

УДК 524.3+524.312.7

ЭВОЛЮЦИОННОЕ УВЕЛИЧЕНИЕ СОДЕРЖАНИЯ АЗОТА  
В АТМОСФЕРАХ РАННИХ В-ЗВЕЗД

Л. С. ЛЮБИМКОВ

Поступила 11 июля 1983

Принята к печати 20 января 1984

Для 36 звезд спектральных классов В0—В3 и классов светимости V—III на основании высокодисперсионных спектроскопических данных [4, 5] определено содержание азота в атмосферах  $\lg \epsilon(N)$ . Анализ выполнен при отказе от ЛТР. С помощью эволюционных расчетов [9, 10] найдены массы и возрасты исследованных звезд. Показано, что содержание  $\lg \epsilon(N)$  с возрастом увеличивается, причем это увеличение происходит плавно, начиная от значений 7.4—7.6, характерных для межзвездной среды в окрестностях Солнца, и до значений 8.4—8.7, присущих тем же звездам, когда в ходе эволюции они становятся сверхгигантами классов F—K. Темпы увеличения  $\lg \epsilon(N)$  в атмосферах тем выше, чем больше массы звезд. Найденная зависимость содержания азота от возраста наряду с аналогичной зависимостью, обнаруженной ранее [1—3] для содержания гелия, может указывать на вынос в поверхностные слои В-звезд продуктов CNO-цикла, происходящий уже на стадиях главной последовательности.

1. *Наблюдательный материал и метод анализа.* Как было показано автором ранее [1—3], содержание гелия в атмосферах звезд классов O и В увеличивается с возрастом  $t$  примерно от значения  $N(\text{He})/N(\text{H}) = 0.08$  при  $t = 1$  млн. лет до  $N(\text{He})/N(\text{H}) = 0.14—0.15$  при  $t \geq 15$  млн. лет. Этот вывод был получен на основе исследования около 120 звезд, известных как члены 12 ассоциаций и скоплений в окрестности Солнца. Следует отметить, что все рассмотренные в [1—3] звезды находятся вблизи главной последовательности и что 2/3 их относятся к классам В0—В3. Такие звезды имеют достаточно большие массы, и главным источником энергии в них служат ядерные реакции CNO-цикла, протекающие в глубоких недрах. Как известно, основным продуктом CNO-цикла является гелий и в центральных частях указанных звезд величина  $N(\text{He})/N(\text{H})$  в процессе эволюции может достигать очень высоких значений. В [1—3] было высказано предположение, что найденное увеличение содержания гелия в атмосферах горячих звезд может объясняться тем, что уже с первых моментов жизни звезды начинается слабое перемешивание, в результате которого продукты CNO-цикла выносятся из внутренних слоев звезды на ее поверх-

ность. Современная теория звездной эволюции, как известно, предсказывает перемешивание на более поздней стадии, когда массивная звезда вступает в фазу сверхгиганта.

Хорошей проверкой выдвинутого предположения явилось бы исследование содержания азота в атмосферах достаточно большого числа ранних В-звезд. Из эволюционных расчетов следует, что азот, как и гелий, должен повышать свою концентрацию в ходе CNO-цикла. Поэтому, если продукты CNO-цикла действительно каким-то образом выносятся на поверхность, тогда в атмосферах В-звезд наряду с увеличением  $N(\text{He})/N(\text{H})$  должно наблюдаться также увеличение  $N(\text{N})/N(\text{H})$ .

Главной трудностью, стоявшей недавно на пути к решению такой задачи, являлось отсутствие достаточно обширных и однородных наблюдательных данных о линиях азота. Линии N II, о которых идет речь, довольно слабы, их эквивалентные ширины в спектрах ранних В-звезд составляют  $W_\lambda \leq 0.1 \text{ \AA}$ , что примерно на порядок ниже значений  $W_\lambda$  для линии 4471 He I, использованной в [1—3] при определении содержания гелия. В литературе имелись лишь разрозненные и весьма неоднородные по своей точности сведения о величинах  $W_\lambda$  линий N II для отдельных В-звезд.

Недавно Кейн и др. [4] опубликовали результаты измерений трех линий N II, а также некоторых линий C II и O II, полученные для 28 ранних В-звезд на эшелле-спектрографе с дисперсией около 0.7  $\text{\AA}/\text{мм}$ . Позже эти авторы [5] расширили количество исследованных звезд до 37. В [4] содержание азота  $\lg \epsilon(\text{N})$  было найдено на основе предположения о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР). Однако расчеты [6] показали, что при анализе линий N II необходимо учитывать отклонения от ЛТР, поэтому в [5] определение  $\lg \epsilon(\text{N})$  было выполнено уже при отказе от условия ЛТР. К сожалению, в [5] не приведено содержание азота для отдельных В-звезд, а лишь указаны средние значения  $\lg \epsilon(\text{N})$  по отдельным линиям N II (отметим, что они оказались близкими к солнечному содержанию N). Но в нашем случае необходимо иметь индивидуальные оценки  $\lg \epsilon(\text{N})$  для каждой звезды. Здесь и далее принято обычное обозначение  $\lg \epsilon(\text{N}) = \lg [N(\text{N})/N(\text{H})] + 12.00$ , так что для водорода в этой шкале  $\lg \epsilon(\text{H}) = 12.00$ .

При определении содержания азота мы будем использовать наблюдаемые значения  $W_\lambda$  линий N II из работ [4, 5] и теоретические значения  $W_\lambda$ , вычисленные в [6] при отказе от ЛТР на основе моделей атмосфер Михаласа [7]. В [4, 5] представлены эквивалентные ширины трех линий N II — 3995.0, 4630.5 и 4643.1  $\text{\AA}$ , однако для последней, более слабой линии в [6] нет данных. Повтсму окончательно для анализа были оставлены две линии — 3995.0 и 4630.5  $\text{\AA}$ .

Необходимо отметить, что в [4, 5] для каждой звезды указана точность определения эквивалентных ширин; при этом все значения  $W_\lambda$  разбиты на три группы, в которых ошибка может составлять либо  $< 10\%$ , либо  $< 20\%$ , либо  $> 20\%$ . Чаще всего обе рассматриваемые линии попадали в одну группу точности, и тогда искомое содержание азота находилось простым усреднением по двум значениям  $\lg \epsilon(N)$ . Однако для некоторых звезд точность  $W_\lambda$  для одной линии была выше, чем для другой; в этом случае содержание азота определялось как среднее взвешенное с весами 2 и 1 соответственно. Отметим также, что для скорости микротурбулентности было принято значение  $\xi_t = 0$  км/с, на которое указывает анализ спектров горячих звезд при отказе от ЛТР (к этому вопросу мы еще вернемся).

Из списков [4, 5] нами была исключена звезда HR 1887 (HD 36960), так как для нее, в отличие от других звезд, эквивалентные ширины  $W_\lambda$  линий N II были получены не по эшелле-спектрограммам, а по спектрам с более низкой дисперсией (6,8 А/мм), и они оказались существенно выше значений  $W_\lambda$ , измеренных для HD 36960 Аллером и Югаку [8]. Заметим, что в [8] и в [4, 5] есть еще две общие звезды — 22 Ori и 15 CMa, для которых оба эти источника дают практически одинаковые ширины  $W_\lambda$  линий 3995.0 и 4630.5 N II.

Схема расчетов выглядела следующим образом. Сначала для каждой из 36 исследованных В-звезд, список которых приведен в табл. 1, определялись эффективная температура  $T_{\text{эфф}}$  и ускорение силы тяжести в атмосфере  $g$ . Затем на основе этих значений  $T_{\text{эфф}}$  и  $g$  находились 1) содержание азота в атмосфере, 2) масса  $M$  и возраст  $t$  звезды. При определении двух последних параметров мы основывались на результатах эволюционных вычислений [9, 10], выполненных для звезд с массами от  $3 M_\odot$  до  $40 M_\odot$  (здесь  $M_\odot$  — масса Солнца). Предварительно по данным [9, 10] с помощью ЭВМ ЕС-1033 была проведена параболическая интерполяция, чтобы на плоскости  $\lg T_{\text{эфф}} - \lg g$  иметь эволюционные треки с шагом  $0.1 M_\odot$ . В качестве начального химического состава принято содержание гелия  $Y=0.28$  и содержание металлов  $Z=0.02$ , что в среднем соответствует звездам первого типа населения. Подчеркнем, что в отличие от [1—3], где были использованы средние значения  $t$  для скоплений и ассоциаций OB-звезд, приведенные в литературе, в настоящей работе возраст  $t$  определяется индивидуально для каждой звезды.

2. *Определение  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ .* Еще раз напомним, что дальнейший анализ выполнен при отказе от условия ЛТР. Прежде всего это касается двух исследованных линий азота. В расчетах Дафтона и Хибберта [6], на которых основано наше определение  $\lg \epsilon(N)$ , теоретические эквивалентные ширины  $W_\lambda$  находились путем совместного решения уравнений переноса

## ПАРАМЕТРЫ ИССЛЕДОВАННЫХ В-ЗВЕЗД

Звезда	HD	Sp	$[c_1]$	$\beta$	$W(H_\gamma), \text{Å}$	$T_{\text{эф}}$	$\lg g$	$\lg \varepsilon(N)$	$M/M_\odot$	$t, 10^6$ лет	
$\alpha$ Pyx	74575	B2 III	0.056	2.606			26 100	3.60	8.52	14.5	10.8
HR 3582A	77002	B3 IV	0.232	2.660			20 800	4.00	7.75	7.5	19.3
HR 3663	79447	B3 IV	0.316	2.661			18 300	3.65	8.48	7.1	31.8
$\mu^1$ Cru	112092	B3 IV	0.195	2.662			22 000	4.05	8.05	8.0	14.9
$\mu^2$ Cen	113791	B2 V	0.180	2.653			22 600	4.10	7.96	8.2	11.8
$\varepsilon$ Cen	118716	B1 V	0.062	2.610			26 300	3.75	8.26	14.0	10.2
$\chi$ Cen	122980	B3 V	0.195	2.661			22 000	4.15	8.03	7.6	10.6
HR 5378	125823	B3 V	0.224	2.664			21 100	4.10	7.69	7.2	15.3
$\eta^1$ Lup	126341	B3 III	0.145	2.625			23 000	3.70	8.53	11.1	15.6
$\alpha$ Cen	132200	B2 V	0.210	2.646			21 300	3.85	8.28	8.5	19.8
$\tau$ Sco	149438	B0 V	-0.045	2.596	3.20		30 600	3.80	7.89	18.2	6.2
$\theta$ Oph	157056	B2 IV	0.122	2.621	4.65		24 000	3.75	8.07	11.8	13.4
$\alpha$ Pav	193924	B3 IV	0.289	2.662			19 000	3.75	8.42	7.5	27.7
$\pi^4$ Ori	30836	B2 III	0.142	2.606			22 600	3.40	8.77	13.5	12.0
$\tau^3$ Ori	31237	B2 III	0.148	2.603			22 300	3.35	8.59	13.8	11.7
22 Ori	35039	B2 IV	0.187	2.625	4.82		21 600	3.60	8.12	10.3	17.8
HR 1781	35299	B1 V	0.076	2.631	4.88		26 600	4.10	7.53	11.5	6.7
33 Ori	36351	B1.5V	0.137	2.638			24 000	4.00	8.20	9.9	12.1
$\nu$ Ori	36512	B0 V	-0.073	2.597			32 100	3.90	7.68	18.7	5.1
HR 1911	37209	B1 V	0.070	2.623			26 700	4.00	8.10	12.3	8.5
12 Lac	214593	B1.5III	0.055	2.607			26 300	3.65	8.05	14.9	10.0
16 Lac	216916	B2 IV	0.100	2.630			25 400	4.00	7.73	11.1	10.1
$\gamma$ Peg	886	B2 V	0.137	2.629	4.72		23 500	3.80	7.91	11.0	14.2
$\gamma$ Ori	35468	B2 III	0.129	2.614	4.40		23 400	3.60	8.65	11.8	14.7
4 CMa	46328	B0.5 IV	-0.003	2.583			27 800	3.40	7.97	19.5	7.1
15 CMa	50707	B1 IV	-0.001	2.594	3.18		28 500	3.65	8.35	16.0	9.4
$\iota$ Her	160762	B3 V	0.307	2.661			18 500	3.70	8.38	7.0	32.6
HR 4848A	110956	B3 V	0.315	2.700			18 800	4.20	8.12	5.7	11.7
HR 4603	104841	B2 IV	0.305	2.667			18 700	3.80	8.45	6.9	30.8
$\zeta$ Cas	3360	B2 V	0.152	2.625	4.98		22 800	3.70	8.19	11.0	15.7
$\mu^2$ Sco	151985	B2 IV	0.121	2.618			23 900	3.70	8.08	12.0	13.4
HR 1191	24131	B1 V	0.036	2.620			28 200	4.05	7.67	13.3	6.1
HR 3055	63922	B0 III	-0.069	2.592			31 500	3.75	7.66	20.0	5.7
$\beta$ Cep	205021	B2 III	0.028	2.605			27 600	3.75	8.12	14.9	9.6
$\beta$ CMa	44743	B1 II	0.016	2.594	3.04		27 400	3.55	7.86	16.5	8.9
$\beta$ Cru	111123	B0.5 IV	-0.020	2.596			29 500	3.75	7.78	17.5	7.0

и статистического равновесия. При этом была принята модель атома N II с 13 уровнями в случае синглета 3995.0 и с 14 уровнями в случае триплетта 4630.5 (сюда были добавлены еще основные состояния N III и N IV). Так как в упомянутых расчетах [6] использовались не-ЛТР модели атмосфер Михаласа [7], необходимо те же модели применить и при оценке эффективной температуры  $T_{\text{эфф}}$  и ускорения силы тяжести  $g$ .

Для 27 звезд из 36 исследованных значения  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  были найдены в [4]. Для их определения использовались индексы  $[c_1]$  и  $\beta$  в фотометрической системе  $uvby\beta$ . Теоретические величины  $[c_1]$  и  $\beta$  были основаны на ЛТР-моделях атмосфер Клянгасмита [11], опубликованных для температур  $T_{\text{эфф}} \leq 20\,000$  К; при  $T_{\text{эфф}} > 20\,000$  К они были дополнены неопубликованными моделями того же автора. Впоследствии мы еще вернемся к оценкам  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , полученным в [4], а теперь перейдем к определению этих параметров при отказе от ЛТР.

Эффективную температуру  $T_{\text{эфф}}$  и ускорение силы тяжести  $g$ , как и в [4], будем находить из сопоставления наблюдаемых и теоретических индексов  $[c_1]$  и  $\beta$ . Наблюдаемые значения этих величин представлены в табл. 1 и взяты из каталога [12], а для некоторых звезд — из [13] (приведены в [4]). Теоретические значения  $[c_1]$ , основанные на моделях атмосфер [7], были вычислены Ниссеном [14] с помощью данных Михаласа [15], причем было учтено влияние линии  $H_i$  в полосе  $v$ . Им же была рассчитана величина  $\beta + \text{const}$  для ряда значений  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  (см. рис. 6 в [14]). Для калибровки этой величины в [14], а затем и в [4] было принято, что  $\lg g = 4.25$  для В-звезд, лежащих на главной последовательности нулевого возраста. Для нашей задачи такой метод мало подходит, так как уже в самом ее начале пришлось бы вводить допущение, связанное с эволюцией. Поэтому мы выполнили калибровку теоретических значений  $\beta$  другим способом.

Из всех исследованных В-звезд были отобраны те звезды, для которых наиболее уверенно известна эквивалентная ширина  $W_\lambda$  линии  $H_\gamma$ . Таких звезд оказалось девять, их значения  $W_\lambda(H_\gamma)$  представлены в табл. 1. Данные о величине  $W_\lambda(H_\gamma)$  для шести В-звезд можно найти в [2, 16], а для остальных трех использованы следующие источники: для  $\gamma$  Peg — [17, 18], для  $\gamma$  Ori и  $\zeta$  Cas — [18, 19]. По индексу  $[c_1]$  и по эквивалентной ширине  $W_\lambda(H_\gamma)$  были найдены параметры  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , соответствующие выбранным девяти звездам; необходимые для этого теоретические значения  $W_\lambda(H_\gamma)$  взяты у Михаласа [15]. Затем, зная  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , можно было определить величину  $\beta_N = \beta + \text{const}$ , вычисленную в [14], а потом — разность между этой величиной и наблюдаемым значением  $\beta_{\text{набл.}}$ . На рис. 1 (верхняя часть) найденная разность представлена в зависимости от  $T_{\text{эфф}}$ . Видим, что она не яв-

ляется постоянной; если с помощью метода наименьших квадратов провести через полученные точки прямую линию, тогда можно сказать, что при изменении  $T_{\text{эфф}}$  от 30 000 К до 20 000 К разность  $\beta_N - \beta_{\text{набл}}$  увеличивается от 0.082 до 0.096. Выведенную таким способом поправку мы вычли из значений  $\beta_N$  [14]. Полученная зависимость  $\beta$  от  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  представлена на нижней части рис. 1.

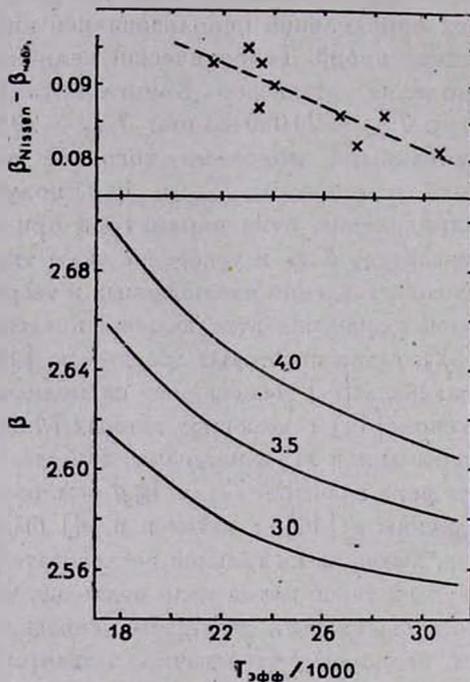


Рис. 1. Калибровка индекса  $\beta$ , рассчитанного Ниссеном [14]. Кривые соответствуют значениям  $\lg g = 4.0, 3.5$  и  $3.0$ .

Сопоставив наблюдаемые индексы  $[c]$  и  $\beta$  с их теоретическими значениями, мы определили  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  для всех 36 исследованных В-звезд (табл. 1). Как уже отмечалось для 27 звезд параметры  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , основанные на ЛТР-моделях атмосфер, приведены в [4]. Сравнение показывает, что вновь найденные величины  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  для этих звезд не очень заметно отличаются от прежних; в среднем различие составляет  $\Delta T_{\text{эфф}} = +400$  К и  $\Delta \lg g = -0.11$ .

3. Увеличение атмосферного содержания азота. Используя полученные значения  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , мы нашли содержание азота  $\lg \epsilon(N)$ , массу  $M$  и возраст  $t$  исследованных В-звезд; эти параметры приведены в табл. 1. Оказалось, что массы рассмотренных звезд варьируются в довольно широ-

ких пределах — от  $5.7 M_{\odot}$  до  $20 M_{\odot}$ . Хорошо известно, что темп эволюции сильно зависит от  $M$ , поэтому мы разделили все звезды по величине  $M$  на три группы и построили зависимость  $\lg \epsilon(N)$  от возраста  $t$  отдельно для каждой группы. Результаты представлены на рис. 2.

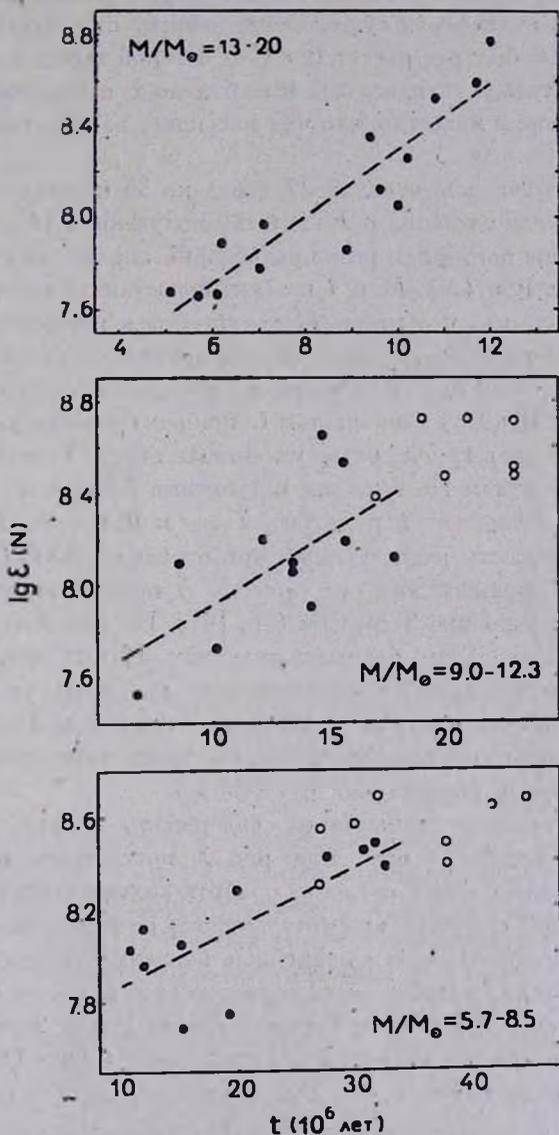


Рис. 2. Зависимость атмосферного содержания азота от возраста звезд разных масс  $M$ , основанная на значениях  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$ , найденных для В-звезд при отказе от ЛТР (см. табл. 1). Точки соответствуют исследованным В-звездам, кружки — сверхгигантам классов F—K.

Из рис. 2 следуют два важных вывода. Во-первых, во всех трех группах наблюдается повышение содержания азота с возрастом  $t$ . Особенно четко эта зависимость проявляется в группе наиболее массивных звезд ( $M/M_{\odot} = 13-20$ ), где на промежутке времени  $t = 5-12$  млн лет величина  $\lg \epsilon(N)$  возрастает от 7.6 до 8.6. Во-вторых, темпы повышения содержания азота в атмосферах существенно зависят от массы  $M$ , а именно: чем больше  $M$ , тем быстрее растет  $\lg \epsilon(N)$ . Второй вывод может служить подтверждением того, что здесь мы имеем дело с эволюционным эффектом, так как из теории известно, что чем массивнее звезда, тем быстрее она эволюционирует.

Выше уже отмечалось, что для 27 звезд из 36 исследованных оценки  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  при предположении о ЛТР были получены в [4]. Основываясь на этих оценках, мы повторили весь предыдущий анализ, то есть определили для этих звезд  $\lg \epsilon(N)$ ,  $M$  и  $t$  и затем сопоставили содержание азота с возрастом. Оказалось, что массы  $M$  заключены в интервале от  $6.5 M_{\odot}$  до  $17.5 M_{\odot}$ , и мы разбили 27 звезд на две примерно равные группы с  $M \geq 10 M_{\odot}$  и  $M < 10 M_{\odot}$ . Как видно из рис. 3, в обеих группах наблюдается повышение  $\lg \epsilon(N)$  с возрастом  $t$ , причем скорость увеличения содержания азота выше в группе более массивных звезд. Таким образом, мы приходим к одним и тем же выводам независимо от того, по каким моделям атмосфер находятся параметры  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  — по ЛТР-моделям (рис. 3) или по моделям, рассчитанным при отказе от ЛТР (рис. 2).

Из 27 звезд, приведенных на рис. 3, 7 принадлежат ассоциации Ogi OB 1 и 13 — скоплению Sco—Cep (см. [4]). На рис. 3 эти две группировки В-звезд представлены разными значками. Видим, что между ними нет каких-либо значительных систематических различий, то есть зависимость  $\lg \epsilon(N)$  от  $t$  примерно одинакова для обеих групп. Разброс отдельных точек около некоторой средней линии, как будет показано ниже, вполне объясняется ошибками определения  $\lg \epsilon(N)$  и  $t$ .

Дальнейший анализ зависимости содержания азота от возраста В-звезд будем проводить на основании рис. 2, построенном при отказе от условия ЛТР. Чтобы, с одной стороны, оценить количественно темпы роста  $\lg \epsilon(N)$ , а с другой стороны, охарактеризовать разброс отдельных точек на рис. 2, мы аппроксимировали найденные зависимости прямыми линиями, проведя их методом наименьших квадратов (это вовсе не означает, что реальная зависимость  $\lg \epsilon(N)$  от  $t$  строго соответствует линейному закону). Наклон таких прямых на рис. 2 дает величину  $d(\lg \epsilon(N))/dt$  — скорость изменения содержания азота. Эта величина для трех групп В-звезд приведена в табл. 2, здесь же указаны средние значения массы  $\bar{M}$  и число звезд в каждой группе. Видим, что у звезды с массой  $M \approx 16 M_{\odot}$  логарифм содержания  $\lg \epsilon(N)$  увеличивается за миллион лет примерно на 0.14, с массой  $M \approx 11 M_{\odot}$  — на 0.06, а с массой  $M \approx 7 M_{\odot}$  — уже толь-

ко на 0,02. Зависимость скорости увеличения содержания азота от массы звезды указывает на то, что обнаруженный эффект имеет эволюционную природу.

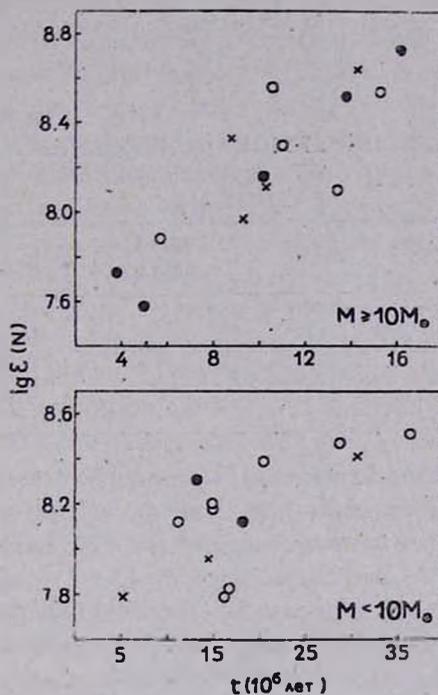


Рис. 3. Зависимость содержания азота в атмосферах ранних В-звезд разных масс  $M$  от их возраста  $t$ , основанная на ЛТР-значениях  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg g$  [4]. Точки соответствуют звездам из ассоциации Ог1 ОВ1, кружки — звездам из скопления Ско—Сеп, крестики — остальным звездам.

4. *Анализ точности результатов.* Важным является вопрос о том, чем вызван разброс точек на рис. 2. Мы покажем, что он вполне объясняется двумя основными причинами — ошибками измерения эквивалентных ширин  $W_{\lambda}$  линий N II, которые приводят к неточностям в определяемом содержании азота, и ошибками в наблюдаемых индексах  $[c_1]$  и  $\beta$ , которые приводят к погрешностям при определении возраста  $t$ .

Выше уже отмечалось, что данные [4, 5], использованные нами, по точности  $W_{\lambda}$  разделены на три категории, в которые попадают линии с ошибками  $< 10\%$  («а»),  $< 20\%$  («b») или  $> 20\%$  («с»). Лучше всего обстоит дело с точностью  $W_{\lambda}$  в группе наиболее массивных звезд ( $M/M_{\odot} = 13-20$ ), где велико количество измерений категорий «а» и «b». В двух других группах качество значений  $W_{\lambda}$  в целом заметно хуже; вероятно, именно по этой причине и разброс точек на рис. 2 для этих групп 5—343

получился больше. Расчеты показали, что погрешность в  $W$ , порядка 10% приводит к завышению или занижению  $\lg \epsilon(N)$  на 0.10—0.15. Если же она составляет 20%, тогда ошибка в  $\lg \epsilon(N)$  равна 0.2—0.3. Сопоставляя эти суждения с рис. 2, видим, что разброс точек около прямых линий в значительной степени обусловлен неточностями в измеренных эквивалентных ширинах линий N II.

Таблица 2  
СКОРОСТЬ ИЗМЕНЕНИЯ СОДЕРЖАНИЯ АЗОТА  
(ЗА МИЛЛИОН ЛЕТ) В АТМОСФЕРАХ В-ЗВЕЗД  
РАЗНЫХ МАСС

$M/M_{\odot}$	$\bar{M}/M_{\odot}$	Число звезд	$\frac{d}{dt} \lg \epsilon(N)$
13—20	16.1	14	0.145
9.9—12.3	11.3	11	0.061
5.7—8.5	7.4	11	0.024

На точность определения массы  $M$  и возраста  $t$  особенно сильно влияют погрешности в значениях  $\lg g$ , влияние же ошибок в  $T_{\text{эфф}}$  примерно на порядок меньше. Если даже допустить, что разброс точек около прямых линий на рис. 2 вызван только погрешностями  $\lg g$  (то есть если пренебречь ошибками в  $W_{\lambda}$ ), тогда можно показать, что отклонения  $\lg g$  от истинных значений не превышают  $\pm 0.25$ . Как следует из многочисленных работ по исследованию звезд методом моделей атмосфер, такая точность определения  $\lg g$  является вполне обычной. Кроме того, нетрудно показать, что мы и не можем достичь более высокой точности в величине  $\lg g$  при ошибках в наблюдаемых фотометрических индексах  $\beta$  и  $[c_1]$ , составляющих в среднем  $\sigma(\beta) = \pm 0.0007$  и  $\sigma([c_1]) = \pm 0.01$  (см. [14]).

Итак, мы с уверенностью можем сказать, что разброс, который дают на рис. 2 отдельные звезды, можно полностью объяснить совместным действием двух основных причин — ошибками в  $\beta$  и  $[c_1]$  и ошибками в  $W_{\lambda}$ . Дополнительный вклад могут давать еще такие факторы: дисперсия масс  $M$  в каждой группе В-звезд, возможные вариации в первоначальном содержании азота у разных звезд, неучет различий в  $\lg g$  при определении  $\lg \epsilon(N)$ .

По поводу последнего фактора необходимо сказать следующее. Теоретические эквивалентные ширины линий N II, вычисленные в [6], были получены при разных значениях  $T_{\text{эфф}}$  и  $\lg \epsilon(N)$ , но при единственном значении ускорения силы тяжести  $\lg g = 4.0$ . Таким образом, при нахождении  $\lg \epsilon(N)$  мы не учитываем то обстоятельство, что значения  $\lg g$  у исследованных звезд могут несколько отличаться от 4.0. Чтобы оценить, к каким

последствиям это может привести, мы провели ЛТР-расчеты  $W_\lambda$  линий 3995.0 и 4630.5 N II на основе моделей атмосфер Куруча [20] в интервале температур  $T_{\text{эфф}} = 20\,000\text{—}30\,000$  К и при  $\lg g = 4.0$  и 3.5. Используя результаты этих вычислений, мы нашли поправки  $\Delta \lg \epsilon$  к содержанию азота  $\lg \epsilon$  (N) для 36 исследованных В-звезд в соответствии с определенными для них значениями  $\lg g$  (табл. 1). Выяснилось, что для 28 звезд  $|\Delta \lg \epsilon| \leq 0.10$  и лишь для 8 звезд  $0.10 < |\Delta \lg \epsilon| \leq 0.20$ . Таким образом, при условии ЛТР поправки за разницу в  $\lg g$  оказываются несущественными по сравнению с наблюдаемыми вариациями содержания азота, достигающими порядка величины (см. рис. 2).

При отказе от условия ЛТР некоторые оценки можно получить с помощью расчетов Дафтона [21]. Как видно из табл. 1, у 30 звезд из 36 исследованных значения  $\lg g$  попадают в интервал 3.6—4.1, то есть для подавляющего большинства звезд величина  $\lg g$  различается не более, чем на 0.5. Не-ЛТР вычисления Дафтона [21], выполненные для четырех В-звезд с температурами  $T_{\text{эфф}} = 21\,500\text{—}26\,000$  К, показали, что увеличение  $\lg g$  на 0.3 приводит к повышению  $\lg \epsilon$  (N) на 0.15—0.20. Тогда при изменении  $\lg g$  на 0.5 мы можем ожидать повышения  $\lg \epsilon$  (N) на 0.25—0.33. Таким образом, и при отказе от ЛТР возможные поправки в содержании азота за разницу в  $\lg g$  оказываются значительно меньше наблюдаемых вариаций  $\lg \epsilon$  (N).

Как уже указывалось, в наших определениях  $\lg \epsilon$  (N) была принята скорость микротурбулентности  $\xi_t = 0$  км/с, к которой, как отмечено в [5], приводит анализ спектров ранних В-звезд при отказе от ЛТР. Вообще говоря, прежде для таких звезд разные авторы находили значения  $\xi_t$  от 0 до 5 км/с, однако недавно в [22] было показано, что из-за случайных ошибок  $W_\lambda$  величина  $\xi_t$  у ранних В-звезд может быть завышена на 2 км/с и более. В [5] получено, что при замене  $\xi_t = 0$  км/с на  $\xi_t = 5$  км/с логарифм содержания  $\lg \epsilon$  (N) уменьшается на  $\sim 0.3$ . Поскольку возможные отличия в  $\xi_t$  согласно сказанному выше должны быть существенно меньше (либо они совсем отсутствуют, если всегда  $\xi_t = 0$ ), то и соответствующие поправки в  $\lg \epsilon$  (N) должны быть заметно меньше 0.3. Отсюда следует, что даже если и существуют какие-то небольшие вариации в скорости микротурбулентности у ранних В-звезд, они не могут объяснить обнаруженных различий в содержании азота.

5. *Содержание азота в межзвездной среде и в атмосферах желтых сверхгигантов.* Итак, мы нашли, что содержание азота  $\lg \epsilon$  (N) в атмосферах ранних В-звезд в ходе эволюции повышается. Как видно из рис. 2, у звезд с массами  $M/M_\odot = 13\text{—}20$  величина  $\lg \epsilon$  (N) возрастает примерно от 7.6 до 8.6 на промежутке времени  $t = 5\text{—}12$  млн лет, у звезд с массами  $M/M_\odot = 9.0\text{—}12.3$  она увеличивается от 7.6 до 8.4 на промежутке  $t =$

$= 5-18$  млн лет, а у звезд с массами  $M/M_{\odot} = 5.7-8.5$  повышается от 7.9 до 8.4 на промежутке  $t = 10-30$  млн лет. Согласно современным эволюционным представлениям звезды формируются из межзвездных газопылевых облаков, поэтому на первых этапах развития ( $t \approx 0$ ) их химический состав должен быть таким же, как состав того вещества, из которого они образовались. В связи с этим возникает вопрос, как найденные зависимости  $\lg \epsilon(N)$  от  $t$  соответствуют оценкам содержания азота в межзвездной среде.

Все исследованные В-звезды расположены в окрестностях Солнца. Как уже отмечалось, некоторые из них принадлежат ассоциации Ориона, химический состав которой неоднократно изучался. Согласно [23] в этой туманности  $\lg \epsilon(N) = 7.5-7.6$ . Далее, по оценкам [24] содержание азота в областях Н II в окрестностях Солнца составляет  $\lg \epsilon(N) = 7.4-7.6$ . Видим, что эти значения заметно ниже содержания азота в солнечной атмосфере  $\lg \epsilon(N)_{\odot} = 7.99$  [25], зато они хорошо согласуются с найденными нами зависимостями при малых значениях  $t$  (см. рис. 2). По-видимому, в момент своего образования рассмотренные звезды имели содержание азота в атмосферах  $\lg \epsilon(N) = 7.4-7.6$ , характерное для межзвездной среды в окрестностях Солнца. Затем в ходе эволюции величина  $\lg \epsilon(N)$  непрерывно повышалась, причем скорость этого процесса сильно зависела от массы звезды.

Другой интересный вопрос связан с дальнейшей судьбой содержания азота, когда ранняя В-звезда, эволюционируя, переходит в фазу сверхгиганта. На рис. 4 приведено несколько эволюционных треков на плоскости  $\lg T_{\text{эфф}} - \lg g$ , построенных по данным [9, 10]; здесь же указаны положения исследованных В-звезд (точки) и положения нормальных F-, G- и ранних K-сверхгигантов тех же масс  $M$  с известным содержанием азота (кружки). В табл. 3 для этих сверхгигантов представлены значения  $T_{\text{эфф}}$ ,  $\lg g$  и  $\lg \epsilon(N)$ , взятые из литературы, а также наши оценки массы  $M$  и возраста  $t$ . Отметим, что величины  $M$  и  $t$  для  $\gamma$  Cyg и  $\alpha$  Car были определены в [28]. Из рис. 4 хорошо видно, что ранние В-звезды классов светимости V—III и желтые сверхгиганты являются родственными объектами, так как они представляют собой две разные фазы в эволюции звезд одних и тех же масс. Если судить по эволюционным трекам (рис. 4), одну фазу от другой на плоскости  $\lg T_{\text{эфф}} - \lg g$  отделяет довольно большое расстояние. Однако это расстояние звезда проходит за очень короткий промежуток времени. Например, согласно [9] при  $M = 9 M_{\odot}$  после полного выгорания водорода в ядре переход звезды в фазу сверхгиганта занимает лишь 0.01 того времени, которое уходит на пребывание вблизи главной последовательности.

К сожалению, в литературе не удалось найти данных о содержании азота в атмосферах сверхгигантов с массами, соответствующими первой

группе исследованных В-звезд ( $M/M_{\odot} = 13-20$ ). Поэтому в табл. 3 представлены только сверхгиганты со значениями  $M$ , соответствующими отдельно второй и третьей группам. На рис. 2 их положения указаны кружками. Видим, что между ранними В-звездами, находящимися вблизи главной последовательности, и сверхгигантами классов F—K тех же масс на диаграмме  $\lg \varepsilon(N) - t$  нет никакого разрыва или скачка, то есть повыше-

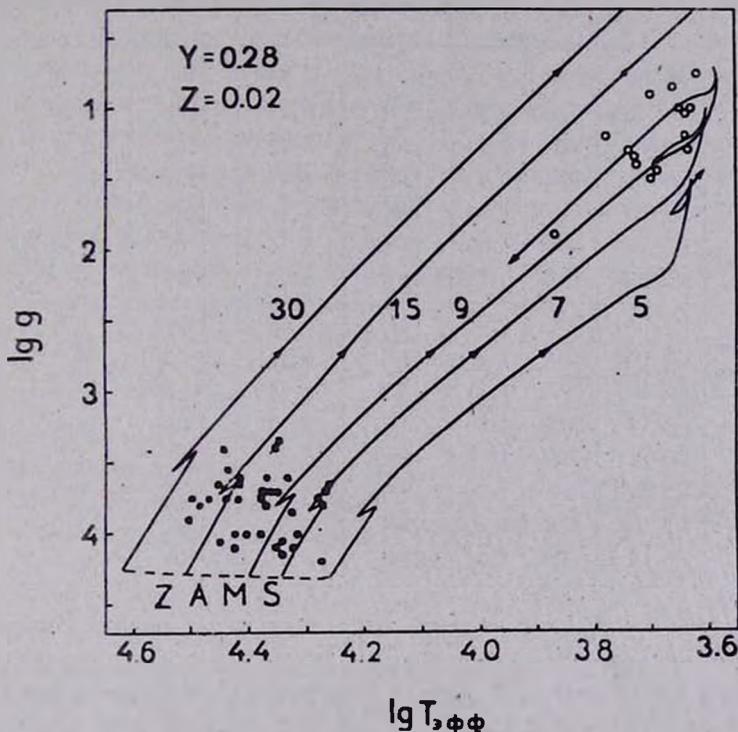


Рис. 4. Эволюционные треки для звезд с массами 5, 7, 9, 15 и  $30 M_{\odot}$  (по данным [9, 10]). Точки — исследованные звезды класса В, кружки — сверхгиганты классов F—K с известным содержанием азота. ZAMS — главная последовательность нулевого возраста.

ние содержания азота в атмосфере происходит непрерывно вплоть до стадии сверхгиганта. Интересно, что на нижней части рис. 2 вблизи значения  $t \sim 30$  млн лет оказались одновременно 4 В-звезды и 4 сверхгиганта с практически одинаковым содержанием  $\lg \varepsilon(N)$ . При этом массы указанных В-звезд ( $6.9-7.5 M_{\odot}$ ) несколько меньше, чем массы 4 сверхгигантов ( $8.0-8.5 M_{\odot}$ ). Различие в массах и, следовательно, различие в скорости эволюции и привело к тому, что у звезд разного типа возраст оказался примерно одинаковым (напомним, что после выгорания водорода в ядре переход в фазу сверхгиганта осуществляется очень быстро). Отметим, что

в среднем для сверхгигантов, перечисленных в табл. 3, получается  $\overline{\lg \varepsilon(N)} = 8.55$ .

Таблица 3

ПАРАМЕТРЫ АТМОСФЕР И СОДЕРЖАНИЕ АЗОТА У ЖЕЛТЫХ  
СВЕРХГИГАНТОВ, ИХ МАССЫ И ВОЗРАСТ

Звезда	Sp	$T_{эф}$	$\lg g$	Источник	$\lg \varepsilon(N)$	Источник	$M/M_{\odot}$	$t, 10^6$ лет
$\gamma$ Cyg	F8 Ib	6050	1.20	[26, 27]	8.38	[29]	11.0	17
$\beta$ Aqr	G0 Ib	5475	1.30	[29]	8.47	[29]	9.0	23
$\xi$ Pup	G3 Ib	4975	0.90	[30]	8.72	[30]	11.0	19
$\varepsilon$ Gem	G8 Ib	4600	0.85	[30]	8.47	[30]	10.5	20
$\zeta$ Ser	K1 Ib	4425	1.00	[30]	8.71	[30]	9.0	23
$\varepsilon$ Peg	K2 Ib	4400	1.00	[30]	8.51	[30]	9.0	23
$\sigma^1$ CMa	K3 Iab	4175	0.75	[30]	8.72	[30]	9.5	21
$\alpha$ Car	F0 Ib-II	7400	1.90	[27]	8.68	[31]	8.0	32
$\alpha$ Aqr	G2 Ib	5300	1.40	[30]	8.56	[29, 30]	8.0	30
$\beta$ Dra	G2 II	5375	1.35	[30]	8.54	[29, 30]	8.5	27
$\psi$ And	G5 Ib	5000	1.50	[30]	8.67	[30]	6.5	45
$\theta$ Peg	G5 Ib	4925	1.45	[30]	8.48	[30]	7.0	38
$\eta$ Per	K3 Ib	4300	1.00	[30]	8.30	[30]	8.5	27
145 CMa	K3 Ib	4350	1.20	[30]	8.3	[30]	7.0	38
1 Pup	K3 Ib	4325	1.30	[30]	8.64	[30]	6.5	42

Итак, мы приходим к выводу, что в атмосферах ранних В-звезд вблизи главной последовательности происходит плавное и непрерывное увеличение содержания азота. В начале эволюции ( $t = 0$ ) оно, по-видимому, соответствует значениям  $\lg \varepsilon(N) = 7.4-7.6$ , характерным для межзвездной среды в окрестностях Солнца. Затем содержание  $\lg \varepsilon(N)$  постепенно увеличивается и к тому моменту, когда В-звезда начинает переход к стадии F-, G- или раннего K-сверхгиганта, оно достигает значений 8.4—8.7, характерных для таких сверхгигантов. Подчеркнем, что это происходит еще до того, как в звезде согласно принятой схеме эволюции должно начаться полное перемешивание.

6. Сравнение с предсказаниями теории эволюции. Полученные результаты нельзя объяснить с точки зрения существующей теории эволюции звезд. Как известно, эта теория отвергает возможность полного перемешивания на том этапе, когда звезда находится вблизи главной последовательности и когда в центральных ее частях идут реакции CNO-цикла. В противном случае, если допустить такое перемешивание, теоретические эволюционные треки пришли бы в противоречие с многочисленными на-

блюдениями звездных скоплений. Возможность же какого-либо слабого перемешивания на этой стадии развития не рассматривалась. Следуя такой эволюционной схеме, на всем этапе нахождения В-звезды около главной последовательности химический состав ее атмосферы должен быть неизменным. И лишь при вступлении звезды в фазу сверхгиганта в ней образуется мощная конвективная зона, захватывающая внутренние слои и приводящая к перемешиванию и к выносу на поверхность продуктов CNO-цикла. Так как образование такой конвективной зоны у достаточно массивной звезды происходит за очень короткое время, мы должны иметь скачкообразное изменение в содержании He, C или N в атмосфере при переходе от ранних В-звезд классов светимости V—III к сверхгигантам спектральных классов F—K. Однако, как показывают наши результаты по гелию [1—3] и по азоту, вместо подобного скачка наблюдается плавное увеличение содержания этих элементов.

Чтобы иметь представление о том, какие изменения в химическом составе атмосфер предсказывает теория после полного перемешивания, то есть после перехода В-звезды в фазу сверхгиганта, на основе недавних расчетов [10, 32] была составлена табл. 4. Здесь приведены изменения в содержании гелия  $N(\text{He})/N(\text{H})$ , а также в содержании C, N и O (в логарифмической шкале), вычисленные при  $M = 15 M_{\odot}$  и  $M = 9 M_{\odot}$ . Видим, что традиционная схема расчетов (стандартная модель) для звезд с массой  $15 M_{\odot}$  дает увеличение  $N(\text{He})/N(\text{H})$  на 0.03, а  $\lg \epsilon(\text{N})$  — на 0.6. Между тем наблюдаемое увеличение  $N(\text{He})/N(\text{H})$ , как отмечалось в начале статьи, составляет 0.06—0.07, а наблюдаемое повышение  $\lg \epsilon(\text{N})$  — примерно 1.0 (см. рис. 2). При  $M = 9 M_{\odot}$ , как видно из табл. 4, стандартная модель предсказывает еще более слабые изменения в содержании He и N. Таким образом, обычные теоретические расчеты не могут объяснить наблюдаемого увеличения концентрации гелия и азота в атмосферах массивных звезд.

В последние годы в литературе уже обращалось внимание на то обстоятельство, что наблюдаемые аномалии в содержании C, N и O у цефеид и нормальных сверхгигантов классов F—K существенно больше предсказываемых теорией. Чтобы снять это противоречие, Бекер и Кокс [32] предложили ввести в расчеты звездных моделей дополнительное перемешивание между конвективным ядром, в котором заключена зона горения водорода, и внутренней частью радиативной оболочки. Подчеркнем, что такое перемешивание не затрагивает наружных слоев звезды, пока она находится около главной последовательности, но оно существенно влияет на химический состав этих слоев впоследствии, когда В-звезда становится сверхгигантом. Это видно из последнего столбца табл. 4; приведенные в нем изменения в  $N(\text{He})/N(\text{H})$  и в  $\lg \epsilon(\text{N})$  уже почти равны наблюдаемым. Остается сделать следующий шаг в этом направлении и попытаться ввести в рас-

четы уже на стадии CNO-цикла слабое перемешивание, охватывающее и наружные слои звезды.

Конечно, такое перемешивание, если оно существует, должно несколько изменить эволюционные треки и повлиять на оценки массы  $M$  и возраста  $t$ , полученные выше. Однако правильное объяснение обнаруженного эффекта не должно приводить к большим изменениям в эволюционных треках, иначе возникло бы противоречие с наблюдениями звездных скоплений.

Таблица 4

ИЗМЕНЕНИЯ В СОДЕРЖАНИИ ЭЛЕМЕНТОВ CNO-ЦИКЛА НА  
ПОВЕРХНОСТИ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ПОЛНОГО ПЕРЕМЕШИВАНИЯ  
(СОГЛАСНО РАСЧЕТАМ [10, 32])

Масса	15 $M_{\odot}$		9 $M_{\odot}$	
	Стандартная	Стандартная	Стандартная	С дополнительным перемешиванием
$\Delta N(\text{He})$				
$\Delta N(\text{H})$	+0.03	+0.01		+0.05
$\Delta \lg \varepsilon(\text{C})$	-0.15	-0.12		-0.68
$\Delta \lg \varepsilon(\text{N})$	+0.59	+0.33		+0.83
$\Delta \lg \varepsilon(\text{O})$	-0.05	-0.01		-0.16

7. Сравнение с теорией диффузии. Следует рассмотреть и другой возможный процесс, который предлагается для объяснения различных peculiarностей химического состава звездных атмосфер. Этот процесс — разделение химических элементов в наружных слоях звезды вследствие диффузии. Медленная диффузия атомов вниз или вверх может происходить под влиянием двух основных сил — силы тяжести и радиационного давления, возникающего из-за поглощения в атомарных линиях. Дополнительное влияние могут оказывать магнитные поля на звездах и различные макроскопические движения, например, турбулентность, меридиональная циркуляция или потеря массы (звездный ветер). Последнее явление особенно важно при рассмотрении ранних В-звезд.

Действительно, для таких звезд характерна большая скорость потери массы по сравнению с более холодными звездами, и это сильно препятствует процессам диффузии и даже полностью подавляет их. Вследствие этого, как указано в [33], диффузия у звезд главной последовательности может появляться лишь при эффективных температурах  $T_{\text{эфф}} < 25\,000$  К. При таких значениях  $T_{\text{эфф}}$  теория диффузии предсказывает возможность существования звезд с пониженным содержанием гелия, но она сталкивается с большими трудностями при интерпретации повышенного содер-

жания гелия, обнаруженного для ряда горячих звезд (helium-rich stars), тем более, что последние наблюдаются и при  $T_{\text{эфф}} > 25\,000$  К. С позиций этой теории не удастся объяснить обогащение гелием, найденное в [1—3] у „нормальных“ звезд В0—В3.

Среди 36 звезд, представленных в табл. 1, 15 имеют температуру  $T_{\text{эфф}} > 25\,000$  К, причем подавляющее большинство их принадлежит подклассам В0—В1. Такие звезды теряют массу со скоростью, достигающей  $10^{-7} M_{\odot}/\text{год}$  (см. [34]). Столь высокий темп истечения вещества на несколько порядков превышает допустимые пределы, при которых диффузия еще возможна. Между тем именно такие звезды, являясь наиболее массивными в нашем списке, показывают самый быстрый рост  $\lg \epsilon(N)$ .

На основе сказанного можно утверждать, что теория диффузии (по крайней мере, в современном ее варианте) не в состоянии объяснить увеличение содержания гелия и азота в атмосферах ранних В-звезд с возрастом.

8. *Выводы.* 1) Содержание азота  $\lg \epsilon(N)$  в атмосферах звезд спектральных классов В0—В3 и классов светимости V—III не является одинаковым. Оно варьируется в пределах от 7.6 до 8.7 и тем самым может заметно отличаться от солнечного значения  $\lg \epsilon(N)_{\odot} = 8.0$ .

2) Содержание азота увеличивается с возрастом  $t$ . Найденная зависимость указывает, что при  $t \approx 0$  величина  $\lg \epsilon(N)$  близка к значениям 7.4—7.6, характерным для межзвездной среды в окрестностях Солнца. В ходе эволюции содержание  $\lg \epsilon(N)$  постепенно растет и к тому моменту, когда В-звезда начинает переход в фазу сверхгиганта, оно достигает значений 8.4—8.7, присущих сверхгигантам классов F—K с теми же массами.

3) Темпы увеличения  $\lg \epsilon(N)$  тем выше, чем больше массы звезд. Этот вывод подтверждает, что обнаруженный эффект имеет эволюционную природу, так как более массивные звезды эволюционируют быстрее.

4) Найденную зависимость содержания азота в атмосферах В-звезд от их возраста нельзя объяснить с точки зрения современной теории эволюции или на основе теории диффузии. Приходится допустить, что уже на стадии главной последовательности, когда в центре звезды идут реакции CNO-цикла, в ней существуют процессы, приводящие к выносу на поверхность продуктов CNO-цикла. Таким процессом, возможно, является слабое перемешивание.

Автор благодарен член-корр. АН СССР А. А. Боярчуку за обсуждение и полезные замечания.

EVOLUTIONARY INCREASING OF NITROGEN ABUNDANCE  
IN ATMOSPHERES OF EARLY B-STARS

L. S. LYUBIMKOV

On the basis of high dispersion spectroscopic data [4,5] the atmospheric nitrogen abundance  $\log_{\epsilon}(N)$  has been determined for 36 stars of spectral types B0-B3 and luminosity classes V-III. The non-LTE approach was applied. Masses and ages of the investigated stars were found with the aid of the evolutionary calculations [9,10]. It is shown that the abundance  $\log_{\epsilon}(N)$  increases with the age, moreover this increasing is going on gradually from values 7.4-7.6 intrinsic for interstellar matter in the solar neighbourhood and to values 8.4-8.7 inherent in the same stars, when they evolve to F-K supergiants (fig.2). The rate of  $\log_{\epsilon}(N)$  increasing is as high as the greatness of the masses of stars (table 2). The nitrogen abundance-age relation together with the similar one, found earlier for helium abundance (see [1-3]), can indicate the probable transfer of CNO-cycle products from the central parts of B-stars to its surface layers that occurs already in the stage of the main sequence.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Л. С. Любимков, Письма АЖ, 1, № 11, 29, 1975.
2. Л. С. Любимков, Изв. Крымской обс., 55, 112, 1976.
3. Л. С. Любимков, Астрофизика, 13, 139, 1977.
4. L. Kane, C. D. Mc Keith, P. L. Dufton, Astron. Astrophys., 84, 115, 1980.
5. P. L. Dufton, L. Kane, C. D. Mc Keith, M. N., 191, 85, 1981.
6. P. L. Dufton, A. Hibbert, Astron. Astrophys., 95, 24, 1981.
7. D. Mihalas, Non-LTE Model Atmospheres for B and O Stars, NCAR-TN/STR-76, Boulder, Colorado, 1972.
8. L. H. Aller, J. Jugaku, Publ. Obs. Univ. Michigan, 9, 203, 1969.
9. S. A. Becker, Ap. J. Suppl. ser., 45, 475, 1981.
10. W. M. Brunish, J. W. Truran, Ap. J., 236, 247, 1982.
11. D. A. Klinglesmith, Hydrogen Line Blanketed Model Stellar Atmospheres, NASA SP-3065, Washington, 1971.
12. B. Hauck, M. Mermillod, Astron. Astrophys. Suppl. ser., 40, 1, 1980.
13. B. Hauck, M. Mermillod, Astron. Astrophys. Suppl. ser., 22, 235, 1975.
14. P. E. Nissen, Astron. Astrophys., 36, 57, 1974.
15. D. Mihalas, Ap. J., 176, 139, 1972.
16. Л. С. Любимков, Изв. Крымской обс., 52, 49, 1974.
17. L. H. Aller, J. Jugaku, Ap. J., 127, 125, 1958.
18. U. Stinnerstad, Stockholms Obs. Ann., 21, No 6. 1961.
19. D. Crampton, A. Leir, F. Younger, Publ. Dominion Astrophys. Obs., 14, 151, 1973.
20. R. L. Kurucz, Ap. J. Suppl. ser., 40, 1, 1979.

21. *P. L. Dufton*, *Astron. Astrophys.*, 73, 203, 1979.
22. *P. L. Dufton*, *A. C. Durrant*, *C. J. Durrant*, *Astron. Astrophys.*, 97, 10 1981.
23. *M. L. Mc Call*, *Ap. J.*, 229, 962, 1979.
24. *D. L. Talent*, *R. J. Dufour*, *Ap. J.*, 233, 888, 1979.
25. *D. L. Lambert*, *M. N.*, 182, 249, 1978.
26. *А. А. Боярчук*, *Л. С. Любимков*, *Изв. Крымской обл.*, 64, 3, 1981.
27. *А. А. Боярчук*, *Л. С. Любимков*, *Астрофизика*, 18, 375, 1982.
28. *Л. С. Любимков*, *А. А. Боярчук*, *Астрофизика*, 18, 596, 1982.
29. *R. E. Luck*, *D. L. Lambert*, *Ap. J.*, 245, 1018, 1981.
30. *R. E. Luck*, *Ap. J.*, 219, 148, 1978.
31. *K. Desikachary*, *J. B. Hearnshaw*, *M. N.*, 201, 707, 1982.
32. *S. A. Becker*, *A. N. Cox*, *Ap. J.*, 260, 707, 1982.
33. *S. Vauclair*, *A. J.*, 86, 513, 1981.
34. *R. Cathler*, *H. Lamers*, *T. Snow*, *Ap. J.*, 247, 173, 1981.