

НЕ-ЛТР СОДЕРЖАНИЕ АЗОТА У СОЛНЦА И ИЗБРАННЫХ ЗВЕЗД СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ А-F

© 2024 г. Л. И. Машонкина^{1,2*}, Т. А. Рябчикова¹

¹Институт астрономии РАН, Москва, Россия

²Институт лазерной физики СО РАН, Россия

Поступила в редакцию 10.05.2024 г.

После доработки 28.05.2024 г.; принята к публикации 06.06.2024 г.

Построена новая модель атома N I с использованием уровней энергии, известных из лабораторных измерений и предсказанных в расчетах атомной структуры N I, и современных атомных данных для расчета радиативных и столкновительных скоростей переходов. С классической одномерной (1D, MARCS) моделью солнечной атмосферы и с учетом отклонений от локального термодинамического равновесия (не-ЛТР эффектов) определено содержание $\lg \epsilon_{\odot, N}(1D \text{ NLTE}) = 7.92 \pm 0.03$ по линиям N I методом синтетического спектра. С учетом 3D-поправок Амарси и др. (2020) мы получили для Солнца $\lg \epsilon_{\odot, N}(\text{NLTE}+3D) = 7.88 \pm 0.03$. По спектрам высокого разрешения определено не-ЛТР содержание азота у 11 непроэволюционировавших звезд спектральных классов А-F с надежно определенными параметрами атмосфер. Учет не-ЛТР ведет к усилению линий N I, и не-ЛТР эффекты растут с ростом эффективной температуры. Для каждой из звезд учет отклонений от ЛТР ведет к уменьшению среднеквадратичной ошибки определения содержания по сравнению со случаем ЛТР. Для нормальных А-звезд учет не-ЛТР устраняет избытки относительно солнечного содержания азота, получаемые в ЛТР анализе. Звезда HD 172167 (Beta) типа λ Boo тоже имеет солнечное содержание азота. У четырех Am звезд наблюдается разброс — от дефицита азота с $[N/H] = -0.44$ до избытка с $[N/H] = 0.39$. Содержание азота, полученное для Солнца и нормальных А-звезд, согласуется в пределах ошибки определения с литературными данными о содержании азота в межзвездном газе и у звезд раннего класса В.

Ключевые слова: атмосферы звезд, формирование спектральных линий, содержание азота в звездах.

DOI: 10.31857/S0320010824060022, EDN: MYAAPL

1. ВВЕДЕНИЕ

Азот — один из трех наиболее распространенных элементов (С, N, O) после водорода и гелия. Он играет важную роль в физике звезд, и знание его распространенности (содержания) в конкретной звезде, а вернее, изменения по сравнению с первоначальным содержанием при рождении звезды — это ключ к пониманию эволюционного статуса звезды и происходящих в ней физических процессов. Общепринято считать, что химический состав галактического вещества очень слабо изменился после образования Солнечной системы, поэтому для большинства химических элементов их содержание в метеоритах служит эталонным современным содержанием в Галактике или космическим стандартом. Но азот относится к летучим элементам, и космический стандарт его содержания определяется по Солнцу и молодым непроэволюционировавшим звездам.

В солнечном спектре азот наблюдается в немногочисленных, слабых и блендированных линиях атомов N I, а также в линиях молекул NH и CN. В течение многих лет стандартным считалось содержание, полученное Андерс и Гревесс (1989) по молекулярным линиям с использованием полуэмпирической моде-

ли солнечной атмосферы Холвегер и Мюллер (1974): $\lg \epsilon_{\odot, N} = 8.05 \pm 0.04$. Здесь и далее используется шкала содержания, в которой $\lg \epsilon_H = 12$. Для той же модели атмосферы, но по линиям N I Ренч-Хольм (1996) получила $\lg \epsilon_{\odot, N} = 8.05 \pm 0.09$ без использования предположения о локальном термодинамическом равновесии (ЛТР). Далее такой подход будем называть не-ЛТР (non-LTE, NLTE). В начале 2000-х гг. распространение получили 3-мерные (3D) модели атмосферы, основанные на гидродинамических расчетах и учитывающие неоднородность физических условий не только по радиусу, но и в горизонтальных плоскостях. С использованием 3D-модели и не-ЛТР поправок к содержанию (разностей между не-ЛТР и ЛТР содержанием: $\Delta_{\text{NLTE}} = \lg \epsilon_{\text{NLTE}} - \lg \epsilon_{\text{LTE}}$), рассчитанных с 1D-моделью для линий N I, Каффо и др. (2009) получили $\lg \epsilon_{\odot, N} = 7.86$. В самосогласованных 3D и не-ЛТР расчетах атомарных линий Амарси и др. (2020) определили низкое содержание — $\lg \epsilon_{\odot, N} = 7.767$, но более высокое значение — $\lg \epsilon_{\odot, N} = 7.89$ (3D) — получилось по линиям NH и CN (Амарси и др., 2021). Необходимо понять причины таких расхождений между разными авторами и между атомарными и молекулярными линиями.

Для звезд спектрального класса А не-ЛТР содержание по линиям N I определялось в работах Такеда

*Электронный адрес: lima@inasan.ru

(1992), Лемке и Вен (1996), Ренч-Хольм (1996), Пшибилла и Батлер (2001), Любимков и др. (2011) обра и в более поздних исследованиях этих авторов с использованием разработанных ими не-ЛТР методов. Методы апробировались на звезде Вега (HD 172167) с надежными параметрами атмосферы и наблюдаемым спектром высокого качества. В разных работах не-ЛТР поправки для одной и той же линии различаются на 0.2 dex и более. Например, для N I 8683 Å Ренч-Хольм (1996) и Пшибилла и Батлер (2001) дают $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.53$ dex и -0.26 dex. Такеда (1992) и Лемке и Вен (1996) обратили внимание на чувствительность не-ЛТР результатов для N I к содержанию углерода и металлов в модели атмосферы, т.е. к коэффициенту поглощения в непрерывном спектре в ультрафиолетовом (УФ) диапазоне.

Для звезды 21 Peg (HD 209459, B9.5 V) Романовская и др. (2023) определили $\lg \epsilon_{\text{NLTE}} = 7.53$ по линиям N I, что много ниже самого низкого значения солнечного содержания. Для сравнения, Ниева и Пшибилла (2012) установили $\lg \epsilon_{\text{NLTE}} = 7.79 \pm 0.04$ по линиям N II у звезд раннего класса В.

Противоречивые результаты для Солнца и молодых А-В звезд мотивировали настоящее исследование. Были поставлены следующие задачи.

1. Построение новой модели атома N I для применения как к звездам солнечного типа, так и А-звездам. Модель атома должна быть как можно более полной и обеспечивать тесную связь уровней N I с основным состоянием следующей стадии ионизации.

2. Определение содержания по линиям N I в солнечном спектре. У нас уже есть опыт определения солнечного содержания элементов с использованием не-ЛТР подхода и классической одномерной (1D) модели солнечной атмосферы из сетки моделей MARCS (Густафссон и др., 2008), и наши результаты прекрасно согласуются с самосогласованными 3D и не-ЛТР расчетами Асплунд и др. (2021). Алексеева и Машонкина (2015) получили одинаковое содержание по линиям C I и молекулярным линиям C₂ и CN: $\lg \epsilon_{\odot, \text{C}} = 8.43 \pm 0.02$, которое на 0.03 dex меньше, чем у Асплунд и др. (2021). С той же моделью атмосферы по линиям O I Ситнова и Машонкина (2018) определили не-ЛТР содержание $\lg \epsilon_{\odot, \text{O}} = 8.70 \pm 0.08$, которое в пределах 0.01 dex согласуется с данными Асплунд и др. (2021).

3. Определение содержания по линиям N I с учетом отклонений от ЛТР для избранных звезд спектральных классов F, A и позднего В. Это будет продолжение наших предыдущих детальных исследований химического состава этих звезд. Результаты определения не-ЛТР содержания He, C, O, Na, Mg, Si, Ca, Ti, Sr, Zr и Ba обобщены в статьях Машонкиной и др. (2020) и Романовской и др. (2023). Ситнова и др. (2022) и Машонкина (2024) определили не-ЛТР содержание Zn и Sc.

Статья построена следующим образом. Новая мо-

дель атома N I представлена в разделе 2. Разработанный метод применяется для определения не-ЛТР содержания азота в солнечной атмосфере (раздел 3) и у выборки А-F звезд с надежно определенными параметрами атмосфер (раздел 4). Выводы формулируются в разделе 5.

2. МЕТОД НЕ-ЛТР РАСЧЕТОВ ДЛЯ N I

2.1. Модель атома N I

Энергии уровней. Модель атома построена с использованием 321 уровня энергии N I из базы экспериментальных данных NIST¹ (Крамида и др., 2019) и 503 уровней, предсказанных в расчетах атомной структуры N I (Куруц, 2014), но не обнаруженных (пока) в лабораторных измерениях. Энергии возбуждения самых верхних уровней меньше энергии ионизации N I на 0.08–0.26 эВ, что намного меньше средней кинетической энергии электронов при температурах вплоть до 20 000 К. Это обеспечивает эффективную связь уровней N I с основным состоянием N II посредством столкновений. Тонкое расщепление уровней не учитывалось. Высоковозбужденные уровни с малым разделением по энергии (< 250 см⁻¹) и одинаковой четности были объединены в суперуровни. Они образованы преимущественно из уровней, предсказанных в расчетах атомной структуры N I. Средняя энергия объединенного суперуровня вычислялась с учетом статистических весов отдельных уровней. Окончательная модель атома включает 59 уровней N I. Однократно ионизованный азот представлен только основным состоянием со статистическим весом $g = 9$. Возбужденные уровни увеличивают сумму по состояниям N II примерно на 5% при $T = 10\,000$ К. Тестовые расчеты показали, что учет возбужденных уровней N II оказывает пренебрежимо малое влияние на величину отклонений от ЛТР для уровней N I. Модель атома представлена на рис. 1.

Радиативные скорости. gf -величины для 46 109 связанно-связанных (b-b) переходов между уровнями, использованными при построении модели атома, взяты из расчетов Куруц (2014). После объединения уровней получилось 743 b-b перехода с силой осцилляторов $f > 10^{-6}$. Для переходов из основного $2p^3\ ^4S^\circ$ и низковозбужденных $2p^3\ ^2D^\circ$, $2p^3\ ^2P^\circ$ уровней, в которых может происходить накачка верхних уровней УФ-излучением, радиативные скорости вычисляются с Фойгтовским профилем поглощения (всего для 16 переходов). Для остальных переходов профиль поглощения — доплеровский.

Для 33 нижних уровней с порогами ионизации $\lambda_{\text{thr}} < 18\,723$ Å сечения фотоионизации, вычисленные в рамках Orasity Project (Ситон, 1987), взяты в базе данных TOPbase (Кунто и др., 1993). Для остальных уровней сечения рассчитываются в водородопо-

¹<https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

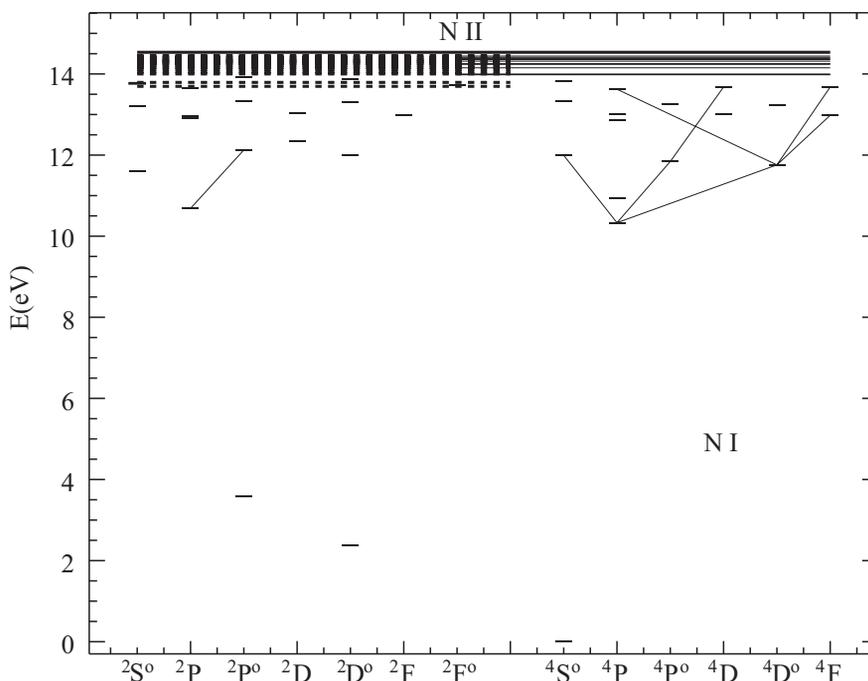


Рис. 1. Уровни энергии в модели атома N I и переходы, в которых образуются линии, использованные при определении содержания азота в звездах. Сплошные и пунктирные горизонтальные отрезки указывают энергию четных и нечетных суперуровней соответственно. Координаты суперуровней на оси X назначены произвольно, чтобы минимизировать наложение четных и нечетных уровней.

добном приближении с использованием эффективного главного квантового числа вместо главного квантового числа.

Скорости столкновительных процессов. Для возбуждения электронным ударом мы используем данные Ван и др. (2014), рассчитанные одним из вариантов метода R-matrix (B-spline R-matrix with pseudo states). Они имеются для 276 переходов между уровнями с энергией возбуждения $E_{exc} \leq 13.34$ эВ. Для остальных b-b переходов скорости столкновений с электронами рассчитываются по формуле ван Регемортера (1962), если переход разрешенный, и эффективная сила столкновений $\Omega = 1$, если переход запрещенный. Скорости ионизации электронным ударом вычисляются по формуле Ситон (1962) с использованием принятых пороговых сечений фотоионизации.

В атмосферах звезд поздних спектральных типов концентрация электронов намного меньше концентрации нейтральных атомов водорода, поэтому возбуждение уровней и образование ионов могут происходить в результате столкновений не только с электронами, но и с атомами N I. Коэффициенты скоростей неупругих процессов при столкновениях с N I взяты из расчетов Амарси и Барклем (2019) для 21 перехода $N I + N I \leftrightarrow N II + H^-$, связанного с S, P, D уровнями N I, и для 206 b-b переходов.

2.2. Статистическое равновесие N I в зависимости от эффективной температуры

Для решения системы уравнений статистического равновесия (CP) и переноса излучения в заданной модели атмосферы используется модифицированная программа DETAIL (Гиддингс, 1981; Батлер, 1984; Пшибилла и др., 2011). Отметим, что непрозрачность в многочисленных линиях рассчитывается прямым методом с использованием списка линий Куруц (1993), который насчитывает около 40 млн. линий.

На рис. 2 представлены b-факторы — $b = n_{NLTE}/n_{LTE}$ отдельных уровней N I, важных для понимания механизмов отклонений от ЛТР, в моделях атмосфер с разной эффективной температурой (T_{eff}). Здесь n_{NLTE} и n_{LTE} — населенности уровня, полученные путем решения уравнений CP (не-ЛТР) и по формулам Больцмана–Саха (ЛТР). Всюду в этой работе мы используем плоскопараллельные (1D) модели атмосфер: для Солнца с $T_{eff} = 5780$ К и поверхностным ускорением силы тяжести $\lg g = 4.44$ (5780/4.44) из базы данных MARCS² (Густафссон и др., 2008), а модели 9550/3.95 и 10 400/3.55 рассчитаны по программе LLmodels (Шуляк и др., 2004).

В атмосфере с $T_{eff} = 5780$ К нейтральные атомы доминируют в содержании азота, поэтому основное состояние и два самых низковозбужденных уровня сохраняют равновесные населенности, и для них всюду

²<http://marcs.astro.uu.se>

$b = 1$. Нижний уровень $3s^4P$ переходов, в которых образуются наблюдаемые линии (см. табл. 1), перезаселен ($b > 1$) выше $\lg \tau_{5000} = 0$ за счет радиативной накачки из основного состояния в крыльях линий N I

1199.55, 1200.22 и 1200.71 Å, а верхние уровни, например, $3p^4S^o$, опустошены ($b < 1$) спонтанными переходами в нижележащие состояния. В результате, линии N I усиливаются по сравнению со случаем ЛТР. Но эффекты отклонений от ЛТР — слабые.

В атмосфере 9550/3.95 N I остается доминирующей стадией ионизации, но усиливается роль радиативных процессов по сравнению со столкновительными, и в области формирования линий b -факторы сильнее отклоняются от 1, чем в случае солнечной атмосферы. Перезаселены не только нижние, но и верхние уровни переходов, в которых образуются наблюдаемые линии, но в меньшей степени, чем нижние. Поэтому не-ЛТР ведет к усилению поглощения в линиях.

В модели с самой высокой температурой (10 400/3.55) нейтральный и однократно ионизованный азот имеют сравнимые концентрации. Для низковозбужденных уровней $2p^3^2P^o$ ($\lambda_{thr} \simeq 1130$ Å) и $2p^3^2D^o$ ($\lambda_{thr} \simeq 1020$ Å) интенсивность ионизирующего излучения превышает локальные значения функции Планка, что ведет к сверхионизации этих уровней. Благодаря их тесной связи с основным состоянием, последнее тоже опустошается ($b < 1$). Радиативная накачка из основного состояния ведет к избыточной населенности высоковозбужденных уровней, так что в каждом из переходов, связанных с наблюдаемыми линиями, $b_{low} > b_{up}$ (верхний и нижний уровни соответствующих переходов указаны в табл. 3), и линии усиливаются по сравнению со случаем ЛТР.

3. СОДЕРЖАНИЕ АЗОТА В АТМОСФЕРЕ СОЛНЦА

Рябчикова и др. (2022) определили одновременно содержание углерода $\lg \epsilon_C = 8.44$ и азота $\lg \epsilon_N(CN) = 7.97$ в атмосфере Солнца по молекулярным линиям C_2 и CN путем согласования синтетического и наблюдаемого спектров в спектральных областях, богатых этими линиями. Были выбраны 21 интервал в диапазоне 5100–5200 Å и 12 интервалов в диапазоне 7930–8100 Å. Согласно расчетам Амарси и др. (2021), 3D поправка к содержанию азота, полученному по линиям CN в солнечном спектре, составляет в среднем -0.06 dex. С учетом этой 3D поправки Рябчикова и др. (2022) дают $\lg \epsilon_N(CN, 3D) = 7.91 \pm 0.04$.

3.1. Анализ линий N I в солнечном спектре

Мы анализируем спектр Солнца как звезды, используя атлас Куруца и др. (1984) со спектральным разрешением $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 520\,000$ в красной и инфракрасной областях. Как и в наших предыдущих исследованиях, мы используем канонические параметры атмосферы Солнца: $T_{eff} = 5780$ K, $\lg g = 4.44$, скорость микротурбулентности $\xi_t = 0.9$ км/с и классическую модель атмосферы из базы данных MARCS.

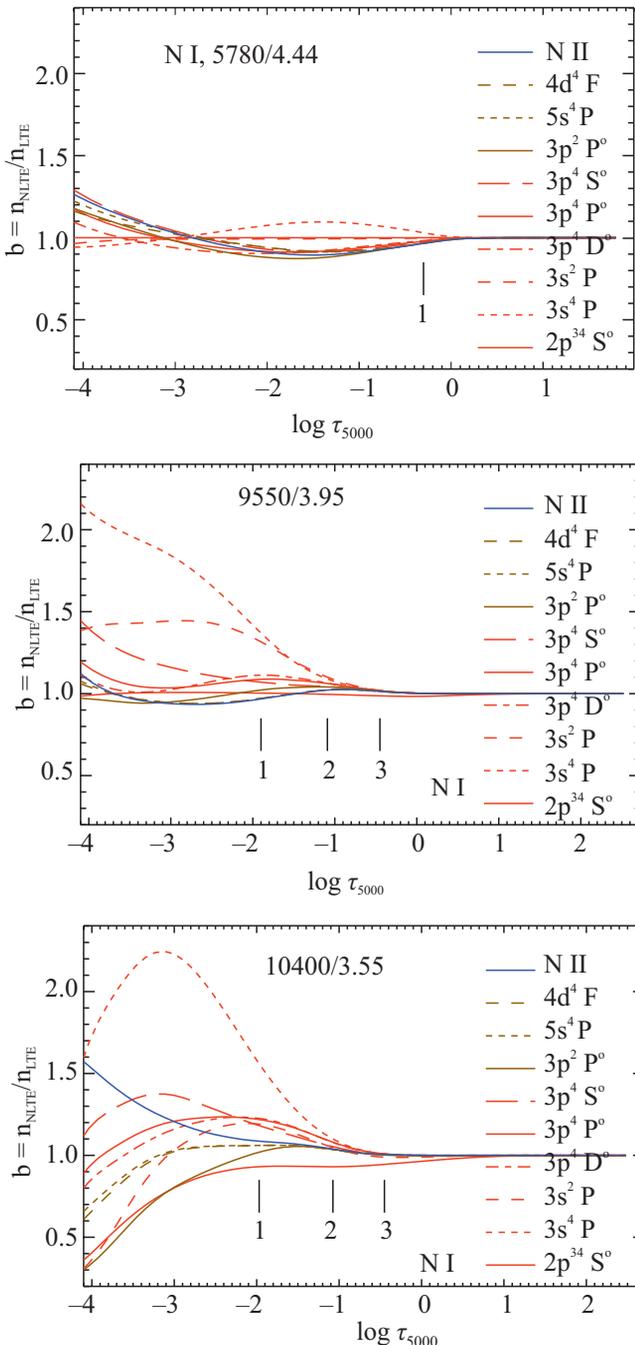


Рис. 2. b -факторы избранных уровней N I как функция оптической толщины на длине волны 5000 Å в моделях атмосферной толщины на длине волны 5000 Å в моделях атмосфер 5780/4.44 ($T_{eff} = 5780$ K, $\lg g = 4.44$), 9550/3.95 и 10 400/3.55. На каждой панели вертикальные черточки отмечают слои, где $\tau \simeq 1$ в центрах линий N I 8683 (1), 8629 (2) и 6482 Å (3). Для солнечной атмосферы отмечена глубина формирования только наиболее сильной линии.

Таблица 1. ЛТР и не-ЛТР содержание, полученное по линиям азота в солнечном спектре

λ [Å]	E_{exc} [эВ]	$\lg gf$	Переход	$\lg \epsilon$		
				ЛТР	не-ЛТР	+ 3D ¹
N I 7442.28	10.33	-0.401	$3s^4P_{3/2} - 3p^4S_{3/2}^{\circ}$	7.93	7.91	7.88
N I 8216.34	10.34	0.138	$3s^4P_{5/2} - 3p^4P_{5/2}^{\circ}$	8.00	7.95	7.92
N I 8629.24	10.69	0.077	$3s^2P_{3/2} - 3p^2P_{3/2}^{\circ}$	7.88	7.87	7.83
N I 8683.40	10.33	0.105	$3s^4P_{3/2} - 3p^4D_{5/2}^{\circ}$	7.95	7.90	7.87
N I 10108.89	11.75	0.443	$3p^4D_{3/2}^{\circ} - 3d^4F_{5/2}$	7.96	7.95	7.90
Среднее				7.94	7.92	7.88
σ				0.04	0.03	0.03
Линии CN				7.97 ± 0.04 ²		7.91

¹ Прибавлена 3D не-LTE поправка из статьи Амарси и др. (2020) для линий N I и 3D поправка из Амарси и др. (2021) для линий CN.

² из работы Рябчикова и др. (2022).

Содержание азота по атомарным линиям N I определялось методом синтетического спектра, путем автоматической подгонки теоретического спектра к наблюдаемому. Синтетический спектр рассчитывался по программе synthV_NLTE (Цымбал и др., 2019), интегрированной в программу визуализации BinMag (Кочухов, 2018). Используя b-факторы из программы DETAIL, synthV_NLTE рассчитывает линии N I с учетом не-ЛТР эффектов, а линии остальных элементов — в рамках предположения ЛТР. Параметры линий для расчета синтетического спектра взяты из текущей версии базы данных VALD3 (Vienna Atomic Line Database, Пахомов и др., 2019). Для линий N I приняты gf -величины из расчетов Тачиев и Фризе Фишер (2002), для линий молекулы CN — из работы Брук и др. (2014). В наших расчетах мы использовали фиксированное значение содержания углерода в атмосфере Солнца $\lg \epsilon_C = 8.43$, как определено в работе Алексева и Машонкина (2015).

В спектре Солнца нет неблендированных (чистых) линий N I. Наиболее подходящими для определения содержания азота являются пять линий, перечисленных в табл. 1. Четыре из пяти линий блендируются молекулярными линиями CN, а линия N I 8216.336 Å блендируется слабой линией C I. Кроме того, линии N I 8629.2 и 8683.4 Å лежат в крыльях сильной линии Ca II 8662.14 Å, дополнительное поглощение в которой необходимо учитывать при согласовании синтетического и наблюдаемого спектров. Точно так же необходимо учитывать влияние близлежащих линий других элементов, в первую очередь, элементов группы железа, которые могут влиять на положение континуума около линий N I.

Рассмотрим процедуру анализа отдельно для каждой линии.

Линия N I 8216.336 Å является наиболее подходящей, поскольку не блендируется молекулярными линиями CN. Однако эта линия находится в области с сильными теллурическими линиями, что затрудняет определение уровня континуума. Положение континуума уточнялось путем сравнения используемого атласа Солнца (Куруц и др., 1984) с наблюдениями солнечного спектра, исправленного за теллурические линии (Уоллс и др., 2011). С уровнем континуума, определенным по широкой области 8215.6–8216.8 Å, сначала был подобран теоретический спектр, воспроизводящий всю область, а затем отдельно профиль N I 8216 Å, как показано на рис. 3. Содержание азота получилось одинаковым — $\lg \epsilon_N = 7.95$ (не-ЛТР) в обоих случаях. Игнорирование слабой линии C I 8216.281 Å ведет к увеличению содержания азота не более, чем на 0.01 dex. Как видно на рис. 3, воспроизведение формы профиля линии азота требует более высокой макротурбулентной скорости, чем для более сильной линии Fe I 8215.8 Å. Это общеизвестный факт. Еще Грей (1977) показал, что для воспроизведения формы профилей сильных и слабых линий Fe I в солнечном спектре требуются макротурбулентные скорости 3.1 и 3.8 км/с соответственно.

Для того чтобы понять как Амарси и др. (2020, табл. 3, 1D не-ЛТР) получили низкое содержание $\lg \epsilon_N = 7.796$ для той же линии и с той же моделью атмосферы, что и у нас, мы провели тестовые расчеты, определяя уровень континуума по краям линии N I 8216 Å, т.е. используя локальный континуум. Содержание азота снизилось до $\lg \epsilon_N = 7.83$. Амарси и др. (2020) определяли содержание по средней эквивалентной ширине $EW = 7.7$ мÅ, измеренной в двух спектрах центра солнечного диска, полученных Дельбуль и др. (1973) и Некел и Лабс (1984). Амарси и

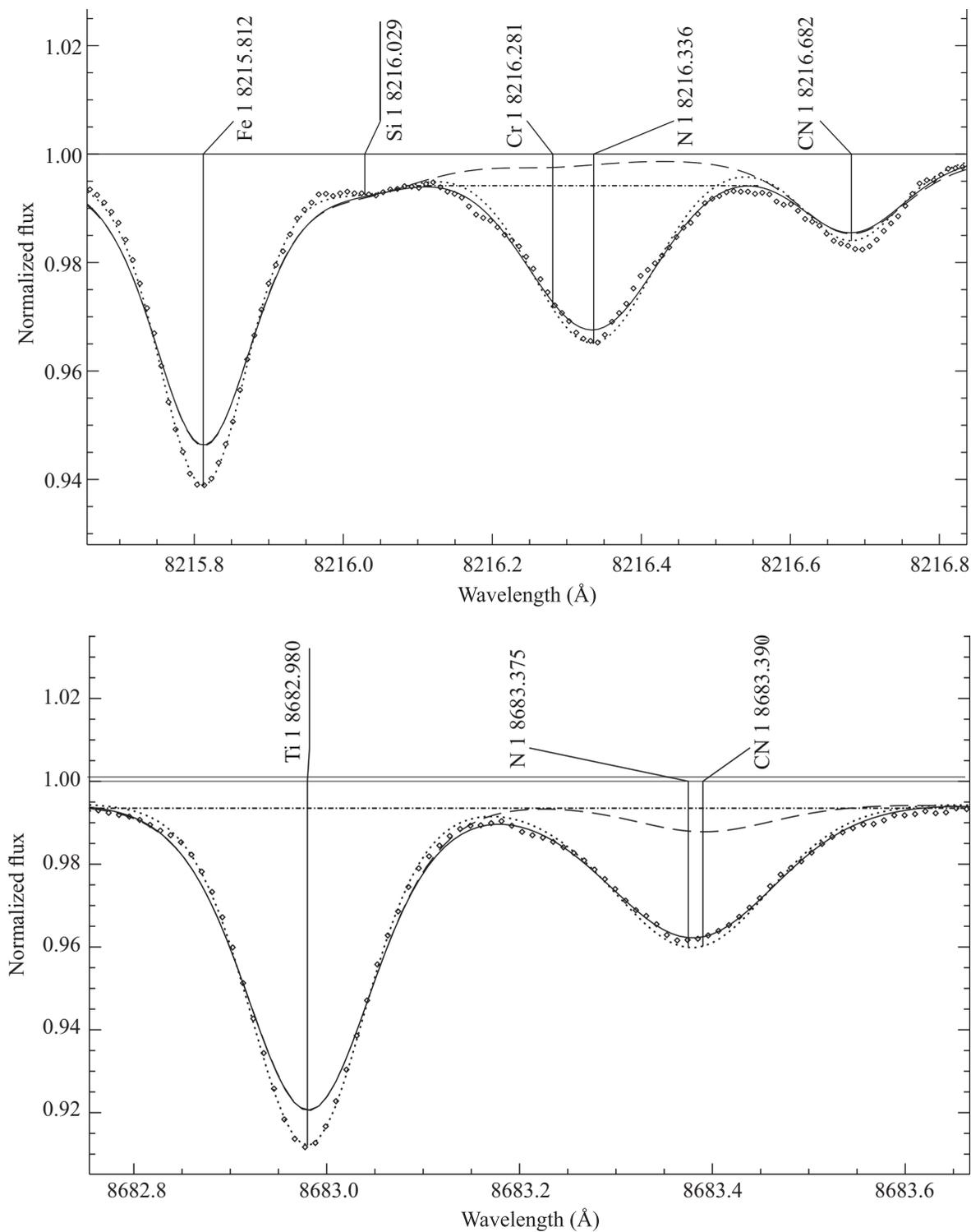


Рис. 3. Линии N I 8216.336 и 8683.40 Å в солнечном спектре (Куруц и др. 1984, ромбы) в сравнении с синтетическими спектрами, где для линий N I учтены не-ЛТР эффекты. На каждой панели: пунктирная кривая — наилучшая аппроксимация всей области (8215.6 – 8216.8 Å и 8682.7 – 8683.7 Å); сплошная кривая — наилучшая аппроксимация линии N I; штриховая кривая — синтетический спектр без вклада линии N I; штрих-пунктирная прямая — локальный уровень континуума в тестовых расчетах, которые привели к уменьшению содержания на 0.12 dex для N I 8216 Å и на 0.05 dex для N I 8683 Å (подробнее см. текст).

Таблица 2. Список звезд, параметры атмосфер, ЛТР и не-ЛТР содержание азота

HD	Имя	T_{eff} [K]	$\lg g$	[Fe/H]	ξ_t [км/с]	Ист.	N_l	ЛТР $\lg \epsilon$	не-ЛТР	
									$\lg \epsilon$	[N/H]
32115		7250	4.20	0.09	2.3	M20	8	7.93(0.07)	7.84(0.07)	-0.01
47105	γ Gem	9190	3.56	0.17	1.8	R23	8	8.10(0.06)	7.84(0.06)	-0.01
48915	Сириус	9850	4.30	0.52	1.8	M20	10	8.30(0.09)	8.07(0.06)	0.22
61421	Процион	6615	3.89	-0.01	2.0	R16	8	8.11(0.05)	7.97(0.05)	0.12
72660		9700	4.10	0.67	1.8	M20	6	7.57(0.05)	7.41(0.03)	-0.44
73666	40 Cnc	9380	3.78	0.24	1.8	M20	12	8.41(0.12)	8.15(0.03)	0.30
114330	θ Vir	9600	3.61	0.31	1.4	R23	12	8.00(0.06)	7.77(0.04)	-0.08
172167	Vega	9550	3.95	-0.41	1.8	M20	9	8.09(0.07)	7.82(0.04)	-0.03
193432	ν Cap	10200	3.88	0.12	1.0	R23	9	8.19(0.08)	7.93(0.04)	0.08
209459	21 Peg	10400	3.55	0.05	0.5	M20	15	8.14(0.13)	7.89(0.06)	0.04
214994	ρ Peg	9600	3.81	0.34	2.0	R23	15	8.43(0.15)	8.24(0.09)	0.39

Примечание. N_l — число линий при определении содержания. Числа в скобках — среднеквадратичные ошибки σ . Ист. = ссылки на источники наблюдаемых спектров и параметров атмосфер: M20 = Машонкина и др. (2020), R23 = Романовская и др. (2023), R16 = Рябчикова и др. (2016).

др. (2020) отмечают, что разница в $EW(N\ I\ 8216\ \text{\AA})$ между двумя спектрами меньше 5%, но Бьемонт и др. (1990) измерили $EW = 8.7\ \text{m\AA}$ для той же линии в спектре Дельбуйль и др. (1973), что на 13% больше величины, используемой Амарси и др. (2020). При таком наложении линий разных элементов, как в области $8215.6\text{--}8216.8\ \text{\AA}$, мы считаем методически неоправданным использование EW для определения содержания.

Линия $N\ I\ 8683.40\ \text{\AA}$ находится в крыльях сильных линий $\text{Ca}\ II\ 8662\ \text{\AA}$ и $N\ I\ 8665\ \text{\AA}$. С уровнем континуума, определенным с учетом поглощения в линиях $\text{Ca}\ II$ и $N\ I$, мы сначала искали теоретический спектр, который воспроизводит широкий спектральный диапазон $8682.7\text{--}8683.7\ \text{\AA}$, а затем отдельно профиль $N\ I$ (рис. 3). Полученное таким образом содержание азота указано в табл. 1. Отметим, что нам пришлось уменьшить длину волны линии $N\ I$ на $0.025\ \text{\AA}$, чтобы воспроизвести в синтетическом спектре разницу, наблюдаемую в солнечном спектре между положением $N\ I\ 8683\ \text{\AA}$ и положением линий $\text{Fe}\ I\ 8674.746$ и $8688.623\ \text{\AA}$, у которых длины волн надежно измерены в лаборатории. Как и в случае $N\ I\ 8216\ \text{\AA}$, мы попробовали определить содержание азота при проведении локального континуума для $N\ I\ 8683\ \text{\AA}$, т.е. без учета поглощения в линиях $\text{Ca}\ II$ и $N\ I$. Содержание оказалось меньше на $0.05\ \text{dex}$.

Линии $N\ I\ 7442.28$ и $8629.23\ \text{\AA}$ сильно блендируются, поэтому анализ каждой осуществлялся по большому участку спектра, включающему линии CN и

других элементов (рис. 4). Расчеты с фиксированным содержанием углерода $\lg \epsilon_C = 8.43$ показали, что теоретические профили близлежащих линий CN заметно слабее наблюдаемых при содержании азота, получаемом по линиям $N\ I$: $\lg \epsilon_N = 7.97$ ($7442\ \text{\AA}$) и 7.91 ($8629\ \text{\AA}$). Подгонка улучшается при увеличении содержания углерода на $0.1\ \text{dex}$. Содержание азота уменьшается при этом на $0.06\ \text{dex}$ для $N\ I\ 7442\ \text{\AA}$ и на $0.04\ \text{dex}$ для второй линии. Результаты, полученные в этом варианте, приняты как окончательные (табл. 1).

Линия $N\ I\ 10108.89\ \text{\AA}$ перекрывается с линией CN (рис. 5). Исключение линии CN из расчетов приводит к увеличению содержания азота на $0.07\ \text{dex}$. Это максимально возможная неопределенность в содержании азота, полученном по линии $N\ I\ 10108\ \text{\AA}$.

Итак, в рамках 1D не-ЛТР подхода солнечное содержание по пяти линиям $N\ I$ составляет $\lg \epsilon_N(1D\ \text{NLTE}) = 7.92 \pm 0.03$. Здесь и далее указывается среднеквадратичная ошибка $\sigma = \sqrt{\sum(x - \bar{x})^2 / (N_l - 1)}$, где N_l — число линий. Мы полагаем, что в расчетах Амарси и др. (2020) 3D-поправки для индивидуальных линий (3D non-LTE — 1D non-LTE) не зависят от подхода, основанного на использовании EW , и величин EW , и использовали их для получения NLTE+3D содержания (табл. 1) путем простого сложения нашего не-ЛТР содержания и 3D поправки из Амарси и др. (2020, табл. 3). Среднее значение — $\lg \epsilon_N(\text{NLTE}+3D) = 7.88 \pm 0.03$.

Таким образом, наши определения по атомарным и молекулярным линиям согласуются

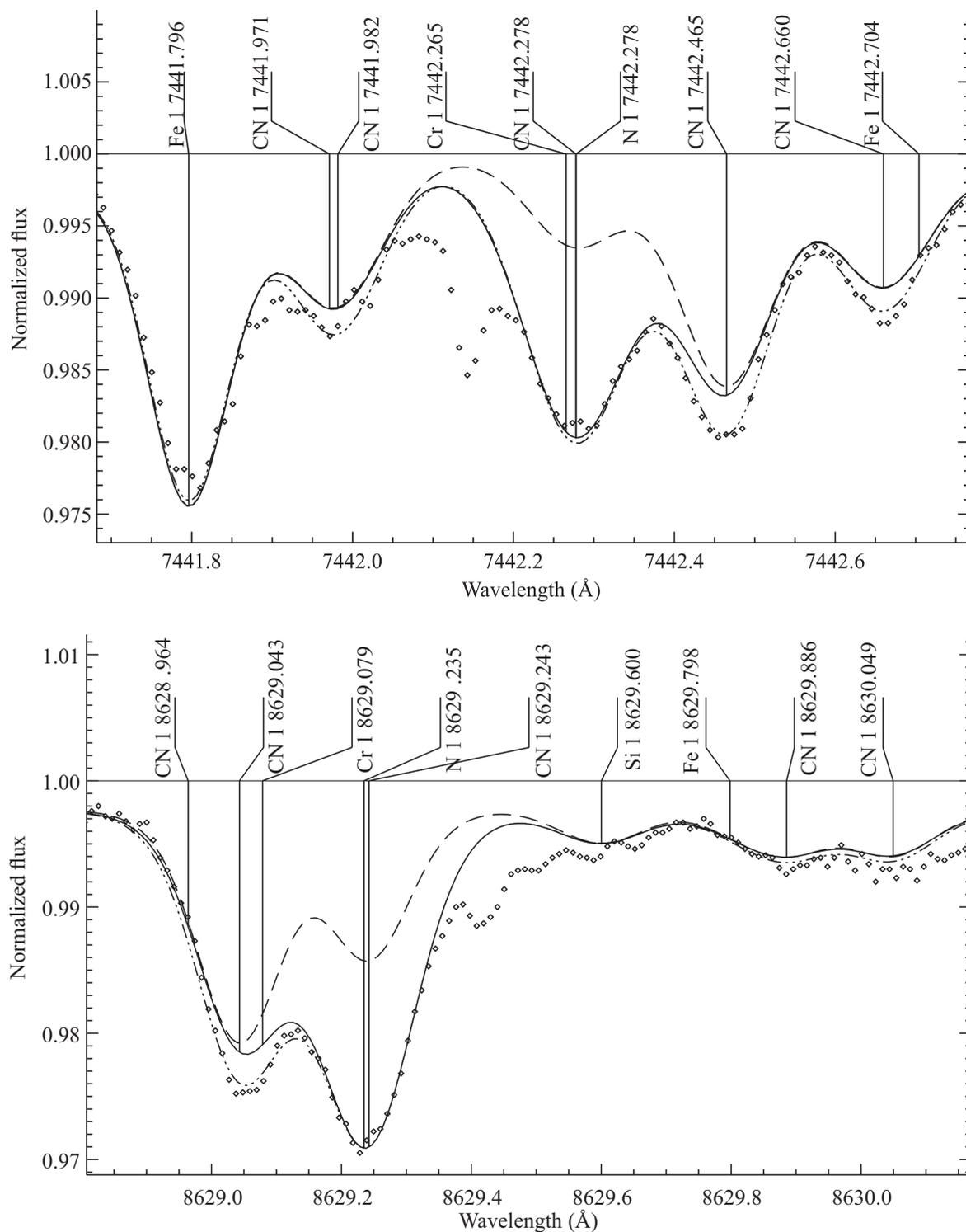


Рис. 4. Наилучшая аппроксимация (штриховая кривая с тремя точками) участков солнечного спектра (Куруц и др., 1984, ромбы) с линиями N I 7442.28 Å и N I 8629.23 Å, полученная с $\lg \epsilon_N$, указанным в табл. 1, и $\lg \epsilon_C = 8.53$. На каждой панели: сплошная кривая — наилучшая аппроксимация с использованием $\lg \epsilon_C = 8.43$; штриховая кривая — синтетический спектр без вклада линии N I.

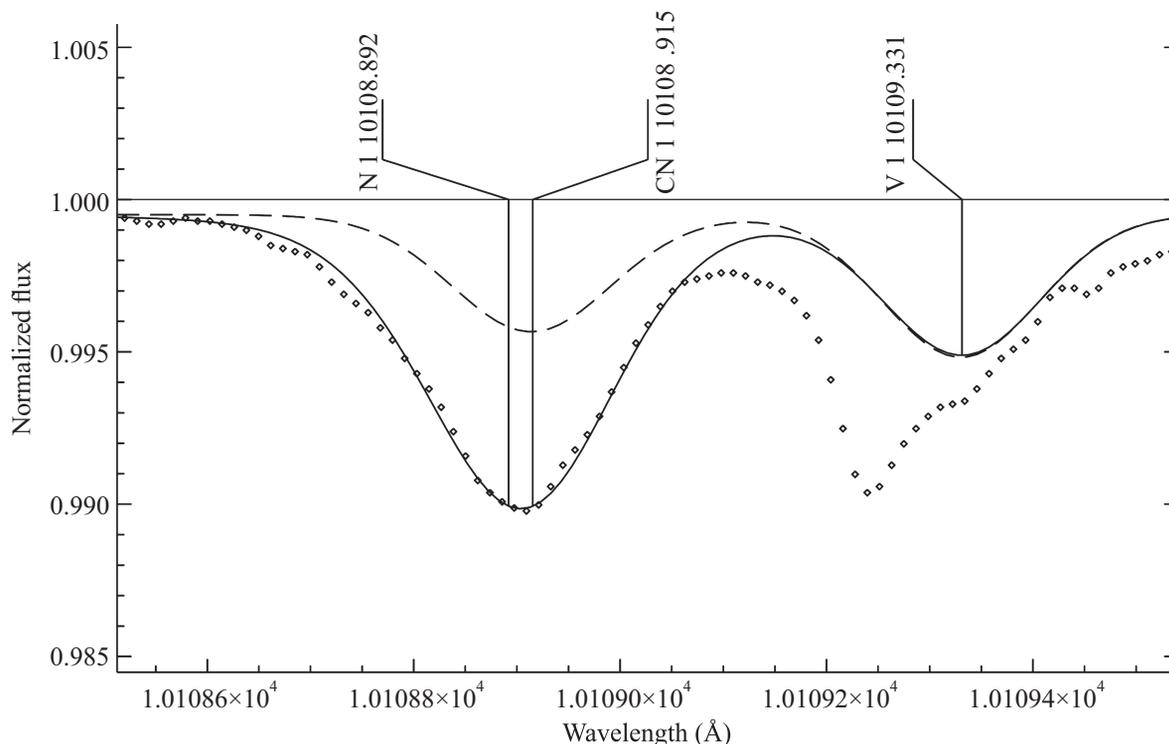


Рис. 5. Наилучшая аппроксимация линии N I 10108.89 Å (сплошная кривая) в солнечном спектре (Куруз и др. 1984, ромбы). Штриховая кривая — синтетический спектр без вклада линии N I.

Таблица 3. ЛТР и не-ЛТР содержание, полученное по индивидуальным линиям N I у звезды 21 Peg.

λ [Å]	E_{exc} [эВ]	$\lg gf$	Переход	$\lg \epsilon$		Δ_{NLTE} [dex]
				ЛТР	не-ЛТР	
6482.70	11.76	-0.510	$3p^4D_{7/2}^{\circ} - 4d^4F_{9/2}$	7.87	7.79	-0.08
6644.96	11.76	-0.858	$3p^4D_{7/2}^{\circ} - 5s^4P_{5/2}$	7.99	7.90	-0.09
6722.61	11.84	-0.714	$3p^4P_{5/2}^{\circ} - 4d^4D_{7/2}$	7.95	7.86	-0.09
7442.30	10.33	-0.401	$3s^4P_{3/2} - 3p^4S_{3/2}^{\circ}$	8.13	7.86	-0.27
7468.31	10.34	-0.183	$3s^4P_{5/2} - 3p^4S_{3/2}^{\circ}$	8.11	7.81	-0.30
8184.86	10.33	-0.305	$3s^4P_{3/2} - 3p^4P_{5/2}^{\circ}$	8.23	7.91	-0.32
8188.01	10.33	-0.298	$3s^4P_{1/2} - 3p^4P_{3/2}^{\circ}$	8.23	7.90	-0.33
8567.74	10.67	-0.670	$3s^2P_{1/2} - 3p^2P_{3/2}^{\circ}$	8.16	8.05	-0.11
8629.24	10.69	0.077	$3s^2P_{3/2} - 3p^2P_{3/2}^{\circ}$	8.05	7.90	-0.15
8683.40	10.33	0.105	$3s^4P_{3/2} - 3p^4D_{5/2}^{\circ}$	8.38	7.90	-0.48
8686.15	10.33	-0.284	$3s^4P_{1/2} - 3p^4D_{3/2}^{\circ}$	8.21	7.90	-0.31
8703.25	10.33	-0.310	$3s^4P_{1/2} - 3p^4D_{1/2}^{\circ}$	8.14	7.87	-0.27
8711.70	10.33	-0.233	$3s^4P_{3/2} - 3p^4D_{3/2}^{\circ}$	8.17	7.89	-0.28
8718.84	10.34	-0.349	$3s^4P_{5/2} - 3p^4D_{5/2}^{\circ}$	8.11	7.85	-0.26
8728.90	10.33	-1.067	$3s^4P_{3/2} - 3p^4D_{1/2}^{\circ}$	8.05	7.85	-0.20

в пределах 0.03 dex, и оба значения согласуются в пределах ошибки с солнечным содержанием азота $\lg \epsilon_{\odot, N} = 7.85 \pm 0.12$, рекомендованным Лоддерс (2021).

3.2. Сравнение с литературой

Наше содержание по атомарным линиям согласуется в пределах 0.02 dex с $\lg \epsilon_N(3D+NLTE) = 7.86 \pm 0.12$, полученным Каффо и др. (2009). Они определяли содержание азота по линиям N I в 3D расчетах при предположении ЛТР и к полученным значениям прибавляли не-ЛТР поправки, рассчитанные с 1D моделью атмосферы. В не-ЛТР расчетах столкновения с H I учитывались в приближении Дравин (1969) с масштабирующим коэффициентом S_H . Не-ЛТР эффекты для линий N I в солнечной атмосфере малы, и для общих линий наши Δ_{NLTE} согласуются в пределах 0.01 dex с величинами Каффо и др. (2009, табл. 4), если $S_H = 1/3$. Каффо и др. (2009) использовали немного другие gf -величины по сравнению с данными Тачиев и Фризе Фишер (2002). Пересчет на новые gf изменяет среднее содержание менее, чем на 0.01 dex.

Выше уже отмечалась разница с результатами Амарси и др. (2020), полученными в расчетах 1D не-ЛТР с той же моделью атмосферы, что используется в данной работе. В самосогласованных 3D не-ЛТР расчетах Амарси и др. (2020) определили $\lg \epsilon_N(3D NLTE) = 7.77$ по линиям N I. Для каждой из пяти линий они получили менее отрицательную не-ЛТР поправку ($\Delta_{NLTE} \simeq -0.01$ dex) по сравнению с нашей, а следовательно, более низкое содержание в их работе обусловлено, в основном, использованием эквивалентных ширин и физически некорректной процедурой вычитания рассчитанных EW линий CN из наблюдаемых эквивалентных ширин бленд N I + CN.

По молекулярным линиям NH и CN те же авторы определили $\lg \epsilon_N(3D) = 7.89$ (Амарси и др., 2021), с которыми прекрасно согласуются наши результаты как по атомарным, так и по молекулярным линиям.

Маг и др. (2022) используют две линии — N I 8629 и 8683 Å с $\lg gf = 0.006$ и 0.162 из собственных вычислений. Для модели атмосферы MARCS в предположении ЛТР они получили $\lg \epsilon_N = 7.88 \pm 0.12$. К сожалению, содержание по индивидуальным линиям приводится только для ⟨3D⟩ модели (их табл. А.1), полученной из 3D модели путем пространственного и временного усреднения. Если к этим данным применить силы осцилляторов Тачиев и Фризе Фишер (2002), то по обеим линиям получается одинаковое содержание, а среднее содержание уменьшается на 0.01 dex по сравнению с величиной $\lg \epsilon_N = 7.98 \pm 0.08$, опубликованной Маг и др. (2022) для модели ⟨3D⟩. Отметим, что, в отличие от Маг и др. (2022), Амарси и др. (2020) в своей табл. 3 дают заметно меньшую разницу между моделями ⟨3D⟩ и MARCS для тех же двух линий N I —

0.014 и 0.018 dex (вариант ЛТР).

4. СОДЕРЖАНИЕ АЗОТА У А-ЗВЕЗД И ПРОЦИОНА

4.1. Выборка звезд, наблюдения и параметры атмосфер

Поскольку разработанная модель атома пока не включает возбужденные уровни N II, то в данной работе мы ограничиваемся анализом линий N I у звезд с $T_{\text{eff}} < 11\,000$ К. Звезды выбраны из наших предыдущих работ — Машонкина и др. (2020); Романовская и др. (2023) и Рябчикова и др. (2016). Мы используем те же параметры атмосфер, которые для каждой звезды были определены, как правило, несколькими методами, и те же наблюдаемые спектры, полученные в широком спектральном диапазоне с $R \geq 60\,000$ на телескопах CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope) и VLT2 (Very Large Telescope). Больше подробностей о наблюдаемых спектрах и об определении параметров атмосфер можно найти в процитированных статьях.

Исследуемые звезды и параметры их атмосфер — T_{eff} , $\lg g$, содержание железа $[\text{Fe}/\text{H}]^3$ и ξ_t перечислены в табл. 2. Все звезды выборки находятся на главной последовательности, и их атмосферы не могут быть загрязнены продуктами нуклеосинтеза, идущего в ядре. По нашим предыдущим определениям (Машонкина и др., 2020; Романовская и др., 2023) у пяти звезд не-ЛТР содержание He, C, O, Na, Mg, Si, Ca, Ti и Fe согласуется с солнечным в пределах 0.1 dex. Далее будем называть их нормальными (superficially normal в англоязычной литературе) А звездами. Звезда HD 61421 (Процион) является эталонной звездой с солнечным химическим составом, что еще раз подтверждено Адибекян и др. (2020). HD 48915 (Сириус), HD 72660, HD 114330 (θ Vir) и HD 214994 (o Peg) относятся к подклассу звезд с усиленными линиями металлов — Am звездам. На химический состав атмосфер Am звезд влияют процессы атомной диффузии. HD 172167 (Вега) принадлежит к звездам типа λ Boo, у которых наблюдается дефицит Mg, Al, Si, S, Mn, Fe, Ni, но близкое к солнечному содержание летучих элементов C, N, O.

4.2. Определение содержания азота

Вследствие более высоких температур А-звезд, в их спектрах можно измерить больше линий N I, чем у Солнца. Исследуемые линии и их атомные параметры перечислены в табл. 3. Восемь из них, с $\lambda_0 \geq 8567$ Å, расположены в крыльях водородных линий Пашеновской серии. Для шести звезд из работы Машонкина и др. (2020), а также для Проциона ЛТР и не-ЛТР содержание по индивидуальным линиям определялось методом синтетического спектра с использованием программ synthV_NLTE и BinMag, как и при анализе солнечного спектра. Пример описания линий

³Для любых двух элементов X и Y: $[X/Y] = \lg(N_X/N_Y)_{\text{star}} - \lg(N_X/N_Y)_{\text{Sun}}$.

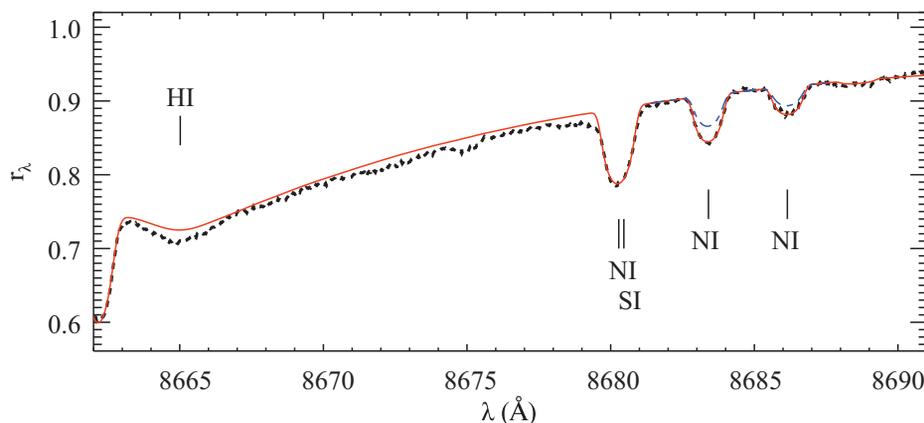


Рис. 6. Спектр Веги (пунктирная кривая) и наилучшая аппроксимация линий N I 8683 и 8686 Å (сплошная кривая) при $\lg \varepsilon_N(\text{не-ЛТР}) = 7.83$ и 7.76 соответственно. Для сравнения штрихпунктирная кривая показывает теоретический спектр из ЛТР расчетов с тем же содержанием азота.

N I 8683 и 8686 Å в спектре Веги показан на рис. 6. Для остальных четырех звезд ЛТР содержание по индивидуальным линиям взято из работы Романовская и др. (2023), и не-ЛТР содержание вычислено путем прибавления не-ЛТР поправки, рассчитанной в этой работе для заданных параметров атмосферы.

Полученное ЛТР и не-ЛТР содержание по индивидуальным линиям представлено в табл. 3 для 21 Peg и в Приложении (табл. П.1) для остальных звезд. Среднее содержание для всех звезд представлено в табл. 2 и на рис. 7. Величины $[N/H]$ рассчитаны с использованием солнечного содержания $\lg \varepsilon_{\odot, N} = 7.85$, рекомендованного Лоддерс (2021).

Учет не-ЛТР ведет к уменьшению ошибки определения содержания азота, для некоторых звезд — к значительному. Например, для HD 73666 $\sigma = 0.12$ dex в случае ЛТР, но $\sigma = 0.03$ dex в не-ЛТР расчетах.

Наши результаты показывают, что нормальные A-звезды имеют солнечное содержание азота. Применение не-ЛТР подхода устраняет избытки относительно солнечного содержания, получившиеся в рамках ЛТР. Избыток $[N/H](\text{не-ЛТР}) = 0.30$ для звезды HD 73666 можно объяснить тем, что она является членом рассеянного скопления Ясли с металличностью выше солнечной — $[Fe/H] = 0.16$ (Нетопил и др., 2022). Машонкина и др. (2020) определили $[Fe/H] = 0.24$ для HD 73666. Таким образом, каждая из нормальных A-звезд сохраняет в атмосфере содержание азота, доставшееся ей при рождении.

Для Веги получено солнечное содержание азота, как ранее было найдено для C и O (Машонкина и др., 2020). Эти результаты подтверждают современные представления о природе звезд типа λ Boo (Венн, Ламберт, 1990), которые аккрецируют околозвездный газ с низким содержанием элементов Mg, Al, Si, S, Mn, Fe, Ni, вовлеченных в формирование пыли, но близким к солнечному содержанию C, N, O.

Четыре Am звезды демонстрируют разброс в содержании азота — от дефицита с $[N/H] = -0.44$ до избытка $[N/H] = 0.39$. По нашим предыдущим определениям для большого набора элементов (Машонкина и др., 2020; Романовская и др., 2023; Машонкина, 2024), подобный и даже более значительный разброс наблюдается у этих звезд только для Ca ($[Ca/H]$ от -0.22 до 0.41) и Sc ($[Sc/H]$ от -0.80 до 0.49).

4.3. Неопределенности в не-ЛТР содержании

Ошибки наблюдений, обусловленные неопределенностями в проведении уровня непрерывного спектра и выборе спектрального диапазона при фитировании линий, входят в среднеквадратичную ошибку σ , наряду с ошибками gf исследуемых линий. У нас есть возможность оценить ошибку наблюдений, сравнивая результаты, полученные для одной и той же звезды по одним и тем же спектральным линиям в двух наблюдаемых спектрах. Для Веги мы использовали спектр, полученный А. Корном (A. Korn) со спектрографом FOCES (Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph) на 2.2-м телескопе обсерватории Калар-Альто (Испания); $R \simeq 40\,000$. Другой спектр был снят Такеда и др. (2007) со спектрографом HIDES (High-Dispersion Echelle Spectrograph) на 1.88-м телескопе обсерватории Окаяма⁴ (Окаяма, Япония); $R \simeq 100\,000$. Во втором спектре в диапазоне 7620–8809 Å удалось измерить пять линий N I. Все они расположены в крыльях водородных линий Пашеновской серии. Разница в содержании при использовании спектров FOCES и HIDES составила -0.02 ± 0.05 . Таким образом, даже при столь сильном влиянии линий других элементов на линии N I метод синтетического спектра позволяет получить надежное содержание азота.

На примере звезды 21 Peg и двух линий N I 7442 и 8683 Å мы оценили неопределенности в получен-

⁴<http://pasj.asj.or.jp/v59/n1/590122/590122-frame.html>

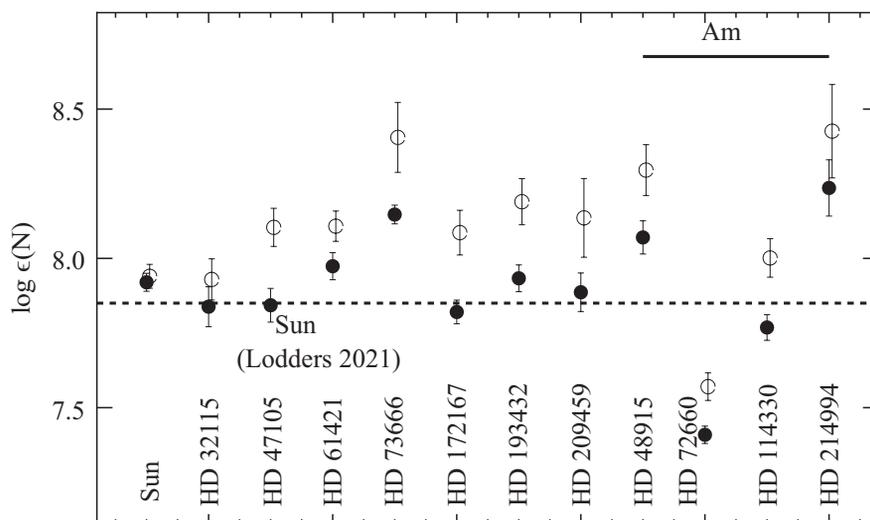


Рис. 7. Не-ЛТР (заполненные кружки) и ЛТР (пустые кружки) содержание азота $\lg \epsilon_{\text{N}}$ в исследуемых звездах. Пунктирная линия соответствует солнечному содержанию, рекомендованному Лоддерс (2021).

Таблица 4. Факторы, влияющие на не-ЛТР содержание по линиям N I у звезды 21 Peg

		$\Delta \lg \epsilon_{\text{NLTE}}$ (dex)	
		7442 Å	8683 Å
ЛТР	$-\Delta_{\text{NLTE}}$	0.27	0.48
Сечения фотоионизации в водородоподобном приближении	σ_{RBF}	-0.02	-0.03
Ударное возбуждение по приближенным формулам для всех переходов	σ_{CBV}	+0.05	+0.09
$T_{\text{eff}} - 200$ К	$\sigma(T_{\text{eff}})$	-0.03	-0.02
$\lg g + 0.1$	$\sigma(\lg g)$	0.01	0.02
$\xi_t + 0.4$ км/с	$\sigma(\xi_t)$	0.00	-0.01

Примечание. 0.00 означает менее 0.01 dex.

ном не-ЛТР содержания, обусловленные неопределенностями в методике не-ЛТР расчетов и в параметрах атмосферы. Тестовые расчеты были проведены с водородоподобными сечениями фотоионизации вместо квантово-механических изOpacity Project и с приближенной формулой ван Регемортер (1962) и $\Omega = 1$ для вычисления скорости возбуждения электронным ударом во всех переходах, а не только в тех, которые отсутствуют в расчетах Ван и др. (2014). Для 21 Peg Фоссати и др. (2009) оценили неопределенности T_{eff} , $\lg g$ и ξ_t как 200 К, 0.1 dex и 0.4 км/с. Для каждого из вариантов тестовых расчетов в табл. 4 приведены изменения в не-ЛТР содержании по сравнению с данными табл. 3.

Результаты не-ЛТР расчетов наиболее чувствительны к изменению столкновительных скоростей,

так как мы имеем дело с линиями, образующимися между высоковозбужденными уровнями с разделением по энергии, сопоставимым со средней кинетической энергией электронов. Использование приближенных формул ведет к менее отрицательным не-ЛТР поправкам в линиях N I, но они все равно остаются большими по абсолютной величине.

4.4. Сравнение с литературой

Из всех исследуемых нами звезд больше всего определений не-ЛТР содержания азота в литературе есть для Веги. Причем во всех работах используются очень близкие значения T_{eff} от 9500 до 9550 К и $\lg g$ от 3.9 до 4.0, поэтому разница в результатах не может объясняться различием атмосферных параметров. Используя эквивалентные ширины линий N I, в том числе, расположенных в крыльях водородных

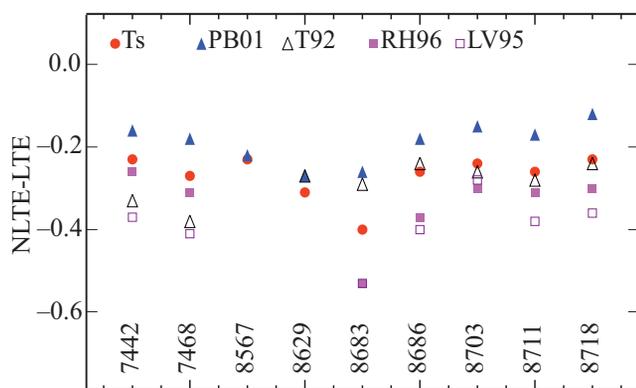


Рис. 8. He-ЛТР поправки для индивидуальных линий N I, рассчитанные разными авторами с моделью атмосферы Веги. Длины волн линий в ангстремах указаны в нижней части панели. Разные символы этой работе (Ts, заполненные кружки), Пшибилла и Батлер (2001, PB01, заполненные треугольники), Такеда (1992, T92, пустые треугольники), Ренч-Хольм (1996, RH96, заполненные квадраты) и Лемке и Вен (1996, LV96, пустые квадраты).

линий, Такеда (1992) и Ренч-Хольм (1996) получили $\lg \epsilon_N \sim 7.5$ (модель атмосферы с солнечной металличностью) и $\lg \epsilon_N = 7.76$ (7.67 после пересчета с современными gf). Лемке и Вен (1996) и Пшибилла и Батлер (2001) применили метод синтетического спектра и определили $\lg \epsilon_N \sim 7.6$ и $\lg \epsilon_N = 7.67$. В обеих работах использовались gf -величины, близкие к современным, так что после пересчета среднее содержание изменилось менее, чем на 0.01 dex. На рис. 8 мы сравниваем не-ЛТР поправки для индивидуальных линий N I из разных работ. Такеда (1992) и Лемке и Вен (1996) отмечают чувствительность их результатов к расчету непрозрачности в области, включающей водородную линию Ly_α . В нашей программе непрозрачность рассчитывается с учетом квазимолекулярных компонентов Ly_α , возникающих вследствие столкновений $\text{H} + \text{H}$ и $\text{H} + \text{H}^+$, согласно Аллард и др. (1998). Этим можно объяснить менее отрицательные не-ЛТР поправки в нашей работе по сравнению с Такеда (1992), Лемке и Вен (1996) и Ренч-Хольм (1996) и более высокое содержание.

Расхождения с результатами Пшибилла и Батлер (2001) связаны не только с различием не-ЛТР методов. Пшибилла и Батлер (2001) рассчитали систематически менее отрицательные не-ЛТР поправки, чем наши (в среднем, на 0.1 dex), но получили меньшее содержание азота, чем наше, на 0.15 dex. Это означает, что ЛТР содержание в их работе существенно ниже, чем наше. Это тем более удивительно, что мы используем один и тот же FOCES спектр, одинаковые параметры атмосферы и близкие gf -величины.

Для Проциона и шести общих с нашей выборкой A-звезд не-ЛТР содержание определяли Такеда и др. (2018), используя линию N I 7468 Å. Для Проциона ре-

зультаты Такеда и др. (2018) и наши согласуются в пределах ошибки определения. Для пяти A-звезд, у которых T_{eff} и $\lg g$ согласуются с нашими значениями в пределах 150 K и 0.1 dex, Такеда и др. (2018) получили систематически более низкое содержание по сравнению с нашим, на 0.08–0.12 dex. Это можно объяснить тем, что Такеда и др. (2018) использовали не-ЛТР метод, разработанный Такеда (1992), который переоценивает не-ЛТР эффекты, как видно на рис. 8. Для звезды o Peg Такеда и др. (2018) получили содержание азота на 0.26 dex меньше, чем у нас, и это можно объяснить более низким $\lg g$ в их работе.

У нас восемь общих звезд с работой Романовская и др. (2023), где не-ЛТР содержание азота определено с использованием не-ЛТР методики, разработанной Любимков и др. (2011). По сравнению с нашими результатами, Романовская и др. (2023) рассчитали более сильные не-ЛТР эффекты в линиях N I для звезд с $T_{\text{eff}} > 9000$ K. Разница между двумя работами зависит, преимущественно, от T_{eff} звезды. Например, в модели 9190/3.6 Романовская и др. (2023) получили более отрицательные не-ЛТР поправки к содержанию, чем наши, на 0.05 dex и 0.16 dex для линий N I 7442 и 8683 Å, соответственно. А в модели 10200/3.9 соответствующие величины — 0.20 dex и 0.28 dex. Романовская и др. (2023) получили более низкое среднее не-ЛТР содержание по сравнению с нашими результатами, на 0.09–0.36 dex для разных звезд, и дефицит азота с $[\text{N}/\text{H}]$ от -0.11 до -0.32 для нормальных A-звезд, у которых содержание элементов от He до Fe близко к солнечному. Трудно представить механизм, который приводит к аномальному содержанию азота в атмосфере звезды, не затрагивая распространенность остальных элементов. Аргументом в пользу наших результатов является то, что для этих же звезд не-ЛТР содержание азота получилось солнечным.

5. ВЫВОДЫ

Построена новая модель атома N I, в которую включены уровни энергии из лабораторных измерений, как представлено в NIST, а также уровни, предсказанные Р. Куруцем в расчетах атомной структуры N I. Радиативные и столкновительные скорости b-b и b-f переходов рассчитываются с использованием наиболее точных современных атомных данных о сечениях фотоионизации, сечениях возбуждения электронным ударом, скоростях неупругих процессов при столкновениях с атомами водорода.

Проведены не-ЛТР расчеты для N I с классической моделью солнечной атмосферы MARCS. Учет не-ЛТР ведет к усилению линий N I и отрицательным не-ЛТР поправкам к содержанию, но эффекты невелики — Δ_{NLTE} не превышает 0.05 dex по абсолютной величине. Методом синтетического спектра, по пяти линиям N I определено не-ЛТР содержание $\lg \epsilon_N(1D \text{NLTE}) = 7.92 \pm 0.03$. Применив 3D-поправки

для индивидуальных линий из расчетов Амарси и др. (2020), мы получили $\lg \epsilon_N(\text{NLTE}+3\text{D}) = 7.88 \pm 0.03$. Эта величина согласуется с $\lg \epsilon_N(3\text{D}) = 7.89$, полученным Амарси и др. (2021) по молекулярным линиям NH и CN, и с $\lg \epsilon_N = 7.91$, полученным Рябчиковой и др. (2022) по линиям CN и исправленным за 3D эффекты в соответствии с Амарси и др. (2021). Наши результаты согласуются в пределах ошибки определения с солнечным содержанием $\lg \epsilon_{\odot, N} = 7.85 \pm 0.12$, рекомендованным Лоддерс (2021).

Не-ЛТР расчеты для N I проведены для 11 непроэволюционировавших звезд спектральных классов F-A, у которых ранее были надежно определены параметры атмосфер. Показано, что отрицательные не-ЛТР поправки растут по абсолютной величине с ростом T_{eff} , так что $\Delta_{\text{NLTE}} = -0.48$ dex для линии N I 8683 Å в модели 10400/3.55. По наблюдаемым спектрам высокого качества определено не-ЛТР содержание азота. Для нормальных A-звезд не-ЛТР устраняет избытки относительно солнечного содержания азота, получаемые в ЛТР анализе. Как и для элементов от He до Fe, не-ЛТР содержание азота у этих звезд отличается от солнечного не более, чем на 0.1 dex. Солнечное содержание азота получено и для Веги — звезды типа λ Boo. Таким образом, мы расширили список элементов в детальном анализе химического состава A-звезд — проекта, результаты которого были представлены в статьях Машонкиной и др. (2020), Ситновой и др. (2022), Романовской и др. (2023), Машонкиной (2024). Четыре Am звезды демонстрируют разброс в содержании азота — от дефицита с $[\text{N}/\text{H}] = -0.44$ до избытка с $[\text{N}/\text{H}] = 0.39$.

Если не учитывать HD 73666, которая родилась в скоплении с повышенной металличностью, но добавить к остальным нормальным A-звездам Вегу, для которой не ожидается отклонение в содержании азота от содержания в веществе, из которого звезда сформировалась, то среднее для пяти звезд составит $\lg \epsilon_N = 7.86 \pm 0.04$. Ниева и Пшибилла (2012) предложили считать стандартом космического содержания азота $\lg \epsilon_N = 7.79 \pm 0.04$, полученное ими по линиям N II у выборки звезд раннего класса V. Для сравнения они приводят содержание, полученное из анализа межзвездных УФ линий N I — $\lg \epsilon_N = 7.79 \pm 0.03$ (Мейер и др., 1997). Разница между определениями для Солнца, A-V звезд и межзвездного газа составляет 0.09 dex или $\sim 2\sigma$, и можно говорить о надежности современных методов изучения химического состава галактического вещества.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа, представленная в разделе 2 и п. 3.2, выполнена в рамках проекта РФФ 23-12-00134. В работе использованы базы данных NIST, VALD и ADS⁵.

⁵http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Адиебян и др. (V. Adibekyan, S.G. Sousa, N.C. Santos, P. Figueira, C. Allende Prieto, E. Delgado Mena, J.I. González Hernández, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, T.L. Campante, M. Tsantaki, A.A. Hakobyan, M. Oshagh, J.P. Faria, M. Bergemann, G. Israelian, and T. Boulet), *Astron. Astrophys.* **642**, A182 (2020).
2. Алексеева и Машонкина (S.A. Alexeeva and L.I. Mashonkina), *MNRAS* **453**, 1619 (2015).
3. Аллард и др. (N.F. Allard, I. Drira, M. Gerbaldi, J. Kielkopf, and A. Spielfiedel), *Astron. Astrophys.* **335**, 1124 (1998).
4. Амарси и Барклем (A.M. Amarsi and P.S. Barklem), *Astron. Astrophys.* **625**, A78 (2019).
5. Амарси и др. (A.M. Amarsi, N. Grevesse, J. Grumer, M. Asplund, P.S. Barklem, and R. Collet), *Astron. Astrophys.* **636**, A120 (2020).
6. Амарси и др. (A.M. Amarsi, N. Grevesse, M. Asplund, and R. Collet), *Astron. Astrophys.* **656**, A113 (2021).
7. Андерс и Гревесс (E. Anders and N. Grevesse), *Geochimica et Cosmochimica Acta* **53**, 197 (1989).
8. Асплунд и др. (M. Asplund, A.M. Amarsi, and N. Grevesse), *Astron. Astrophys.* **653**, A141 (2021).
9. Батлер (K. Butler), Ph.D. Thesis, University of London (1984).
10. Бьемонт и др. (E. Biémont, C. Froese Fischer, M. Godefroid, N. Vaecck, and A. Hibbert), 3rd International Colloquium of the Royal Netherlands Academy of Arts and Sciences, 59 (1990).
11. Брук и др. (J.S.A. Brooke, R.S. Ram, C.M. Western, G. Li, D.W. Schwenke, and P.F. Bernath), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **210**, 23 (2014).
12. Ван и др. (Y. Wang, O. Zatsarinny, and K. Bartschat), *Phys. Rev.* **A89**, 062714 (2014).
13. Венн, Ламберт (K.A. Venn and D.L. Lambert), *Astrophys. J.* **363**, 234 (1990).
14. Гиддингс (J. Giddings), Ph.D. Thesis, University of London (1981).
15. Грей (D.F. Gray), *Astrophys. J.* **218**, 530 (1977).
16. Густафссон и др. (B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U.G. Jorgensen, A. Nordlund, and B. Plez), *Astron. Astrophys.* **486**, 951 (2008).
17. Дельбуйль и др. (L. Delbouille, G. Roland, and L. Neven), *Atlas photometrique du spectre solaire de 3000 a 10000* (Liege: Universite de Liege, Institut d'Astrophysique) (1973).
18. Дравин (H.W. Drawin), *Z. Physik* **225**, 483 (1969).
19. Каффо и др. (E. Caffau, E. Maiorca, P. Bonifacio, R. Faraggiana, M. Steffen, H.-G. Ludwig, I. Kamp, and M. Busso), *Astron. Astrophys.* **498**, 877 (2009).
20. Кочухов (O. Kochukhov), *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1805.015 (2018).
21. Крамида и др. (A. Kramida, Y. Ralchenko, J. Reader, NIST ASD Team), *NIST Atomic Spectra Database* (version 5.7.1). Gaithersburg MD, USA (2019).
22. Кунто и др. (W. Cunto, C. Mendoza, F. Ochsenbein, and C.J. Zeippen), *Astron. Astrophys.* **275**, L5 (1993).

23. Куруц (R. Kurucz), ATLAS-9 model atmospheres. CD-ROM, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics (1993).
24. Куруц (R. Kurucz), Kurucz on-line database of observed and predicted atomic transitions, <http://kurucz.harvard.edu/atoms/0700/>, (2014).
25. Куруц и др. (R.L. Kurucz, I. Furenlid, J. Brault, and L. Testerman), Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm Nat. Solar Obs., Sunspot, New Mexico (1984).
26. Лемке и Вен (M. Lemke and K.A. Venn), *Astron. Astrophys.* **309**, 558 (1996).
27. Лоддерс (K. Lodders), *Space Sci. Rev.* **217**, id.44 (2021).
28. Любимков и др. (L.S. Lyubimkov, D.L. Lambert, S.A. Korotin, D.B. Poklad, T.M. Rachkovskaya, and S.I. Rostopchin), *MNRAS* **410**, 1774 (2011).
29. Маг и др. (E. Magg, M. Bergemann, A. Serenelli, M. Bautista, B. Plez, U. Heiter, J.M. Gerber, H.G. Ludwig, S. Basu, J.W. Ferguson, H. Carvajal Gallego, S. Gamrath, P. Palmeri, and P. Quinet), *Astron. Astrophys.* **661**, A140 (2022).
30. Машонкина и др. (L. Mashonkina, T. Ryabchikova, S. Alexeeva, T. Sitnova, and O. Zatsarinny), *MNRAS* **499**, 3706 (2020).
31. Машонкина (L. Mashonkina), *MNRAS* **527**, 8234 (2024).
32. Мейер и др. (D.M. Meyer, J.A. Cardelli, and U.J. Sofia), *Astrophys. J.* **490**, L103 (1997).
33. Некел и Лабс (H. Neckel and D. Labs), *Sol. Phys.* **90**, 205 (1984).
34. Нетопил и др. (M. Netopil, I.A. Oralhan, H. Çakmak, R. Michel, and Y. Karataş), *MNRAS* **509**, 421 (2022).
35. Ниева и Пшибилла (M.-F. Nieva and N. Przybilla), *Astron. Astrophys.* **539**, A143 (2012).
36. Пахомов Ю. В., Рябчикова Т. А., Пискунов Н. Е., *Письма в Астрон. Журн.* **63**, 1010 (2019).
37. Пшибилла и Батлер (N. Przybilla, K. Butler), *Astron. Astrophys.* **379**, 955 (2001).
38. Пшибилла и др. (N. Przybilla, M.-F. Nieva, and K. Butler), *Journal of Physics Conference Series*, **328**, 012015 (2011).
39. ван Регемортре (H. van Regemorter), *Astrophys. J.*, **136**, 906 (1962).
40. Ренч-Хольм (I. Rentsch-Holm), *Astron. Astrophys.* **305**, 275 (1996).
41. Романовская и др. (A. Romanovskaya, T. Ryabchikova, Yu. Pakhomov, S. Korotin, and T. Sitnova), *MNRAS* **525**, 3386 (2023).
42. Рябчикова и др. (T. Ryabchikova, N. Piskunov, Yu. Pakhomov, V. Tsymbal, A. Titarenko, T. Sitnova, S. Alexeeva, L. Fossati, and L. Mashonkina), *MNRAS* **456**, 1221 (2016).
43. Рябчикова и др. (T. Ryabchikova, N. Piskunov, and Y. Pakhomov), *Atoms* **10**, 103 (2022).
44. Т. М. Ситнова и Л. И. Машонкина, *Письма в Астрон. журн.* **44**, 450 (2018).
45. Ситнова и др. (Т.М. Sitnova, S.A. Yakovleva, A.K. Belyaev, and L.I. Mashonkina), *MNRAS* **515**, 1510 (2022).
46. Ситон (M.J. Seaton), in *Atomic and Molecular Processes* (New York: Academic Press, 1962).
47. Ситон (M.J. Seaton), *J. Phys. B: Atomic Molecular Phys.* **20**, 6363 (1987).
48. Такеда (Y. Takeda), *Publ. Astron. Soc. Japan* **44**, 649 (1992).
49. Такеда и др. (Y. Takeda, S. Kawanomoto, and N. Ohishi), *Publ. Astron. Soc. Japan* **59**, 245 (2007).
50. Такеда и др. (Y. Takeda, S. Kawanomoto, N. Ohishi, D. II Kang, B.-C. Lee, K.-M. Kim, and I. Han), *Publ. Astron. Soc. Japan* **70**, 91 (2018).
51. Тачиев и Фризе Фишер (G. I. Tachiev, C. Froese Fischer), *Astron. Astrophys.* **385**, 716 (2002).
52. Уоллс и др. (L. Wallace, K.H. Hinkle, W.C. Livingston, and S.P. Davis), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **195**, 6 (2011).
53. Фоссати и др. (L. Fossati, T. Ryabchikova, S. Bagnulo, E. Alecian, J. Grunhut, O. Kochukhov, and G. Wade), *Astron. Astrophys.* **503**, 945 (2009).
54. Холвергер и Мюллер (H. Holweger and E.A. Mueller), *Solar Phys.* **39**, 19 (1974).
55. Цымбал и др. (V. Tsymbal, T. Ryabchikova and T. Sitnova), in Kudryavtsev D.O., Romanyuk I.I., Yakunin I.A., Ed. *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.* **518**. *Physics of Magnetic stars*, San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 247 (2019).
56. Шуляк и др. (D. Shulyak, V. Tsymbal, T. Ryabchikova, C. Stütz, and W.W. Weiss), *Astron. Astrophys.* **428**, 993 (2004).