	7.85
6559.58	83	7.39	63	7.73	64	7.33	74	7.45

³ λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
V I								
5604.97	16	8.28	20	8.71	10	8.45	19	8.20
5627.63			100	8.73				
5632.46								
5670.83	77	8.24			60	8.28	50	8.49
5703.56	152	7.82	170	8.20	92	8.16	89	8.34
5727.02					116	8.34		
5737.06	68	8.03			36	8.32	42	8.30
5776.70			27	8.28			18	7.94
6039.73	56	8.02	78	8.35	43	8.08	55	8.01
6081.43	106	7.63	74	8.46	64	7.87	66	7.95
6111.64								
6119.51	104	7.91	85	8.63	76	8.00	89	7.99
6150.13	78	8.13	122	8.49	39	8.51	66	8.27
6266.32	14	8.27	25	8.65	19	8.05	22	8.05
6268.84			80	7.41	19	7.48	23	7.45
6274.67	81	7.79	101	8.29	45	8.05	41	8.18
6285.18	74	7.99	106	8.39	49	8.14	53	8.17
6531.44	54	7.51	50	8.09	25	7.85	25	7.92
6543.51			29	7.79	18	7.43		
V II								
5819.92	12	8.24			17	8.07	16	8.28
Cr I								
5304.18	52	6.32	37	6.79	30	6.57	19	6.86
5719.83			42	6.32	16	6.45	29	6.19
5783.07	83	4.29	98	4.18	61	4.41	85	4.19
5783.93	157	6.18	152	6.54	88	6.69	102	6.58
5843.24			31	6.14	12	6.24	16	6.15
6330.10	108	6.52			75	6.65	66	6.86
6501.21	44	3.01	31	3.40	20	3.39	31	3.19
6537.92	21	6.50	16	7.30	16	6.68	34	6.36
6630.01	50	6.34						

⁴ λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)	ω	$-lg\varepsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	60	6.63	26	7.20	26	6.98	32	7.05
5308.44	66	6.60	61	6.62	34	6.85	34	7.06
5310.70	49	6.41	20	6.96	29	6.53	33	6.66
5334.88	64	6.78	54	6.89	30	7.09	35	7.20
Mn I								
5399.49	62	6.86	79	6.92	73	6.58	52	6.94
5407.42			158	6.91				
5420.36			162	7.10	111	6.89	150	6.63
5457.47	50	6.54	32	7.02	20	6.76	24	6.73
5537.76	112	6.32			35	6.37	103	6.32
6013.50	162	6.85	137	7.45	142	6.61	165	6.62
Fe I								
5321.09			75	4.81	67	4.54	71	4.61
5441.32	66	4.58	64	4.81	45	4.72	28	5.07
5491.84	25	4.62						
5522.46	83	4.65	56	5.16	38	5.08	64	4.81
5536.60					51	4.28		
5539.28	94	4.21	78	4.64	56	4.48	39	4.80
5554.90	145	4.52	115	5.02	112	4.53	129	4.54
5563.60			131	4.95				
5567.40	135	4.83	159	4.92	126	4.52	127	4.78
5618.65	111	4.60	100	4.93	69	4.87	88	4.76
5633.97			74	4.96	90	4.40		
5638.27	148	4.60			94	4.92	129	4.68
5652.32	60	4.59	50	4.93	42	4.71	42	4.79
5741.86			72	4.82	67	4.51	61	4.69
5752.04	115	4.37	101	4.69	85	4.45	100	4.43
5775.09	111	4.63	109	4.87	65	4.96	101	4.65
5778.47	95	4.47	123	4.59	56	4.73	61	4.77
5793.93	75	4.57			60	4.59	76	4.51
5806.73	84	4.79	98	4.83	68	4.80	93	4.62
5809.25	103	4.66	134	4.59	94	4.51	94	4.68
5814.80	67	4.49	91	4.45	50	4.57	41	4.78

5 λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	39	4.45			28	4.54	38	4.45
5852.19	59	4.84	80	4.81	47	4.88	62	4.77
5855.13	32	4.82	42	4.86	27	4.84		
5856.08	62	4.84	72	4.95	82	4.43	44	5.04
5859.61	132	4.70	131	4.89	92	4.87	127	4.62
5862.36			122	5.15	117	4.65	116	4.90
5873.21	50	4.65	69	4.65	35	4.77	58	4.52
5883.84	126	4.85	129	5.04	111	4.68	113	4.88
5927.80	67	4.83	50	5.21	51	4.90	59	4.88
6005.53	75	4.57	99	4.72	55	4.65	61	4.68
6012.21	77	4.53	90	4.83	42	4.81	68	4.59
6024.07	166	4.87			126	4.92	169	4.62
6151.62	130	4.93					114	5.00
6157.73			141	4.86	112	4.59		
6165.37	111	4.59	100	4.93	61	4.96	83	4.81
6200.32	169	4.90			125	4.97	159	4.82
6226.77	80	4.56	73	4.88	49	4.78	56	4.78
6229.23	106	4.76			76	4.87	87	4.88
6270.24	141	4.66			95	4.86	120	4.76
6271.28	90	4.33	80	4.73	50	4.63	67	4.51
6302.51	199	4.45			134	4.70	166	4.59
6336.84	188	4.86			150	4.78	164	4.93
6380.75	116	4.66	108	4.96	89	4.70	92	4.83
6392.53	102	4.48	83	5.07	45	4.94	56	4.90
6436.43	32	4.73			28	4.73		
6533.97	86	4.41	89	4.57	75	4.34	56	4.70
6591.32	48	4.34						
6627.56			56	4.79				
Fe II								
5325.56			61	4.97				
5414.01	74	4.54	35	5.10	47	4.64		
5452.25			89	4.53				
6084.10	55	4.51	74	4.24	27	4.75	38	4.75

⁶ λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)	ω	$-1g\epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	70	4.62	63	4.64	50	4.62	85	4.37
6238.38	125	4.38	73	4.92	63	4.82	98	4.61
6247.56	75	4.96	96	4.61	76	4.61	80	4.84
6407.30			34	4.28				
6416.90	59	4.79	36	5.10	57	4.53		
6432.65	57	5.25	63	5.18			74	5.00
6456.38	108	5.00	94	5.05			123	4.70
Co I								
5331.46	78	7.27	85	7.62	53	7.40	43	7.64
5352.05	77	7.24	30	8.08	47	7.47	45	7.59
5381.77								
5530.78	67	7.38	57	7.91	61	7.29	33	7.79
5647.23	45	7.47			20	7.81	29	7.70
6000.66	37	7.43			10	7.41		
6116.99	37	7.25	94	7.08	18	7.53	25	7.45
6632.43			54	7.36	24	7.33	35	7.22
Ni I								
5388.35	53	6.00	35	6.61	44	5.99		
5796.08	50	5.35	53	5.68	24	5.65	31	5.60
5805.23	88	5.94	76	6.23	46	6.30	64	6.16
5847.01	92	5.85	108	6.09	36	6.34	54	6.20
6108.12	176	6.16	136	6.92	108	6.49		
6128.99	96	5.89	85	6.38	63	6.04	75	6.04
6186.72	75	5.69	76	5.84			60	5.81
6327.60	136	5.85			75	6.21	101	6.10
6532.89	96	5.60	72	6.19	61	5.77	59	5.93
6635.15	61	5.76			36	5.99		
Y I								
6435.02	104	8.94	41	10.20	36	9.54	26	9.79
6557.40			31	8.47			20	8.02
Y II								
5402.78	83	8.87	54	9.35	39	9.18	50	9.23

λ (Å)	HD46407		HD60898		HD65854		HD77247	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	104	8.94			40	9.45		
Zr I								
5735.70	75	7.87	23	9.24	27	8.37	21	8.58
5885.61	20	8.43	27	9.61	19	9.01	16	9.16
6045.85			26	8.74	16	8.45	30	8.19
6134.58								
6140.50	38	8.53	17	9.57				
6143.23	122	8.56	43	10.01	62	8.95	30	9.48
6313.05	90	8.42	59	9.23	35	8.94	21	9.28
Ba II								
5853.68	296	9.05	142	10.94	156	9.88	231	9.42
6141.72	469	8.80			261	9.47	347	9.20
6496.90					254	9.43		
La II								
5805.77	136	9.64	76	10.54	68	10.03	71	10.25
6262.25			48	11.06	75	10.18		
6390.49	154	9.54	37	11.04	50	10.33	47	10.60
Ce II								
6043.39	65	9.91	21	10.80	12	10.65	31	10.35
Nd II								
5319.82			73	11.00	99	10.04	101	10.36
5548.47	97	8.88	11	10.45	51	9.12	27	9.72
5842.39	77	9.44	14	10.64	17	10.14	26	10.11
Eu II								
5818.74	38	10.14	12	10.94	24	10.20	12	10.73
6645.11	86	11.08	23	11.90	18	11.64	29	11.58

λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Li I 6707.90	109	11.04	16	11.07	9	11.36		
Na I 5688.20	197	5.78	192	5.54	173	5.68	168	5.79
6154.22	106	5.85	82	5.66	70	5.80	156	4.87
Mg I 5528.40	258	4.75	224	5.07	219	4.96	238	4.84
5711.07	184	4.43	162	4.55	152	4.60	126	5.00
Si I 5665.60	50	4.83	72	4.45	56	4.72	71	4.49
5772.26	108	4.03			76	4.58	113	4.03
5793.13	48	4.82	84	4.28	49	4.78	77	4.38
6155.22	103	4.87	119	4.87	87	5.30	165	4.21
6721.84	40	4.86					87	4.24
Ca I 5590.12	181	6.01	128	6.26	123	6.25	136	6.22
5601.28	206	5.79	169	5.88	144	6.09	195	5.53
6166.44	166	5.73	130	5.62	115	5.76	81	6.32
6417.69	67	5.13	25	6.14	17	6.35	28	5.57
6455.60	140	6.03	111	5.62	88	5.86	96	6.09
6471.66	189	5.88	146	5.85	131	5.98	148	5.88
6717.69	221	5.67			154	5.86	275	4.71
Sc I 5375.32			20	8.38	9	8.77		
5671.83	122	9.30	65	9.01	43	9.29	91	8.95
6210.68	145	9.06	54	9.19			37	9.22
6276.31	120	8.46					14	8.85
Sc II 5239.82			94	9.32	81	9.63		
5526.81	83	10.32	107	9.71	94	10.01	95	9.93
5640.97	146	8.63	124	8.66	126	8.74		
6245.63	136	8.91			93	9.25	94	9.21

² λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	138	8.72	131	8.51	124	8.72		
6309.90	81	8.89			50	9.04	58	8.92
6604.60	107	9.37	85	9.22	81	9.43	76	9.46
Tl I								
5426.26	82	8.28			24	7.70	23	8.06
5460.50			63	7.06	52	7.21	67	7.38
5490.84			72	6.77	69	6.82	78	7.05
5503.90	125	7.00	55	7.16	48	7.26	81	7.02
5679.93	92	6.99	58	6.66	29	7.08	46	7.01
5689.47	93	7.47	56	7.11	28	7.53	52	7.37
5713.90	111	6.58			43	6.81	52	6.70
5716.45			32	7.07	29	7.14	38	7.19
5766.33	52	6.62	42	6.91	24	7.24	29	6.55
5812.83	36	6.88	28	6.32			18	6.83
5813.97								
5866.45	198	7.40	130	7.28	107	7.50	150	7.23
5903.32	94	7.51	38	7.08	17	7.50	46	7.24
5918.54	150	7.36	60	7.27	49	7.42	63	7.52
5937.81	113	7.54	37	7.30	29	7.45	62	7.26
5941.76	167	7.21	97	6.97	75	7.20	103	7.16
5944.65	63	7.55	18	6.84	11	7.11	16	7.28
5965.83	166	7.28	103	7.19	75	7.50	125	7.10
6091.18	96	7.50	49	7.23	38	7.40	73	7.14
6258.11			150	7.05	135	7.14	161	7.08
6261.10			138	7.08	122	7.22	139	7.27
6312.24	115	7.35	46	7.06	32	7.30	58	7.19
6508.13			34	6.55	23	6.79		
Tl II								
5185.90	131	7.31	122	7.30	87	7.88		
5336.81	108	7.92			117	7.63	82	8.07
5381.02			129	7.09	108	7.47	99	7.55
5418.80	60	8.17	84	7.50	67	7.86	50	8.06
6559.58	65	7.58	67	7.25	69	7.40	50	7.61

³ λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
V I								
5604.97	91	8.24	21	8.10	15	8.29	26	8.29
5627.63	168	8.20					108	8.20
5632.46								
5670.83	143	8.42			71	8.20	98	8.16
5703.56	172	8.28	118	7.97	106	8.06	132	8.00
5727.02							130	8.51
5737.06	155	7.96	68	7.93	47	8.20	82	8.06
5776.70	84	8.03						
6039.73	129	8.23	63	7.86	35	8.24	90	7.84
6081.43	160	7.91	90	7.64	51	8.09	104	7.75
6111.64								
6119.51	171	8.04	93	7.88	76	8.06	124	7.79
6150.13	195	7.98	80	8.00	50	8.36	75	8.44
6266.32	152	7.78	58	7.45	22	8.03	49	7.91
6268.84			51	6.95	25	7.38	69	7.10
6274.67	168	8.04	80	7.68	58	7.94	94	7.88
6285.18	153	8.38	82	7.80	43	8.27	98	7.98
6531.44	98	8.03	25	7.86	14	8.18	53	7.73
6543.51	70	7.73	34	7.22	15	7.66		
V II								
5819.92	12	8.48	18	7.79	10	8.28	13	8.25
Cr I								
5304.18	35	7.05	51	6.27	24	6.72	22	6.91
5719.83	33	6.73	44	5.92	36	6.04	20	6.53
5783.07			65	4.41	63	4.43	55	4.56
5783.93	157	6.37	114	6.48	83	6.83	114	6.55
5843.24	16	6.77	21	5.58			17	6.27
6330.10	143	7.12	101	6.44	71	6.76	87	6.87
6501.21			30	3.18	32	3.16	52	2.94
6537.92	73	6.96	30	6.26	18	6.55	32	6.65
6630.01	113	6.72					74	6.29

⁴ λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	19	7.23	70	6.18	38	6.86	28	6.94
5308.44	37	6.79	60	6.36	34	6.98	43	6.67
5310.70	24	6.67	32	6.41	30	6.64	25	6.62
5334.88	30	7.10	48	6.70	38	7.06	18	7.39
Mn I								
5399.49	61	7.24	45	6.99	45	7.00	61	6.90
5407.42								
5420.36	178	6.71	138	6.69	121	6.85		
5457.47	87	6.60	36	6.46	19	6.82	59	6.38
5537.76	149	6.31	105	6.23	61	6.73	114	6.28
6013.50	210	6.31	160	6.59	121	7.02	153	6.72
Fe I								
5321.09	72	4.84	86	4.37	50	4.83	69	4.66
5441.32			59	4.56	33	4.95	31	5.09
5491.84			29	4.48			30	4.60
5522.46			65	4.73	53	4.90	42	5.16
5536.60							36	4.72
5539.28	61	4.91	63	4.43	38	4.78	54	4.68
5554.90	107	4.93	113	4.67	102	4.78	106	4.78
5563.60	137	4.58						
5567.40	147	4.86	113	4.85	107	4.90	121	4.85
5618.65	99	4.83	78	4.81	79	4.80	67	5.04
5633.97	80	4.80			78	4.64	87	4.55
5638.27	128	4.77			101	4.91	101	5.00
5652.32	57	4.89	44	4.70	40	4.78	42	4.86
5741.86	104	4.36	89	4.29	59	4.67	57	4.79
5752.04	111	4.39	102	4.33	82	4.57	94	4.47
5775.09	102	4.82	105	4.52	88	4.72	106	4.54
5778.47	87	5.01	82	4.46	54	4.81	68	4.82
5793.93	90	4.56	83	4.35	67	4.56	83	4.44
5806.73	110	4.51	91	4.57	78	4.73	85	4.70
5809.25	113	4.69	107	4.44	82	4.74	93	4.70
5814.80	82	4.51	54	4.54	36	4.83	46	4.77

5 λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	51	4.74	50	4.21				
5852.19			60	4.73	44	4.97	70	4.69
5855.13	35	5.03	45	4.54				
5856.08	83	4.80	62	4.74	39	5.08	46	5.07
5859.61	129	4.62	115	4.68	94	4.92		
5862.36	124	4.86	109	4.91	100	5.00	108	4.95
5873.21	92	4.34	42	4.67			61	4.53
5883.84	125	4.88	102	4.92	93	5.02	125	4.65
5927.80	82	4.79	58	4.83	51	4.95	45	5.11
6005.53	100	4.75	80	4.39	51	4.75	75	4.64
6012.21	129	4.42	64	4.54	60	4.62	81	4.57
6024.07	150	4.85	161	4.63	119	5.14	139	4.88
6151.62	152	5.00	130	4.71	104	5.00		
6157.73	141	4.57			127	4.51	96	5.00
6165.37	111	4.67	88	4.67	88	4.67	95	4.67
6200.32	182	4.84	166	4.63	133	5.00		
6226.77	75	4.88	85	4.37	53	4.77		
6229.23	126	4.83	120	4.42	81	4.88		
6270.24	124	5.09	133	4.51	116	4.68	122	4.75
6271.28	101	4.51	88	4.20	59	4.56	63	4.65
6302.51	153	4.91	177	4.36	139	4.76	155	4.63
6336.84	189	4.69	181	4.61	145	5.00	156	4.93
6380.75	105	4.88	110	4.53	77	4.94	105	4.66
6392.53	111	4.86	78	4.57	46	4.98	86	4.69
6436.43	35	5.01	30	4.69			43	4.62
6533.97	65	4.82	70	4.45	50	4.74	70	4.54
6591.32	34	4.81	34	4.46				
6627.56	51	4.88					60	4.53
Fe II								
5325.56	70	4.49					41	5.03
5414.01	67	4.26			47	4.79	56	4.49
5452.25								
6084.10	40	4.47	49	4.27	38	4.66	44	4.41

⁶ λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130386	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	53	4.42	70	4.27	51	4.76	43	4.71
6238.38	51	4.88	104	4.23	55	5.11	60	4.83
6247.56	34	5.23	85	4.47	79	4.73	65	4.74
6407.30								
6416.90	45	4.60	49	4.61	40	4.97	44	4.72
6432.65	44	5.19	54	4.97	46	5.29	53	5.04
6456.38	56	5.18	91	4.81	78	5.16	79	4.93
Co I								
5331.46	97	7.57	56	7.38	39	7.65	68	7.46
5352.05	48	7.90	65	7.25	47	7.51	31	7.88
5381.77								
5530.78	88	7.72	62	7.30	30	7.80	76	7.38
5647.23	97	7.34	49	7.31	32	7.61	49	7.53
6000.66	17	7.61	45	7.22	11	8.00		
6116.99	81	7.33	31	7.24	26	7.39		
6632.43	87	7.11	47	6.95	34	7.19	76	6.81
Ni I								
5388.35	76	6.21	46	5.97	32	6.24		
5796.08	65	5.67	51	5.21	33	5.52	40	5.58
5805.23	73	6.17	70	5.99	64	6.10	59	6.22
5847.01	118	5.95	88	5.71	68	5.98	88	5.91
6108.12								
6128.99	122	5.98	90	5.75	86	5.84	83	6.04
6186.72	85	5.61	78	5.50	63	5.72		
6327.60	152	5.91	135	5.58	98	6.03	106	6.09
6532.89	89	6.08	74	5.64	59	5.87	104	5.49
6635.15	55	5.92	51	5.76	41	5.95	71	5.57
Y I								
6435.02	86	10.30	68	9.16	14	10.06	61	9.57
6557.40					21	7.97		
Y II								
5402.78	56	9.25	68	8.72	50	9.13	51	9.08

λ (Å)	HD83618		HD101013		HD104979		HD130385	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	26	10.06	65	9.05	31	9.73	47	9.43
Zr I								
5735.70	67	9.26	60	7.92	34	8.29	42	8.52
5885.61	41	10.02	24	8.27				
6045.85	22	9.25	26	8.22	19	8.40	14	8.79
6134.58								
6140.50			37	8.47	12	9.07		
6143.23	98	10.03	97	8.62	36	9.35	46	9.56
6313.05	51	9.75	61	8.62	18	9.33	45	9.09
Ba II								
5853.68	190	9.96	233	9.14	189	9.65	154	10.13
6141.72	269	9.81	367	8.95	285	9.42	154	10.94
6496.90	278	9.65	322	9.10	265	9.50	253	9.62
La II								
5805.77	64	10.75	108	9.56	78	10.05	49	10.47
6262.25	104	10.44			91	10.12	40	10.83
6390.49	59	10.84	107	9.53	65	10.27	25	10.92
Ce II								
6043.39	14	11.09	58	9.70	32	10.26	14	10.72
Nd II								
5319.82	99	10.67	121	9.83	96	10.25	77	10.53
5548.47	18	10.35	54	9.04			8	10.29
5842.39	17	10.63	43	9.55	24	10.07	6	10.76
Eu II								
5818.74	16	10.85	28	10.04	15	10.56	5	11.08
6645.11	48	11.47	31	11.27	31	11.46	25	11.58

ΣV_{10}

λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Li I								
6707.90	15	10.99	28	10.96	6	11.41	6	11.54
Na I								
5688.20	199	5.17	164	5.85	213	5.23	159	6.04
6154.22	81	5.55	100	5.52	116	5.21	39	6.22
Mg I								
5528.0	269	4.41	229	4.99	269	4.59	240	5.14
5711.07	125	4.77	130	4.92	181	4.23	142	4.89
Si I								
5665.60	60	4.57	64	4.53	84	4.29	42	4.89
5772.26	57	4.73	70	4.57	99	4.23	79	4.56
5793.13	61	4.52	73	4.39	74	4.39	54	4.70
6155.22	86	5.21	86	5.22	118	4.87	65	5.59
6721.84	112	3.91	126	3.75				
Ca I								
5590.12	145	5.74	141	6.11			119	6.46
5601.28	195	5.22	163	5.95	220	5.19	159	6.13
6166.44	73	6.14	140	5.53	136	5.47	135	5.67
6417.69	23	5.57	22	5.68	24	5.56	19	5.74
6455.60	89	5.88	93	6.08	93	5.92	75	6.25
6471.66	127	5.82	128	6.10	147	5.75	139	6.04
6717.69	279	4.42	206	5.38			153	6.06
Sc I								
5375.32	115	8.57	16	8.62	15	8.42	4	9.15
5671.83	50	9.04	75	9.03	77	8.76	60	9.11
6210.68	18	9.08	62	8.74	27	8.89	20	9.21
6276.31	8	8.60	32	8.27				
Sc II								
5239.82	72	9.58	75	9.54	102	9.21	51	9.90
5526.31	102	9.71	61	10.00	121	9.53		
5640.97	130	8.47			142	8.42		
6245.63	73	9.34	101	8.99			78	9.36

ΣV_{10} Cayrel & Cayrel (1962)

² λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	134 ⁽⁶⁶⁾	8.37			141	8.38	149	8.44
6309.90	31	9.21	42	8.99				
6604.60	65 ⁸⁴	9.46	65	9.46	78	9.29	89	9.27
Tl I								
5426.26	8 ⁽¹⁰⁾	8.05	24	7.87			12	8.03
5460.50	39 ⁵⁹	7.20	60	7.29	82	6.71	28	7.57
5490.84	56 ⁶¹	6.77	62	7.07	64	6.71	82	6.71
5503.90	56	7.02	64	7.16	47	7.18	30	7.56
5679.93	44 ⁽²⁴⁾	6.72	39	7.02	54	6.61	51	6.78
5689.47	33 ³⁸	7.32	47	7.34	57	7.00	52	7.20
5713.90	52	6.35			47	6.46	36	6.74
5716.45	11 ^{24, 23}	7.50	31	7.21	32	6.97	24	7.25
5766.33	14 ²⁵	6.68	22	6.63	30	6.30	10	6.95
5812.83	12 ¹²	6.78	21	6.68	29	6.34	19	6.66
5813.97								
5866.45	114 ¹⁰⁸	7.18	153	7.10	131	7.11	128	7.36
5903.32	16 ¹³	7.38	50	7.06	27	7.12	25	7.31
5918.54			46	7.60	69	7.05	48	7.45
5937.81	30 ⁴¹	7.28	52	7.26	44	7.07	22	7.60
5941.76	42	7.44	89	7.19	85	6.95	83	7.15
5944.65	6 ³	7.21			12	6.88	14	6.98
5965.83	78 ⁸⁰	7.28	115	7.15	100	7.11	92	7.37
6091.18	41 ⁴⁹	7.22	60	7.21	55	7.05	24	7.66
6258.11	121 ¹⁰⁰	7.07	182	6.72	175	6.59	157	7.02
6261.10	76 ¹¹³	7.56					114	7.41
6312.24	28 ^{38, 40}	7.22	68	6.95	21	7.38	23	7.47
6508.13	36	6.39					15	7.00
Tl II								
5185.90	99 ¹¹²	7.53	118	7.28	131	7.15	119	7.46
5336.81	89 ¹¹³	7.85	112	7.56	103	7.70	91	7.95
5381.02	89 ¹⁰⁵	7.56	103	7.38 ^{+65, 104}	107 [✓]	7.36	91	7.65
5418.80	54 ⁶⁴	7.89	71	7.64	70	7.65	62	7.83
6559.58	73 ^{80, 64}	7.20			68	7.24	52	7.51

3 λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
V I								
5604.97	16 _M	8.11	31	8.07	12	8.25	10	8.48
5627.63	66	8.24	108	8.08	122	7.66	106	8.04
5632.46								
5670.83	60 ₆₉ 74	8.15	97	8.06	87	7.90	60	8.36
5703.56	88 ₉₄ 86	8.08	97	8.33	116	7.85	92	8.29
5727.02	83 ₁₀₃ 111	8.63					116	8.54
5737.06	43 ₅₅ 54	8.09	88	7.86	42	8.13	36	8.37
5776.70	16	7.82	18	8.05			10	8.19
6039.73	39 ₅₆	8.02	85	7.77	50	7.89	36	8.23
6081.43	44 ₄₃ 65	8.01	113	7.53	64	7.79	45	8.17
6111.64	61 ₅₄	8.05						
6119.51			141	7.46	100	7.66	50	8.38
6150.13	52 ₆₇	8.19	90	8.13	82	7.88	72	8.16
6266.32	16	8.01	70	7.51	21	7.88	27	7.91
6268.84	22	7.26	79	6.83	36	7.01	27	7.33
6274.67	45 ₅₀	7.91	116	7.49	66	7.68	41	8.15
6285.18	45 ₅₃	8.05	118	7.61	83	7.64	82	7.84
6531.44	18 ₁₉	7.91	31	7.91	21	7.84	25	7.89
6543.51	8	7.70	27	7.40	7	7.76	21	7.39
V II								
5819.92	12	8.23	8	8.35	11	8.20	11	8.23
Cr I								
5304.18	29	6.52	45	6.44	29	6.53	21	6.81
5719.83	20 ₁₉	6.26	31	6.22			8	6.81
5783.07	54 ₆₃ 63	4.47	53	4.58	41	4.71	61	4.51
5783.93	88 ₉₃ 90	6.60	117	6.46	93	6.64	88	6.85
5843.24	6	6.49	16	6.21	12	6.17	9	6.41
6330.10	66 ₆₀ 81	6.62	93	6.67	86	6.46	40	7.14
6501.21	25 ₁₇	3.21	40	3.07	40	2.96	11	3.71
6537.92	21 ₂₁	6.42	24	6.66	15	6.59	9	6.98
6630.01	42 ₄₆	6.22			73	5.87	18	6.83

⁴ λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	26 ⁽⁵⁷⁾	6.98	30	6.79	26	6.92	23	7.00
5308.44	33 ⁵⁶	6.87	38	6.67	62	6.33	20	7.11
5310.70	18 ⁵¹	6.81					18	6.75
5334.88	27 ⁶⁰⁽⁵⁷⁾	7.16	36	6.86	54	6.62	23	7.20
Mn I								
5399.49	50 ⁸¹	6.82	65	6.80	56	6.77	14	7.64
5407.42	195 ¹⁰⁵	5.24						
5420.36	137 ⁸⁴	6.36	154	6.51	168 ⁶⁷	6.18	106	7.15
5457.47	22 ⁴⁹⁽³⁶⁾	6.61	28	6.72	44	6.24		
5537.76	72 ¹⁰⁰⁽¹⁰⁴⁾	6.43	126	6.05	102	6.14	37	7.07
6013.50	140 ¹¹¹⁽¹⁴⁸⁾	6.52	172	6.43	154	6.55	84	7.55
Fe I								
5321.09	61 ⁶⁷⁽³²⁾	4.57	56	4.78	80	4.38	27	5.21
5441.32	27 ⁶¹	4.97			36	4.82		
5491.84	20	4.61			17	4.70		
5522.46	42 ⁴⁸	4.95	52	4.95	92	4.34		
5536.60	24 ³⁰	4.64	36	4.61	19 37	4.41		
5539.28	36 ⁴³⁽⁴⁵⁾	4.70	36	4.87	33 57 46 25	4.43	22	5.08
5554.90	117	4.37	105	4.77	108 41 + 62.35	4.22	72	5.23
5563.60								
5567.40	123 ¹¹¹	4.45			96 132 + 64.16	4.51	95	5.12
5618.65	78 ⁸⁰	4.67	54	5.16	112	4.33	59	5.09
5633.97	67 ⁹⁸⁽⁸⁷⁾	4.67	72	4.73			60	4.92
5638.27	107 ¹¹³	4.66	130	4.55	123	4.58	67	5.40
5652.32	30 ¹⁸⁽⁶³⁾	4.86	68	4.44	73	4.27		
5741.86	63 ⁶²	4.49			83	4.30	32	5.07
5752.04	87 ⁸⁴	4.36			96	4.34	52	4.99
5775.09	83 ⁹²⁽⁸⁶⁾	4.63	95	4.66	104	4.46	100	4.66
5778.47	45 ⁶¹	4.79	70	4.69	50	4.74	56	4.80
5793.93	44 ⁴⁰⁽⁸⁰⁾	4.76	33	4.39	81	4.31	35	5.01
5806.73	59 ⁹³	4.86	64	4.94	97	4.43	47	5.16
5809.25	75 ⁹¹	4.68	99	4.56	116	4.26	83	4.79
5814.80	42 ⁵⁸⁽⁵⁶⁾	4.63	35	4.88	48	4.56		

5 λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-lg\epsilon(E)$	ω	$-lg\epsilon(E)$	ω	$-lg\epsilon(E)$	ω	$-lg\epsilon(E)$
Fe I.								
5827.89	29 ₅₁	38 4.45	31	4.59	39	4.29		
5852.19	59 ₃₉	32 4.64	84	4.46	75	4.49	34	5.14
5855.13	26 ₄₉	48 4.81	31	4.83	34	4.66		
5856.08	28 ₃₇	20 5.17	41	5.08	66	4.63	41	5.06
5859.61	101 ₁₁₀	110 4.67	108	4.77	126	4.47	88	5.08
5862.36	92 ₁₂₁	23 4.96	97	5.07	141	4.43		
5873.21	28 ₅₁	4.84	50	4.62	55	4.43	25	5.00
5883.84	84 ₁₀₉	4.98	115	4.77	139	4.37	70	5.35
5927.80	30 ₄₄	27 5.19	60	4.85	62	4.73	40	5.12
6005.53	36	4.83	86	4.41	73	4.37	36	4.96
6012.21	60	4.46	59	4.72	72	4.36	45	4.82
6024.07	132 ₁₄₈	153 4.73	152	4.70	146	4.75	119	5.28
6151.62	71 ₁₀₁	102 5.20	111	5.00	121	4.70	83	5.28
6157.73	96 ₁₁₁	4.75			142	4.27	106	4.90
6165.37	66 ₈₁	4.82	86	4.73	78	4.72	49	5.19
6200.32	129	146 4.79	131	5.08	150	4.70	124	5.21
6226.77	38 ₄₉	20 4.88	50	4.86	80	4.36	26	5.21
6229.23	74 ₉₁	98 4.79	101	4.70	104	4.51	39	5.41
6270.24	101	114 4.67	116	4.75	109	4.68	110	4.85
6271.28	61	68 4.39	51	4.72	97	4.02	32	4.95
6302.51	123 ₁₄₀	129 4.76	110	5.20	165	4.41	146	4.83
6336.84	136 ₁₅₃	178 4.88	152	4.96	191	4.40	149	5.10
6380.75	79 ₉₃	32 4.76	100	4.68	102	4.55	71	5.05
6392.53	51 ₆₅	4.76	72	4.74	100	4.23	24	5.33
6436.43	16	4.95	29	4.78	27	4.69		
6533.97	52	4.60	55	4.69	45	4.73	39	4.91
6591.32	22 ₃₂	30 4.64	27	4.65	25	4.58		
6627.56								
Fe II								
5325.56								
5414.01	25 ₁₆	5.08	62	4.29	52	4.53	26	5.00
5452.25	44	4.92						
6084.10	33 ₅₂	4.63			38	4.48	13	5.08

6 λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	62 ₆₃	69 4.44	44	4.60	72	4.29	31	4.95
6238.38	84 ₇₆	78 4.52	66	4.65	104	4.27	31	5.37
6247.56	73 ₈₁	85 4.68	36	5.16	102	4.29	55	4.97
6407.30								
6416.90	54 ₆₉	68 4.60	27	4.96	51	4.62	24	5.13
6432.65	68 ₁₀	68 4.83	25	5.44	69	4.79	26	5.50
6456.38	93	4.80	54	5.25	103	4.70	44	5.54
Co I								
5331.46	36	7.54	62	7.41	71	7.11	30	7.79
5352.05	41 ₅	7.49	46	7.56	48 53 +64.81	7.34	21	7.96
5381.77								
5530.78	60 ₅	7.20	82	7.18	57	7.26	51	7.48
5647.23	46 ₄₅	7.25	46	7.45	52	7.18	20	7.84
6000.66	9 ₁₆	7.40			23	6.93		
6116.99	40	7.00	39	7.23	28	7.20	24	7.41
6632.43	52	6.78	44	7.09	41	6.95	27	7.30
Ni I								
5388.35	51	44 5.81	44	6.09	31	6.12		
5796.08	23 ₄₃	48 5.59			30	5.44	24	5.68
5805.23	63 ₆₈	6.00	56	6.20	88	5.72	46	6.35
5847.01	47 ₇₄	76 6.09	72	5.98	79	5.72		
6108.12	96 ₂₃	6.55	152	6.09	131	6.24	115	6.59
6128.99	58	80 6.00	93	5.80	77	5.81	54	6.21
6186.72	52	69 5.75	52	5.86			37	6.09
6327.60	100 ₂₈	5.80	104	6.00	97	5.92	85	6.20
6532.89	51	64 5.81	97	5.46			53	5.93
6535.15	62	58 5.54	60	5.66	35	5.97	20	6.34
Y I								
6435.02	18 ₁₀	18 9.77	51	9.54	42	9.33	15	10.02
6557.40	21	7.79			52	7.31		
Y II								
5402.78	18 ₄₂	9.61	48	9.00	43	9.06	24	9.45

λ (Å)	HD113226		HD131670		HD139195		HD139409	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	14 ₂₄	10.03	36	9.47	57	9.14	18	9.88
Zr I								
5735.70	27 ₂₄	8.22	34	8.47	32	8.14	27	8.41
5885.61	11	9.13	21	9.18	27	8.69	12	9.26
6045.85	21	8.21	18	8.55	19	8.27	14	8.55
6134.58								
6140.50	3 ₅	9.53	20	8.99	12 9	9.03		
6143.23	26 ₂₃	9.33	60	9.21	43 ⁺	9.06	20	9.64
6313.05	25	9.02	51	8.89	54	8.59		
Ba II								
5853.6	124 114	10.46	163	9.91	171	9.83	166	10.11
6141.7	179 ₁₃₁	10.34	302	9.28	218 ⁺	9.47	264	9.93
6496.90	253 ₂₁₁	9.38	308	9.13	259	9.57	267	9.80
La II								
5805.77	33	10.50	48	10.30	48	10.22	68	10.08
6262.25	23 ₁₅	10.95	103	9.86	51	10.30	34	10.76
6390.49	25 23 ₂₃	10.76	56	10.25	28	10.59	24	10.76
Ce II								
6043.39	11 12	10.63	28	10.19	21	10.28	11	10.56
Nd II								
5319.82	53	10.64	88	10.24	104	10.00	62	10.61
5548.47	10	9.98	24	9.57	52	9.03	14	9.84
5842.39	2 6 ₆	10.61	16	10.13	12	10.21	18	10.00
Eu II								
5819.74	10	10.62	13	10.47	6	10.78	6	10.84
6645.11	27 41 ₃₁	11.13	34	11.25	32	11.25	27	11.41

λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Li I								
6707.90	16	11.25	42	10.93	55	10.43	44	10.64
Na I								
5688.20	166	6.05	258	5.26	190	5.30	241	5.27
6154.22	80	5.82	118	5.56	98	5.56	109	5.50
Mg I								
5528.40	229	5.24			213	4.90		
5711.07	136	5.07	166	4.90	169	4.18	178	4.61
Si I								
5665.60	52	4.82	101	4.41	68	4.42	103	4.29
5772.26	83	4.57	115	4.37	89	4.23	121	4.22
5793.13	55	4.75			69	4.37		
6155.22	95	5.29	108	5.27	132	4.52		
6721.84								
Ca I								
5590.12	123	6.55	163	6.28	143	5.77		
5601.28			215	5.86	176	5.45		
6166.44	142	5.74	146	5.87			166	5.46
6417.69	23	5.67	39	5.42	21	5.65	47	5.82
6455.60	90	6.22	120	6.07	106	5.68	144	5.46
6471.66	149	6.08	159	6.17	143	5.61	190	5.64
6717.69								
ScI								
5375.32	12	8.78						
5671.83	49	9.39	101	9.03				
6210.68	43	9.04	53	9.12	34	8.88	55	9.30
6276.31	17	8.63	47	8.32			36	8.51
Sc II								
5239.82	102	9.51						
5526.81			133	10.02	115	9.33	128	9.86
5640.97					153	7.95		
6245.63	110	9.21			97	8.89		

² λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	158	8.56	181	8.67				
6309.90	58	9.01						
5604.60	71	9.64	112	9.53			121	9.21
Tl I								
5426.26	30	7.81						
5460.50	68	7.29	101	7.23	51	7.16	92	6.93
5490.84	74	7.04	135	6.76			79	6.85
5503.90	57	7.31	75	7.23	77	6.79	82	6.97
5679.93	28	7.24	51	7.02	52	6.67	78	6.54
5689.47	21	7.82						
5713.90	41	6.80	53	6.77	57	6.36		
5716.45	18	7.52	14	7.74	31	7.06		
5766.33	29	6.52	22	6.74	35	6.26		
5812.83	14	6.90	19	6.83	18	6.64		
5813.97								
5866.45	127	7.63	165	7.53	107	7.34	160	7.22
5903.32	20	7.60	42	7.38	39	7.01	62	6.87
5918.54	50	7.61	74	7.54	65	7.14	81	7.13
5937.81	31	7.60	51	7.50	37	7.26	99	6.75
5941.76	38	7.86						
5944.65	12	7.29					18	6.94
5965.83	77	7.69	109	7.56	103	7.01	147	6.95
6091.18	54	7.35	55	7.46			98	6.82
6258.11	134	7.53			136	6.90		
6261.10	134	7.45			104	7.28		
6312.24	34	7.44			24	7.40		
6508.13	25	6.92						
Tl II								
5185.90	114	7.69			120	7.05		
5336.81	111	7.91	155	7.75				
5381.02	112	7.60	127	7.75				
5418.80	56	8.07	100	7.87	89	7.27	89	7.78
6559.58	53	7.66	96	7.46	106	6.59	83	7.40

³ λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
V I								
5604.97	15	8.47	24	8.40				
5627.63	96	8.36	149	8.10	95	7.95		
5632.46								
5670.83	59	8.56	89	8.45	77	8.03	103	8.03
5703.56	95	8.48			116	7.74	185	7.51
5727.02			158	8.63				
5737.06	57	8.29	83	8.21	68	7.85	76	7.98
5776.70	17	8.12	27	8.05				
6039.73	49	8.25	81	8.10	46	8.02	82	7.79
6081.43	79	8.01	109	7.94	58	7.92		
6111.64								
6119.51	84	8.23	125	8.07	98	7.66	108	7.90
6150.13	73	8.41	108	8.33	55	8.26	115	7.85
6266.32	29	8.10	67	7.84			37	7.83
6268.84	48	7.25	94	7.05				
6274.67	69	3.08	94	8.08	68	7.73	122	7.48
6285.18	88	8.04	94	8.22	72	7.82	110	7.72
6531.44	26	8.05	51	7.86			57	7.51
6543.51	18	7.64	28	7.58				
V II								
5819.92	18	8.15	21	8.30	13	8.09	18	8.05
Gr I								
5304.18	23	6.85			72	5.90		
5719.83	22	6.43						
5783.07	63	4.51						
5783.93	89	6.96	134	6.65			148	6.31
5843.24			7	6.71	16	6.10		
6330.10	88	6.84	107	6.89			130	6.36
6501.21	20	3.49						
6537.92	20	6.80	42	6.59	53	5.99		
6630.01			87	6.33			71	6.15

⁴ λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	23	7.14	60	6.74			62	6.60
5308.44	39	6.87	77	6.55	62	6.21	50	6.81
5310.70	21	6.81						
5334.88	26	7.27						
Mn I								
5399.49	49	7.07	99	6.64	76	6.48	59	6.90
5407.42								
5420.36	153	6.85	197	6.64	118	6.67	153	6.80
5457.47	15	7.08			41	6.34		
5537.76	85	6.68	124	6.50				
6013.50	151	7.02			146	6.41	174	6.73
Fe I								
5321.09	66	4.75	101	4.50			114	4.23
5441.32	34	5.03	45	4.96	66	4.37	72	4.52
5491.84			25	4.77			30	4.54
5522.46	52	5.03	75	4.89	96	4.16	89	4.60
5536.60	25	4.88	24	5.02	45	4.35	60	4.31
5539.28	32	5.00	58	4.76				
5554.90	117	4.84	149	4.65	109	4.47	128	4.72
5563.60			164	4.57				
5567.40	121	5.03	169	4.78	131	4.31	140	4.80
5618.65	59	5.18	110	4.73			84	4.89
5633.97	99	4.55	110	4.54			188	4.36
5638.27	106	5.09	154	4.74	121	4.39	136	4.76
5652.32	28	5.08	59	4.75	51	4.54	64	4.56
5741.86	74	4.63	85	4.63				
5752.04	78	4.78	88	4.79	88	4.33	103	4.50
5775.09	104	4.74	117	4.75	97	4.41	98	4.78
5778.47	61	4.90	87	4.81	82	4.32	73	4.70
5793.93	66	4.71					78	4.55
5806.73	83	4.83	83	4.88	90	4.39	113	4.50
5809.25	87	4.87	118	4.71	73	4.73	124	4.46
5814.80	4	4.85			55	4.46	96	4.21

5 λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	29	4.69	53	4.47			50	4.32
5852.19	62	4.85	86	4.70	70	4.50	76	4.67
5855.13			34	4.91	37	4.63	32	4.83
5856.08	52	5.01	67	4.94	70	4.53	82	4.65
5859.61	103	5.02	155	4.63	105	4.57	158	4.42
5862.36	99	5.23	155	4.79	105	4.74		
5873.21	41	4.82	57	4.71			87	4.26
5883.84	103	5.12	127	5.03	84	5.00	147	4.64
5927.80	37	5.25	70	4.93	51	4.86	65	4.86
6005.53	60	4.82	109	4.52	72	4.38	103	4.33
6012.21	77	4.64	90	4.70			73	4.60
6024.07	150	5.05			144	4.51	180	4.72
6151.62	101	5.30			107	4.77	131	4.95
6157.73	128	4.79	146	4.79				
6165.37	84	4.90	85	5.02	105	4.26	116	4.55
6200.32	128	5.38	211	4.81	148	4.51	162	5.00
6226.77	73	4.68	90	4.65	58	4.61	62	4.76
6229.23	88	5.01	124	4.87	101	4.45	111	4.74
6270.24	115	4.98	158	4.79	108	4.57	142	4.67
6271.28	65	4.65	94	4.51				
6302.51	134	5.16	195	4.74	152	4.30	185	4.60
6336.84	159	5.20	202	5.00	146	4.70	203	4.72
6380.75	87	5.00	103	4.97	93	4.55	146	4.36
6392.53	49	5.11	82	4.95			118	4.37
6436.43	30	4.82	31	4.90			55	4.43
6533.97	49	4.86	79	4.63			80	8.48
6591.32			39	4.60	29	4.52		
6627.56								
Fe II								
5325.56			92	4.73				
5414.01	45	4.81	93	4.43			95	4.30
5452.25								
6084.10	41	4.60	56	4.62	28	4.60	62	4.42

6 λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	60	4.61	85	4.53			87	4.41
6238.38	75	4.82						
6247.56	61	5.00	104	4.72	52	4.84	59	5.17
6407.30								
6416.90	35	5.03	73	4.70	53	4.42	78	4.53
6432.65	36	5.45	87	4.79			72	4.82
6456.38	71	5.29	119	4.97	90	4.61	121	4.84
Co I								
5331.46	53	7.63						
5352.05	44	7.67	82	7.38				
5381.77								
5530.78	48	7.70	88	7.49	54	7.34	67	7.41
5647.23	37	7.68	71	7.44	43	7.35	65	7.27
6000.66	17	7.29	25	7.21	35	6.73		
6116.99	31	7.45	56	7.31			25	7.48
6632.43	28	7.44						
Ni I								
5388.35	30	6.41	48	6.32				
5796.08	42	5.54					57	5.29
5805.23	48	6.42			72	5.85		
5847.01	64	6.21	95	6.12	41	6.22	150	5.33
6108.12	143	6.53	188	6.38				
6128.99	90	6.02	108	6.08	79	5.75	123	5.67
6186.72	52	5.97			55	5.71		
6327.60	106	6.20	143	6.11	103	5.76	161	5.64
6532.89	44	6.21					132	5.29
6635.15	45	5.98					137	8.69
Y I								
6435.02	24	10.01					137	8.69
6557.40								
Y II								
5402.78	32	9.46	67	9.25	76	8.47	89	8.81

λ (Å)	HD181053		HD196673		HD199394		HD199939	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	39	9.63			91	8.52	97	9.02
Zr I								
5735.70	24	8.71			39	8.15		
5885.61	11	9.54	17	9.54	36	8.65	53	7.96
6045.85	20	8.54			31	8.10		
6134.58								
6140.50							81	8.10
6143.23	38	9.56	39	9.76	66	8.86	165	8.22
6313.05	24	9.36	23	9.52	46	8.75	151	7.89
Ba II								
5853.68	156	10.47	216	10.24	183	9.26	332	8.73
6141.72	262	10.15	300	10.20	351	8.83	492	8.71
6496.90	261	10.08	266	10.49	243	9.34		
La II								
5805.77	67	10.32	107	10.25	90	9.57	120	9.83
6262.25	59	10.63	99	10.56			304	8.22
6390.49	33	10.80	40	10.99	66	9.98	200	9.11
Ce II								
6043.39	17	10.64	14	11.00	31	10.04	99	9.58
Nd II								
5319.82	92	10.50	115	10.60	115	9.59		
5548.47	16	9.97			37	9.22	134	8.54
5842.39	12	10.46	16	10.59			104	9.18
Eu II								
5818.74	13	10.66	14	10.88			72	9.74
6645.11	28	11.57			45	10.98		

λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Li I								
6707.90	18	11.01	14	10.86	11	11.35	17	11.35
Na I								
5688.20	197	5.68	259	5.12	204	5.68	197	5.49
6154.22	104	5.51	88	5.55	96	5.64	97	5.61
Mg I								
5528.40	232	5.21	228	5.31	245	5.14	263	4.69
5711.07	159	4.75	177	4.60	179	4.61	170	4.43
Si I								
5665.60	70	4.50	82	4.51	57	4.72	54	4.66
5772.26			125	4.25	107	4.30	94	4.21
5793.13	100	4.14	93	4.38	74	4.50	65	4.47
6155.22	126	4.88	127	5.12	104	5.18	98	5.00
6721.84							42	4.82
Ca I								
5590.12					154	6.22	167	5.79
5601.28							215	5.35
6166.44	144	5.62	170	5.35			105	6.04
6417.69	34	5.42	26	5.49	23	5.66	34	5.46
6455.60	115	5.87	119	5.74	127	5.84	101	6.05
6471.66	180	5.68	217	5.33	179	5.78	175	5.57
6717.69							203	5.45
Sc I								
5375.32	4	9.13			10	8.81	12	8.88
5671.83	32	9.46	51	8.96	73	9.08	89	8.99
6210.68	38	8.86	30	8.65	48	8.88	59	8.98
6276.31								
Sc II								
5239.82	90	9.37	164	9.37	88	9.57	106	9.13
5526.81	85	9.96	163	9.94	88	10.10	106	9.66
5640.97	111	8.85						
6245.63	112	8.92	158	9.24	118	9.03	113	8.84

² λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	109	8.79	220	8.55	123	8.84	132	8.43
6309.90	73	8.55			73	8.73	49	8.91
6604.60	69	9.37	126	9.52	79	9.45	87	9.20
Tl I								
5426.26					34	7.65	45	7.73
5460.50	40	7.36	33	7.12	69	7.19	92	7.13
5490.84	40	7.16			61	7.07	102	6.82
5503.90	40	7.38	38	7.21	69	7.13	97	6.84
5679.93	36	6.97	53	6.55	56	6.80	51	6.96
5689.47	36	7.40					43	7.52
5713.90			44	6.40	55	6.58	50	6.75
5716.45	22	7.27			33	7.16	29	7.36
5766.33			31	5.20	32	6.43	33	6.50
5812.83			22	6.40	27	6.54	14	6.96
5813.97							25	7.75
5866.45	102	7.66	115	7.33	142	7.44	135	7.45
5903.32	30	7.20	26	6.98	36	7.23	39	7.37
5918.54	81	7.09			79	7.24	66	7.51
5937.81	42	7.24	61	6.75	48	7.29	47	7.48
5941.76					113	7.03	92	7.31
5944.65	13	6.99			11	7.22	14	7.38
5965.83	94	7.36	129	6.89	114	7.30	112	7.30
6091.18	40	7.37	51	7.01	86	6.97	55	7.39
6258.11	148	7.21	141	7.12	171	7.13	200	6.60
6261.10	126	7.33	126	7.15	152	7.23	165	6.96
6312.24	36	7.22			35	7.36	67	7.12
6508.13	24	6.74	19	6.59	33	6.70	42	6.74
Tl II								
5185.90			200	7.35	98	7.79	118	7.24
5336.81	103	7.73	227	7.26	100	7.94	100	7.69
5381.02	93	7.54	176	7.47	116	7.47	135	6.89
5418.80	60	7.7	135	7.69	73	7.77	70	7.66
6559.58	57	7.34			69	7.37	49	7.49

³ λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
V I								
5604.97	18	8.18			16	8.36	25	8.34
5627.63	88	8.23	81	8.05	107	8.20	137	7.85
5632.46							14	7.78
5670.83	70	8.24	125	7.55	73	8.35	105	8.10
5703.56	92	8.30	108	7.94	117	8.22	135	7.98
5727.02	116	8.58	139	8.19			153	8.23
5737.06	41	8.28	39	8.03	72	8.06	103	7.84
5776.70	29	7.65	18	7.60	18	8.01	21	8.14
6039.73	71	7.81	30	8.03	77	7.89	56	8.26
6081.43	74	7.84	58	7.74			101	7.81
6111.64							97	7.99
6119.51	100	7.87	68	7.91	107	7.96	110	7.98
6150.13	77	8.12	70	7.89	83	8.23	95	8.26
6266.32	17	8.12			37	7.88	60	7.81
6268.84	23	7.39			67	6.96	77	7.04
6274.67	35	8.21	47	7.74	56	8.11	93	7.92
6285.18	43	8.25	77	7.60	75	8.07	79	8.21
6531.44	45	7.56			51	7.62	52	7.77
6543.51							40	7.34
V II								
5819.92			31	8.21	17	8.07	10	8.25
Cr I								
5304.18	26	6.67			23	6.81	27	6.82
5719.83	24	6.26	22	6.12	36	6.13	17	6.63
5783.07	89	4.19	67	4.42			91	4.04
5783.93			120	6.46	127	6.55	118	6.50
5843.24	9	6.38			8	6.52	11	6.49
6330.10	70	6.79	77	6.46	96	6.70	100	6.75
6501.21	38	3.06	47	2.84			46	3.03
6537.92					26	6.59	24	6.83
6630.01					41	6.52	72	6.33

⁴ λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85	28	6.81	60	6.99	26	6.99	25	6.86
5308.44	39	6.65			23	7.11	39	6.60
5310.70	14	6.81	56	6.66	18	6.82	19	6.64
5334.88	37	6.84			31	7.09	37	6.79
Mn I								
5399.49	53	6.91			45	7.09	88	6.55
5407.42			116	6.69			231	5.23
5420.36	144	6.78	118	6.91	164	6.71	205	5.83
5457.47	24	6.67			42	6.49	51	6.49
5537.76	78	6.57	87	6.30	94	6.54	138	5.95
6013.50	169	6.69	181	6.58	183	6.67	158	6.67
Fe I								
5321.09	54	4.78	101	4.25	61	4.78	65	4.69
5441.32					33	5.01	33	5.04
5491.84								
5522.46			71	4.62	53	4.98	59	4.90
5536.60	29	4.62			35	4.63	31	4.79
5539.28	37	4.78	72	4.25	61	4.57	51	4.71
5554.90	136	4.53	134	4.61	135	4.64	125	4.47
5563.60								
5567.40	127	4.80			132	4.89	152	4.39
5618.65	61	5.04	76	4.81	78	4.95	101	4.55
5633.97	111	4.35	139	4.12	98	4.56	93	4.44
5638.27	99	5.04	124	4.80	135	4.77	127	4.58
5652.32	41	4.75	44	4.62	45	4.78	55	4.65
5741.86	49	4.80	121	4.03	85	4.48	77	4.50
5752.04	77	4.68	89	4.52	106	4.46	92	4.48
5775.09	139	2.25	95	4.67	112	4.63	90	4.75
5778.47	95	4.38	48	4.70	73	4.71	73	4.74
5793.93	95	4.29	68	4.49	90	4.43	80	4.45
5806.73	119	4.35	98	4.55	103	4.60	86	4.66
5809.25	107	4.53	107	4.50	115	4.55	90	4.72
5814.80	62	4.47			49	4.71	38	4.88

5 λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	44	4.30			36	4.51	41	4.50
5852.19	57	4.80			60	4.84	76	4.59
5855.13	35	4.71	45	4.48			27	4.95
5856.08	49	4.93	76	4.56	71	4.76	47	5.04
5859.61	112	4.83	151	4.49	150	4.51	117	4.62
5862.36	129	4.81	144	4.71	128	4.91	107	4.93
5873.21	64	4.41	61	4.37	53	4.62	55	4.59
5883.84			139	4.65	124	4.88	101	4.98
5927.80	83	4.59			70	4.80	43	5.13
6005.53	90	4.33	74	4.34	95	4.41	70	4.68
6012.21	104	4.18	57	4.46	74	4.60	68	4.71
6024.07	170	4.73	200	4.57	193	4.58	126	5.05
6151.62	128	4.84	120	4.81	133	4.94	110	5.09
6157.73	153	4.40	173	4.30	162	4.42	124	4.58
6165.37	109	4.52	94	4.63	98	4.73	73	4.94
6200.32	148	5.00	163	4.85	167	4.95	146	4.94
6226.77	83	4.45	69	4.50	68	4.69	56	4.83
6229.23	102	4.70	129	4.39	107	4.78	86	4.95
6270.24	113	4.83	150	4.44	133	4.76	111	4.87
6271.28	41	4.77	100	4.07	84	4.41	85	4.36
6302.51	149	4.87	210	4.35	158	4.88	137	4.85
6336.84	156	5.09	211	4.64	187	4.89	167	4.74
6380.75	102	4.72	110	4.62	105	4.78	108	4.58
6392.53	72	4.66			81	4.71	91	4.62
6436.43					36	4.68	29	4.86
6533.97	67	4.53	96	4.21	94	4.33	71	4.51
6591.32	25	4.63					24	4.76
6627.56							57	4.56
Fe II								
5325.56								
5414.01	62	4.34	102	4.67	58	4.54		
5452.25								
6084.10	51	4.20	98	4.45	38	4.55	39	4.33

6 λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24	78	4.16	139	4.40	57	4.58	38	4.64
6238.38	88	4.45	180	4.05	87	4.61	52	4.79
6247.56	74	4.62	182	4.39	67	4.85	52	4.78
6407.30								
6416.90	55	4.45	149	4.34	45	4.78	32	4.79
6432.65	63	4.81	145	4.55	60	5.01	53	4.87
6456.38	83	4.92	232	4.34	110	4.75	72	4.86
Co I								
5331.46	41	7.56			46	7.64		
5352.05	44	7.52	75	7.11	46	7.60	58	7.43
5381.77								
5530.78	44	7.52	39	7.42	79	7.29	80	7.29
5647.23	54	7.25			44	7.50	57	7.39
6000.66							21	7.17
6116.99	45	7.02	24	7.19	25	7.47	38	7.36
6632.43	44	6.99			47	7.07	60	6.97
Ni I								
5388.35	31	6.18	31	6.07	40	6.18	72	5.80
5796.08	51	5.20			46	5.40	38	5.57
5805.23	65	6.08			100	5.80	68	6.05
5847.01	64	5.98	80	5.74	76	6.00	87	5.57
6108.12	141	6.34	167	6.15			133	6.37
6128.99	100	5.70	92	5.71	99	5.86	84	5.98
6186.72	90	5.41	62	5.72	78	5.63	87	5.39
6327.60	103	5.99	129	5.75	125	5.95	113	5.95
6532.89	78	5.62			95	5.60	101	5.47
6535.15	55	5.72			57	5.78	48	5.84
Y I								
6435.02	36	9.56	62	8.95	63	9.39	27	10.10
6557.40							25	8.25
Y II								
5402.78	35	9.13	125	8.32	53	9.05	29	9.33

λ (Å)	HD202109		HD204075		HD205011		HD205512	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	47	9.24	162	8.79	48	9.40	21	9.79
Zr I								
5735.70	20	8.54	42	7.81	50	8.22	24	8.87
5885.61	22	8.95	59	8.09	36	8.86	10	9.74
6045.85	29	8.17	43	7.71	20	8.47	16	8.75
6134.58							21	9.92
6140.50								
6143.23	59	9.05	98	8.38	80	9.01	35	9.75
6313.05	32	9.02			61	8.77	32	9.32
Ba II								
5853.68	169	10.06	355	9.10	229	9.65	137	10.25
6141.72	277	9.77	574	8.67	364	9.25	186	10.40
6496.90	267	9.78	516	8.79			257	9.50
La II								
5805.77	69	9.96	142	9.94	74	10.11	49	10.35
6262.25	61	10.28	254	9.26	122	9.90	30	10.88
6390.49	33	10.46	190	9.65	87	10.05	19	10.95
Ce II								
6043.39	35	9.96	115	9.75	43	10.03	10	10.75
Nd II								
5319.82	85	10.25	153	10.28	88	10.43	88	10.27
5548.47	15	9.67			22	9.68	6	10.30
5842.39	17	9.99	79	9.70	20	10.09	7	10.57
Eu II								
5818.74	15	10.29	37	10.41	18	10.38	5	10.95
6645.11	25	11.33			35	11.32	32	11.31

λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Li I 6707.90	31	12.10	20	11.94	8	12.00	13	11.58
Na I 5688.20	342	5.11	243	5.55	138	6.21	185	6.05
6154.22	188	5.53	127	5.72	81	5.87	109	5.68
Mg I 5528.40			264	5.11	191	5.41	220	5.54
5711.07			219	4.42	137	4.79	157	4.98
Si I 5665.60	90	4.53	78	4.69	46	4.70	37	5.02
5772.26	137	4.10			68	4.43	80	4.59
5793.13			66	4.81	44	4.70	65	4.63
6155.22	152	4.70	92	5.38	68	5.26	114	5.04
6721.84	58	4.73	120	4.03			51	4.78
Ca I 5590.12	250	6.17	200	6.12	129	6.30	132	6.64
5601.28	280	5.97	236	5.82			170	6.38
6166.44	206	6.08			125	5.77	138	5.99
6417.69	145	4.63	34	5.64	41	5.39	35	5.51
6455.60	225	5.91	130	6.30	119	5.82	128	6.04
6471.66	272	5.96	182	6.24	177	5.56	154	6.25
6717.69	325	5.66					220	5.80
Sc I 5375.32	20	9.45					11	9.01
5671.83	164	9.55	170	8.93	79	9.30	63	9.47
6210.68	216	9.33	123	9.37	96	8.83	64	9.12
6276.31	123	9.09	55	9.08				
Sc II 5239.32			122	9.81	101	9.06	63	9.94
5526.81	154	10.02	135	10.15	56	10.30		
5640.97					95	8.86	149	8.76
6245.63			164	9.14	98	8.91	102	9.31

² λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)	ω	$-\lg \epsilon$ (E)
Sc II								
6279.76	198	8.80	171	8.93	105	8.65		
6309.90	149	8.66	87	9.24	74	8.53	54	9.05
6604.60	169	9.32	114	9.76	92	9.06	80	9.55
Tl I								
5426.26	184	8.05	115	8.01	57	7.92	21	8.30
5460.50	236	7.49	143	7.70	92	7.39	51	7.79
5490.84	249	7.15	166	7.28	87	7.27	86	7.26
5503.90	146	7.40	97	7.47			60	7.46
5679.93							40	7.23
5689.47	118	7.68	107	7.41	56	7.53	52	7.52
5713.90			94	6.86			44	6.96
5716.45	73	7.67	58	7.52	39	7.42	31	7.43
5766.33	61	6.77	46	6.73	30	6.73	26	6.72
5812.83	61	6.79	28	7.02	28	6.78	28	6.70
5813.97								
5866.45	289	7.58			155	7.22	159	7.66
5903.32	153	7.58	92	7.58	76	7.15	41	7.49
5918.54	234	7.40	117	7.86	121	6.98	68	7.69
5937.81	182	7.59	75	7.96	90	7.18	65	7.45
5941.76	251	7.34	167	7.48	138	6.83	94	7.55
5944.65	132	7.55	51	7.66	68	6.82	10	7.68
5965.83	237	7.47	135	7.87	121	7.22	120	7.54
6091.18	162	7.43	102	7.51	68	7.40	77	7.31
6258.11					210	6.49		
6261.10							149	7.60
6312.24	189	7.34	122	7.36	87	7.06	99	7.01
6508.13					38	7.07	29	7.07
Tl II								
5185.90							75	8.12
5336.31					71	8.03	94	8.09
5381.02					79	7.60	88	7.87
5418.80			93	8.17	53	7.87	36	8.34
6559.58	133	7.25			76	7.00	67	7.47

3 λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)	ω	$-\lg \varepsilon$ (E)
V I								
5604.97	116	8.53	59	8.62	27	8.61	19	8.61
5627.63	206	8.77	152	8.69	87	8.66	126	8.38
5632.46								
5670.83	204	8.63			103	8.27	68	8.73
5703.56	224	8.73	219	8.08	103	8.54	137	8.40
5727.02	312	8.23			152	8.26	140	8.86
5737.06	168	8.66	156	8.22	95	8.10	81	8.32
5776.70	107	8.30	110	7.84	51	7.92	18	8.34
6039.73	202	8.31	129	8.38	96	7.98	76	8.23
6081.43			172	8.04	95	8.05	105	8.06
6111.64								
6119.51	249	8.23	142	8.60	119	7.97	124	8.16
6150.13	253	8.55	191	8.42	146	7.76	138	8.19
6266.32	222	8.03	141	8.06	111	7.46	69	7.92
6268.84					120	6.74	85	7.20
6274.67	224	8.49	146	8.48	123	7.74	84	8.25
6285.18	230	8.57	185	8.27	128	7.81	109	8.20
6531.44			98	8.09	103	7.34	45	8.01
6543.51	158	7.52			21	7.99	27	7.69
V II								
5819.92	33	8.13	16	8.64	18	7.93	6	8.62
Cr I								
5304.18			79	6.53			24	6.96
5719.83			35	6.72	18	6.80	16	6.74
5783.07					58	4.48		
5783.93	203	6.66	136	6.93			126	6.77
5843.24	33	6.61	28	6.50	18	6.46	15	6.43
6330.10	241	7.05	146	7.28	132	6.47	116	6.90
6501.21			52	8.26	42	8.17		
6537.92	148	6.85					37	6.75
6630.01							44	6.83

4 λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Cr II								
5305.85					16	7.01	24	7.03
5308.44					23	6.82	17	7.25
5310.70					8	6.98	18	6.80
5334.88	60	6.79	26	7.51	16	7.19	20	7.32
Mn I								
5399.49	94	7.17	88	7.05	18	7.79	39	7.33
5407.42	332	5.69					127	7.13
5420.36	272	6.61	169	7.32	113	7.17	131	7.34
5457.47	136	6.58			14	7.45	37	6.83
5537.76	186	6.70	153	6.67	77	6.88	95	6.80
6013.50	253	6.85	174	7.28	128	6.98	179	6.94
Fe I								
5321.09	133	4.51	109	4.60			61	4.90
5441.32	79	4.93						
5491.84	57	4.67	26	5.07			15	5.03
5522.46	112	4.88	69	5.22				
5536.60	73	4.95					24	5.04
5539.28	104	4.75					37	5.03
5554.90	141	5.04					92	5.21
5563.60							128	4.93
5567.40	216	4.88			106	5.01		
5618.65	130	4.93	102	5.08	58	5.17	69	5.17
5633.97	111	4.79			40	5.23	84	4.80
5638.27	108	4.72	169	4.65			105	5.22
5652.32	87	4.81	73	4.87			32	5.11
5741.86	130	4.54	100	4.71	54	4.84	82	4.65
5752.04	129	4.69	116	4.67	63	4.86	100	4.65
5775.09	158	4.70	96	5.19	70	5.01	108	4.81
5778.47	138	4.96	87	5.27	73	4.82	68	5.00
5793.33			55	5.23	49	4.92	71	4.76
5806.73	143	4.64	96	5.00	70	4.84	77	4.98
5809.25	154	4.77	118	4.94	58	5.18	109	4.78
5814.80	124	4.42	85	4.71	52	4.70	60	4.71

5 λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe I								
5827.89	114	4.39			36	4.71	26	4.87
5852.19					74	4.56	93	4.61
5855.13	79	4.67	41	5.05			49	4.82
5856.08	147	4.51	98	4.86	46	5.10	82	4.78
5859.61	196	4.50	134	4.97	100	4.72	131	4.84
5862.36	187	4.75	123	5.26	95	4.99	112	5.20
5873.21			77	4.77	33	5.01	51	4.78
5883.84	192	4.76	149	4.99	100	4.88	121	5.07
5927.80	126	4.67	60	5.27	51	5.02	68	4.94
6005.53	173	4.55	94	5.10	82	4.59	78	4.80
6012.21	191	4.48	94	5.16	59	4.96	89	4.71
6024.07	207	4.94	149	5.33	109	5.12	168	5.00
6151.62	243	4.88	176	5.20	107	5.11		
6157.73			164	4.72			148	4.73
6165.37	176	4.51	117	4.92	71	4.94	121	4.65
6200.32			188	5.33	143	4.85		
6226.77	141	4.58	51	5.38	55	4.89	51	5.03
6229.23	208	4.64	123	5.25	100	4.76	85	5.20
6270.24	212	4.83	145	5.24	106	4.88	146	4.87
6271.28	157	4.42					84	4.59
6302.51	239	4.73	178	5.08	122	4.91	152	5.14
6336.84	252	4.91	200	5.13	141	4.92	170	5.26
6380.75	186	4.53	126	4.94	94	4.68	97	5.00
6392.53	209	4.51			83	4.78	97	4.82
6436.43	90	4.58					23	5.05
6533.97			22	5.66	53	4.76	71	4.69
6591.32			36	4.90			34	4.66
6627.56	97	4.61					33	5.02
Fe II								
5325.56					28	4.96	41	5.05
5414.01			75	4.62	17	5.00	39	4.81
5452.25								
6084.10	99	3.87	26	5.16			48	4.38

6 λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Fe II								
6149.24			56	4.82	26	4.69	60	4.47
6238.38			92	4.71	43	4.69	46	5.10
6247.56			71	5.00	38	4.79	52	5.00
6407.30								
6416.90	117	3.83	23	5.48	33	4.52	35	4.90
6432.65	125	4.15	36	5.76	46	4.78	70	4.87
6456.38	167	4.05	64	5.52	46	5.02	89	4.91
Co I								
5331.46	170	7.35					48	7.86
5352.05	107	7.51	51	8.04	36	7.85	26	8.06
5381.77								
5530.78			70	8.19			54	7.80
5647.23	109	7.67	101	7.61	52	7.58	32	7.90
6000.66	62	7.06	16	7.79	10	7.65		
6116.99	153	7.09	75	7.65	56	7.24	48	7.38
6632.43	120	7.21	76	7.50	50	7.22	51	7.25
Ni I								
5388.35	122	6.15	83	6.42				
5796.08	119	5.50	79	5.77	44	5.60	55	5.51
5805.23			59	6.61	55	6.19	71	6.20
5847.01	181	5.93	119	6.34	96	5.75	109	5.94
6108.12	257	6.31			140	6.16	155	6.61
6128.99	216	5.70	117	6.43	100	5.76	96	6.12
6186.72			88	5.88	68	5.57	68	5.84
6327.60	232	5.89	137	6.57	138	5.50	121	6.23
6532.89	198	5.54	88	6.40	90	5.60	78	5.98
6635.15	73	5.94	55	6.15			46	6.00
Y I								
6435.02	178	10.24	107	10.13	32	10.35	28	10.23
6557.40	69	9.12					35	8.23
Y II								
5402.78	101	9.10	54	9.65	16	9.67	7	10.19

λ (Å)	HD206778		HD218356		HD220009		BD+5°3468	
	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)	ω	$-lg\epsilon$ (E)
Y II								
5544.61	72	9.66	46	10.04	17	9.92	14	10.15
Zr I								
5735.70	107	9.47	98	8.99	23	9.27	24	9.03
5885.61	127	9.77	69	9.69	43	9.36	21	9.55
6045.85	32	9.36			8	9.36	10	9.08
6134.58								
6140.50	75	9.79			10	9.88		
6143.23	168	10.15	127	9.84	58	9.77	41	9.84
6313.05	126	9.51	101	9.27	18	9.91	29	9.50
Ba II								
5853.68	329	9.55	266	9.82	136	10.09	148	10.68
6141.72	465	9.37	364	9.80	188	10.22	250	10.46
6496.90	450	9.43	394	9.54	198	10.03	277	10.13
La II								
5805.77	101	10.81	81	10.95	36	10.67	66	10.40
6262.25	182	10.33	167	10.24	24	11.11	57	10.71
6390.49	155	10.41	106	10.73	26	10.90	23	11.03
Ce II								
6043.39	72	10.44	13	11.44	8	10.95	20	10.58
Nd II								
5319.82	231	9.90	169	10.32	49	10.88	66	10.83
5548.47	64	9.95	59	10.01	9	10.25	10	10.24
5842.39	61	10.18	51	10.34	15	10.29	5	10.88
Eu II								
5818.74	45	10.55	22	11.01	14	10.53	5	11.10
6645.11	91	11.35	46	11.86	24	11.51	22	11.69