

Пользуясь этими двумя значениями δ , можно получить

$$\Delta = \delta_{1k} - \delta_{0k} = [N_{1k}] - [N_{0k}] = \lg(N_{1k}^{\odot}/N_{0k}^{\odot}) - \lg(N_{1k}^*/N_{0k}^*). \quad (10.53)$$

Так как $\lg(N_{1k}^{\odot}/N_{0k}^{\odot})$ известен, по наблюдаемому значению Δ получаем $\lg(N_{1k}^*/N_{0k}^*)$. Но если принять, что температура определяется значением $\theta_{\text{возб}}^*$ (которое известно), то формула Саха дает $\lg(N_{1k}^* n_e^*/N_{0k}^*)$. Таким образом, $\lg n_e^*$ и $[n_e^*]$ можно определить. Оценки $[n_e^*]$ можно получить по линиям нескольких различных элементов и взять среднее. Знание $[n_e^*]$ позволяет получить $[k'_c]$ и $\lg(N_{jk}^*/N_k^*)$. Итак, окончательно отношение распространенности рассматриваемого элемента у звезды к его распространенности на Солнце можно рассчитать по формуле

$$\lg(N_k^{\odot}/N_k^*) = \lg(N_k^{\odot}/N_{jk}^{\odot}) + \lg(N_{jk}^*/N_k^*) + \lg(N_{jk}^{\odot}/N_{jk}^*),$$

или

$$\lg(N_k^{\odot}/N_k^*) = \lg(N_k^{\odot}/N_{jk}^{\odot}) + \lg(N_{jk}^*/N_k^*) + \delta + [\xi_j k'_c U], \quad (10.54)$$

так как все четыре члена, стоящие в правой части последнего соотношения, теперь известны.

Результаты упоминавшихся выше двух исследований привели к удивительному заключению, что содержание тяжелых элементов у звезд населения II меньше их содержания на Солнце по порядку величины в 10^2 раз! Этот факт имеет громадное значение для построения картины эволюции Галактики. Он указывает на то, что тяжелые элементы у звезд населения I, таких, как Солнце, появились в результате нуклеосинтеза в звездах более ранних поколений.

Точность определения содержания элементов методом кривых роста в типичном случае лежит в пределах множителя 2. Хотя эти ошибки и значительны, они не способны изменить упомянутые выше качественные результаты, касающиеся звезд населения II.

10.5. Синтез спектров по моделям атмосфер с ЛТР

Метод кривых роста основан на использовании большого числа упрощающих предположений, что существенно ограничивает точность получаемых результатов. Если сохранить *физическое предположение* об ЛТР, а для учета изменения всех физических параметров с глубиной использовать *модель атмосферы*, достигается значительное улучшение. Имея такую модель, можно рассчитать k_c и $\chi_i \phi_i$ в функции глубины, полностью учитывая изменения температуры, состояния ионизации и возбуждения, доплеровских ширин,

параметров затухания и т.п. После этого прямой численной квадратурой с любой желаемой точностью можно вычислить оптическую глубину

$$\tau_{\nu}(z) + \int_z^{z_{\max}} [k_c(z') + \chi_{\lambda}(z')\phi_{\nu}(z')]dz', \quad (10.55)$$

а значит, и поток, выходящий в линии на частоте ν :

$$F_{\nu} = 2 \int_0^{\infty} B_{\nu}[\tau_{\nu}]E_2(\tau_{\nu})d\tau_{\nu}. \quad (10.56)$$

Первый шаг этого метода состоит в выборе модели атмосферы, которая точнее всего воспроизводит ту звездную атмосферу, которую мы хотим исследовать. Такой подбор производится путем сравнения наблюдаемых и вычисленных значений ряда основных характеристик спектра. Обычно сравнивают 1) общее распределение энергии, бальмеровский скачок D_B или какой-нибудь показатель цвета, скажем $b - y$; 2) профили водородных линий (они чувствительны к плотности); 3) отношения интенсивностей линий ионов двух стадий ионизации некоторого данного элемента. Например, у В-звезд параметры континуума определяют в первую очередь эффективную температуру $T_{\text{эфф}}$, водородные линии — $\lg g$, а отношение, скажем, $\text{Si III } \lambda 4552$ к $\text{Si II } \lambda 4128,31$ есть функция как $T_{\text{эфф}}$, так и $\lg g$ (к содержанию элемента это *отношение* нечувствительно). Примеры сопоставлений вычисленных и наблюдаемых распределений энергии показаны на рис. 7.4 — 7.6 и на рис. 7.8. Рис. 10.4 показывает сравнение рассчитанных и наблюдаемых профилей водородных линий для Веги — звезды, служащей стандартом [555]. Часто строят диаграмму с осями ($T_{\text{эфф}}$, $\lg g$) и наносят на нее геометрические места точек ($T_{\text{эфф}}$, g), для которых вычисленное значение того или иного параметра [скажем, D_B или $W(H_{\gamma})$] равно наблюдаемому значению. Такие кривые, соответствующие различным параметрам, будут пересекаться, определяя тем самым оптимальные значения ($T_{\text{эфф}}$, g). В идеальном случае все кривые пересекались бы в одной точке. На практике они будут пересекаться в пределах небольшой области, что вводит некоторую неопределенность в выбор $T_{\text{эфф}}$ и g . Примеры использования такой процедуры для нормальной В-звезды γ Peg и для гелиевой звезды HD 184927 даются в [508] и [299] соответственно.

Когда модель атмосферы выбрана, появляется возможность выполнить анализ химического состава. Кривая роста заменяется теперь вычислением эквивалентной ширины каждой из рассматриваемых линий в функции содержания элемента по отношению к водо-

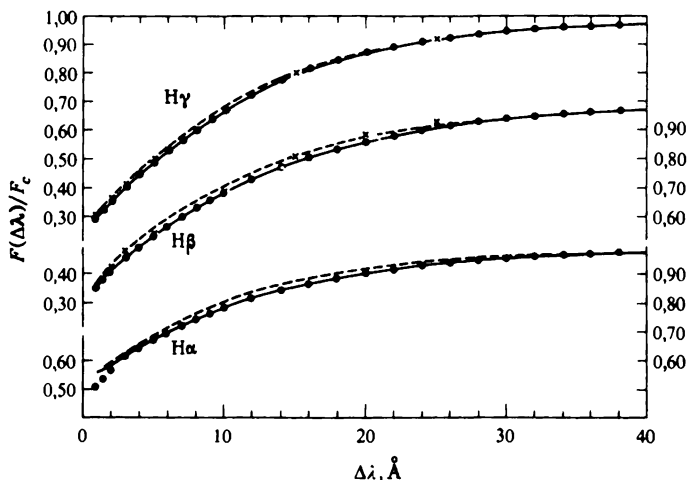


Рис. 10.4. Профили бальмеровских линий водорода у Веги. Точки — наблюдаемые профили по [509]; крестики — наблюдаемые профили по [71]; абсцисса — $\Delta\lambda$ в \AA ; кривые — профили, рассчитанные по модели с $T_{\text{эфф}} = 9650$ К и $\lg g = 4,05$. (По [555], с разрешения.)

роду. Таким образом, знание наблюдаемой эквивалентной ширины каждой из линий дает оценку относительной распространенности элемента. Этим оценкам можно придать надлежащие веса и усреднить их по всем линиям, что дает окончательное значение относительного содержания элемента.

Хотя выбор модели атмосферы, применяемой при анализе химического состава, основан на использовании не только континуума, но и водородных линий, обычно в $(T_{\text{эфф}}, \lg g)$ все же имеется некоторая неопределенность. Часто результаты определения химического состава по нескольким элементам можно использовать для уменьшения неопределенности значений $(T_{\text{эфф}}, \lg g)$ и для выбора улучшенной модели, во многом подобно тому, как свойства атмосферы можно получать из анализа кривой роста. Например, по завершении анализа химического состава полученные по многим линиям распространенности элементов можно использовать для выявления возможных корреляций с потенциалом возбуждения. Такой корреляции можно ожидать, если температуры в атмосфере взяты неточно. Исключение всех таких корреляций может тем самым позволить лучше выбрать значение $T_{\text{эфф}}$. Аналогичным образом для любого данного элемента по линиям его ионов всех стадий ионизации должно получаться одно и то же его содержание. Различия, ко-

торые обнаруживаются при использовании линий ионов разных стадий ионизации, содержат информацию об ошибках в выборе значений температуры и давления, а тем самым — и о значениях $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$. Наконец, полученную совокупность данных о содержании элементов можно подвергнуть анализу с целью выявления возможной корреляции с эквивалентной шириной. Если, например, более сильные линии систематически дают большее содержание, то, возможно, занижено значение параметра ξ_0 . Тем самым можно получить сведения о турбулентных скоростях, которые следует ввести в модель. (Однако, как будет показано в гл. 11, при попытках определения значения параметра ξ_0 по сильным линиям следует учитывать отклонения от ЛТР.) Естественно, что ошибки в полученных из наблюдений эквивалентных ширинах, в силах осцилляторов f и в других атомных параметрах будут вызывать разброс. Поэтому кратко обрисованная выше процедура может давать не вполне однозначные результаты. Тем не менее исследование упомянутых только что корреляций часто может приводить к тому, что удается подобрать значительно лучшую модель. Наконец, если полученный химический состав очень сильно отличается от того, который использовался при построении модели (как это может быть, скажем, для Ар-звезд), может оказаться нужным перевычислить модель, взяв подходящий химический состав, заново получить $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ и выполнить анализ еще раз.

Примером определения химического состава методом моделей атмосфер может служить проведенный в [609] анализ двух ярких А-звезд — Веги и Сириуса. Результаты этой работы показывают, что Вега имеет почти в точности солнечные относительные распространенности тяжелых элементов, тогда как у Сириуса их содержание в $4 \div 10$ раз выше. Во многих отношениях Сириус напоминает звезды, относящиеся к группе А-звезд, которые из-за повышенной интенсивности линий металлов в их спектрах называют *А-звездами с линиями металлов* (Am-звезды).

Литература по определениям химического состава (и по оценкам таких параметров атмосфер, как $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$) как по кривым роста, так и методом моделей атмосфер в настоящее время очень велика. Обширные библиографические указатели оригинальных статей, посвященных определению химического состава нормальных и peculiar звезд, можно найти в [12]; [70], стр. 57 — 204; [144]; [450], стр. 157 — 237; [493], [523], [552], [560], [658].

В исследованиях, которые описывались до сих пор, использовались в первую очередь эквивалентные ширины. Для некоторых

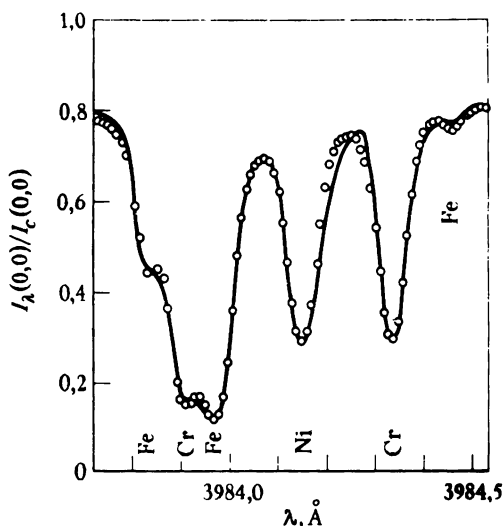


Рис. 10.5. Синтез солнечного спектра с линиями Fe, Cr и Ni. Кривая — наблюдаемая интенсивность; кружки — рассчитанная интенсивность; ордината — интенсивность монохроматического излучения, выходящего из центра диска в долях интенсивности континуума; абсцисса — длина волны в Å. (По [538], с разрешения.)

звезд есть спектральные данные очень высокого качества. Для них возможен подробный поточечный синтез спектра. Пример подобного синтеза для Солнца [538] показан на рис. 10.5. Анализ такого рода может позволить точно определить химический состав и отождествить ранее не замеченные слабые бленды в спектре. Применение синтеза спектров к калибровке фотометрических систем описывалось в § 7.4.

Во всех методах, изложенных в этой главе, делалось предположение об ЛТР. Однако, как мы увидим в гл. 11 и 12, это предположение часто плохо описывает физику образования линий и может приводить к результатам, содержащим серьезные систематические ошибки. Имея это в виду, обратимся теперь к проблеме совместного решения уравнений статистического равновесия и переноса излучения.