

Федеральное государственное бюджетное учреждение науки  
Физико-технический институт им. А.Ф. Иоффе Российской академии наук

На правах рукописи

Косенко Дарья Николаевна

# Молекулы HD в холодной диффузной фазе межзвездной среды

Специальность: 1.3.1 - Физика космоса, астрономия

Диссертация на соискание ученой степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:

к. ф.-м. н.

Балашев Сергей Александрович

Санкт-Петербург — 2024

# Содержание

Введение . . . . .	4
<b>1 Исследование холодного диффузного газа . . . . .</b>	<b>12</b>
1.1 Молекулы $\text{H}_2$ в межзвездной среде . . . . .	12
1.2 Наблюдения молекул $\text{H}_2$ и HD . . . . .	13
1.2.1 DLA системы . . . . .	13
1.2.2 Местная группа галактик . . . . .	14
1.3 Моделирование МЗС . . . . .	16
1.3.1 Уравнение баланса . . . . .	16
1.3.2 Молекулы $\text{H}_2$ . . . . .	16
1.3.3 Молекулы HD . . . . .	21
1.4 Скорость ионизации космическими лучами . . . . .	22
<b>2 HD в ранней Вселенной . . . . .</b>	<b>25</b>
2.1 Введение . . . . .	25
2.2 Данные . . . . .	27
2.3 Анализ . . . . .	27
2.4 Результаты . . . . .	37
2.5 Выводы к главе . . . . .	38
<b>3 HD в Магеллановых Облаках . . . . .</b>	<b>42</b>
3.1 Введение . . . . .	42
3.2 Данные . . . . .	44
3.2.1 Данные FUSE . . . . .	44
3.2.2 Данные HST . . . . .	45
3.3 Анализ . . . . .	45
3.4 Результаты . . . . .	47

3.5	Выводы к главе . . . . .	67
<b>4</b>	<b>Модель облака HD/H<sub>2</sub> . . . . .</b>	<b>70</b>
4.1	Введение . . . . .	70
4.2	Модель облака HD/H <sub>2</sub> . . . . .	71
4.3	Переход D I/HD . . . . .	78
4.4	Сравнение с Meudon PDR code . . . . .	79
4.5	Учет разрушения HD и H <sub>2</sub> космическими лучами . . . . .	80
4.6	Выводы к главе . . . . .	83
<b>5</b>	<b>Оценка физических условий в облаках, содержащих HD/H<sub>2</sub> . . . . .</b>	<b>89</b>
5.1	Введение . . . . .	89
5.2	Оценка физических условий . . . . .	90
5.3	Большие красные смещения . . . . .	92
5.3.1	Априорные вероятности $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ и $\chi$ при $\zeta = \text{const}$ . . . . .	92
5.3.2	Априорные вероятности $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ и $\chi$ при $\zeta \propto \chi$ . . . . .	96
5.4	Магеллановы Облака . . . . .	99
5.5	Млечный Путь . . . . .	101
5.6	Результаты . . . . .	104
5.7	Выводы к главе . . . . .	105
	<b>Заключение . . . . .</b>	<b>107</b>
	<b>Литература . . . . .</b>	<b>111</b>
	<b>Приложение А . . . . .</b>	<b>130</b>
A.1	Системы с верхними пределами на HD . . . . .	130
A.2	DLA система спектре квазара J 1311+2225 . . . . .	138
	<b>Приложение В . . . . .</b>	<b>140</b>

# Введение

## Актуальность темы диссертации

Межзвездная среда (МЗС) тесно связана с эволюцией галактик, являясь источником вещества для звездообразования. В свою очередь, МЗС сама испытывает воздействие от формирующихся звезд в виде обогащения тяжелыми металлами и пылью при истечении звездных ветров и взрывах сверхновых, ультрафиолетового (УФ) излучения от звезд, космических лучей, ударных волн и так далее.

Температуры ( $T$ ) и плотности ( $n$ ) межзвездного газа варьируются в широком диапазоне, вместе с тем значительная часть газа сосредоточена в так называемых фазах, характеризующихся определенными значениями  $T$  и  $n$ . Данная работа посвящена изучению холодной диффузной фазы МЗС, которая имеет характерную температуру  $T \sim 100$  К и плотность  $n \sim 100$  см $^{-3}$ .

Физические условия в холодной фазе МЗС способствуют образованию молекулярного водорода  $H_2$  – самой распространенной молекулы во Вселенной. Присутствие большого количества  $H_2$  в среде, в свою очередь, способствует формированию изотополога  $H_2$  – молекулы дейтерированного водорода HD – за счет ионно-молекулярной реакции



Изотопическое отношение D/H мало (например, [1]), поэтому распространенность молекул HD примерно на 5 порядков меньше, чем содержание  $H_2$ . Несмотря на это, HD является одной из самых распространенных молекул в МЗС.

Основной способ изучения молекул HD и  $H_2$  в МЗС – это спектроскопия абсорбционных линий этих молекул в среде, попадающей на луч зрения наблюдатель – яркий фоновый источник. Для исследования газа в удаленной Вселенной в качестве фоновых источников используются далекие квазары и

оптические послесвечения  $\gamma$ -всплесков. Однако вероятность найти холодный газ при слепом поиске мала, так как, во-первых, объемный фактор заполнения холодной фазы в МЗС чрезвычайно мал ( $\lesssim 1\%$ ). А во-вторых, холодная фаза МЗС находится преимущественно вблизи центра галактики, в то время как обычно на луч зрения попадает среда из ее периферии. Поэтому на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  молекулы  $\text{H}_2$  были идентифицированы лишь в  $\sim 40$  абсорбционных системах в спектрах квазаров, при этом только в 12 из них были найдены молекулы HD (см., например, [2, 3]). Тем не менее, в последние годы при помощи современных оптических инструментов с высоким разрешением были получены новые спектры квазаров, содержащие абсорбционные системы с высокой лучевой концентрацией молекул  $\text{H}_2$ . Это может указывать на присутствие молекул HD в этих системах. Таким образом, систематический поиск молекул HD на  $z \gtrsim 2$  и увеличение выборки таких систем является актуальной задачей.

В отличие от исследований далеких галактик, где практически всегда наблюдения выполнены вдоль одного луча зрения отдельной галактики, в Млечном Пути и соседних галактиках есть возможность изучать МЗС вдоль разных направлений. Для этого в качестве фоновых источников используются яркие звезды. В Млечном Пути молекулы  $\text{H}_2$  идентифицированы практически на всех лучах зрения, даже на высоких галактических широтах (см., например [4, 5]). Это позволило получить большую выборку абсорбционных систем, содержащих  $\text{H}_2$  [5] и провести систематический поиск HD в нашей Галактике [6]. Ближайшие к Млечному Пути галактики – это Большое и Малое Магелланово Облако. Несмотря на то, что в Магеллановых Облаках был выполнен систематический поиск  $\text{H}_2$  [7], молекулы HD в них полноценно не изучались и были обнаружены только в нескольких системах. Поскольку Магеллановы Облака – это карликовые галактики низкой металличности [8], это делает их интересными пробными системами при изучении галактик в ранней Вселенной. Поэтому систематический поиск молекул HD в Магеллановых Облаках представляет собой актуальную задачу.

Анализ распространенностей HD и  $\text{H}_2$  в нашей Галактике и на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  показал, что измерения относительных лучевых концентраций HD/ $2\text{H}_2$  (здесь и далее символом HD/ $\text{H}_2$  обозначается отношение и луче-

вых, и объемных концентраций  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$  и  $n_{\text{HD}}/n_{\text{H}_2}$ , соответственно, если не оговорено, какие концентрации имеются ввиду в конкретном случае) в далеких галактиках в некоторых случаях близки к первичному изотопическому отношению  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ , в то время как величины, полученные в Млечном Пути, меньше его примерно на порядок [9, 10]. При этом моделирование показало, что наблюдаемое отличие нельзя объяснить лишь разрушением дейтерия в ходе звездной эволюции, так как содержание дейтерия не может упасть более, чем на  $\sim 1/3$  от своего первичного значения [11]. Кроме того, известно, что распространенность молекул HD может сильно зависеть от физических условий в среде [10], что, (i) вероятно, объясняет наблюдаемое различие в относительных лучевых концентрациях HD/H<sub>2</sub> на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  и в нашей Галактике, (ii) позволяет оценивать физические параметры в среде. Такие оценки были выполнены лишь для нескольких абсорбционных систем, содержащих молекулы HD и H<sub>2</sub>, в Млечном Пути (например, [12]). Один из важнейших параметров, влияющих на распространенность молекул HD, – это скорость ионизации космическими лучами. Оценка этого параметра важна, так как на данный момент это один из немногих доступных способов изучения космических лучей низких энергий ( $\lesssim 100$  МэВ). При этом сложность доступных на сегодняшний день моделей (например, Meudon PDR [13]) увеличивает время расчета, что усложняет систематическую оценку параметров. Таким образом, актуальной задачей является построение упрощенной модели облака, содержащего молекулы HD и H<sub>2</sub>, позволяющей проводить систематические оценки ряда физических параметров в МЗС, в первую очередь скорости ионизации космическими лучами, по измеряемым лучевым концентрациям молекул HD и H<sub>2</sub>.

## Цели и задачи работы

Целью диссертационной работы является исследование влияния физических условий в холодной диффузной МЗС на распространенность молекул HD, поиск новых абсорбционных систем, содержащих молекулы HD в ранней Вселенной и в Магеллановых Облаках, а также оценка физических условий в найденных системах.

Поставленные задачи:

1. Проведение систематического поиска молекул HD в абсорбционных системах на красных смещениях  $z \gtrsim 2$ , в которых ранее были найдены молекулы H<sub>2</sub>.
2. Систематический поиск молекул HD в Большом и Малом Магеллановых Облаках. Независимый анализ абсорбционных линий H<sub>2</sub> и C I в абсорбционных системах в Магеллановых Облаках.
3. Построение модели облака диффузного холодного межзвездного газа, содержащего молекулы HD и H<sub>2</sub>. Расчет отношения лучевых концентраций  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$  и изучение его зависимости от физических условий в среде.
4. Разработка метода оценки физических условий в среде (в частности скорости ионизации космическими лучами) по измеренным лучевым концентрациям молекул HD и H<sub>2</sub>. Применение этого метода для оценки физических условий в абсорбционных системах.

## Научная новизна

Следующие результаты, описанные в диссертации, получены впервые:

1. Проведен систематический поиск молекул HD в абсорбционных системах на больших красных смещениях ( $z \sim 2 - 3$ ). Молекулы HD идентифицированы в пяти новых абсорбционных системах на красных смещениях  $z \gtrsim 2$ , а в 12 системах на лучевые концентрации HD получены верхние пределы.
2. Произведен систематический поиск HD в Большом и Малом Магеллановых Облаках в абсорбционных системах, в которых  $N_{\text{H}_2} > 10^{18} \text{ см}^{-2}$ . Найдено 19 новых абсорбционных систем, содержащих HD, в 70 системах получены верхние пределы на лучевые концентрации HD.
3. Построена полуаналитическая модель стационарного диффузного холодного облака, содержащего молекулы HD и H<sub>2</sub>. Рассчитаны профили

отношений лучевых и объемных концентраций HD и H<sub>2</sub> в зависимости от физических параметров. Показано, что при определенных значениях физических параметров (то есть при низкой металличности и/или высокой скорости ионизации космическими лучами) в облаке возникает область, где отношения объемных и лучевых концентраций HD/H<sub>2</sub> выше изотопического отношения D/H.

4. Разработан оригинальный метод оценки физических условий (в частности, скорости ионизации космическими лучами) в МЗС по измеренным лучевым концентрациям молекул HD и H<sub>2</sub>. Этот метод использовался для оценки скорости ионизации космическими лучами в МЗС, ассоциированной с 16 абсорбционными системами на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  (из них 7 систем – новые), с 2 системами в Большом Магеллановом Облаке и с 4 системами в Малом. Также получена оценка на среднюю скорость ионизации космическими лучами в диффузных облаках, содержащих HD, в Млечном Пути.

## **Достоверность полученных результатов**

Результаты были получены при помощи достоверных методов математической статистики при анализе спектров, а также оценке физических условий. Также были использованы математические и численные методы, достоверность которых проверялась сравнением с предыдущими работами (при возможности), а также исследованием предельных случаев.

## **Научная и практическая значимость**

Значительно увеличена выборка абсорбционных систем, содержащих HD, на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  и подтверждено, что значения  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$ , полученные в далеких галактиках, имеют значения, близкие к первичному изотопическому отношению  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ , хотя и показывают значительный разброс. Полученные лучевые концентрации могут быть использованы при построении и проверке моделей МЗС.



Выполнен поиск молекул HD в Большом и Малом Магеллановых Облаках, которые являются ближайшими к Млечному Пути низкометаллическими галактиками. Полученные результаты могут использоваться для изучения и пространственно-разрешенного моделирования ранних галактик.

Разработанная полуаналитическая модель диффузного облака, содержащего HD и H<sub>2</sub>, позволяет оценить физические условия в наблюдаемых абсорбционных системах как в галактиках на больших красных смещениях, так и в локальной Вселенной. Разработанная модель может быть расширена на другие простые молекулы (OH<sup>+</sup>, H<sub>2</sub>O<sup>+</sup> и т.д.). Полученные значения физических параметров в свою очередь могут быть использованы при детальном моделировании эволюции галактик.

## Положения, выносимые на защиту

1. В абсорбционных системах в спектрах квазаров J0858+1749, J1311+2225, J1513+0352, J2340–0053 и J2347+0051 на красных смещениях  $z \sim 2 - 3$  содержатся молекулы HD, причем в спектрах J1311+2225 и J2340–0053 молекулы HD содержатся в нескольких компонентах. Подтверждается значительный разброс отношения измеренных лучевых концентрации  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$  относительно первичного изотопического отношения  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ .
2. В 24 системах, ассоциированных с компонентами H<sub>2</sub> в Магеллановых Облаках, содержатся молекулы HD, из них в 19 лучевые концентрации HD измерены впервые.
3. При определенной комбинации физических параметров (металличности, объемной концентрации, скорости ионизации космическими лучами и интенсивности УФ фона) скорость формирования HD увеличивается, и тогда возможна ситуация, когда переход DI/HD происходит на меньшей глубине облака, чем HI/H<sub>2</sub>. Это приводит к появлению области, в которой  $\text{HD}/2\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$ .
4. Разработанный оригинальный метод, основанный на полуаналитической модели диффузного холодного облака, содержащего молекулы HD

и  $\text{H}_2$ , позволяет оценивать физические параметры, в частности скорость ионизации космическими лучами, по измеренным лучевым концентрациям молекул HD и  $\text{H}_2$ .

5. Скорость ионизации космическими лучами для всех новых и для девяти уже известных абсорбционных систем, содержащих HD, на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  находится в диапазоне от  $\sim 10^{-18}$  до  $\sim 10^{-15} \text{ с}^{-1}$ . Скорость ионизации космическими лучами в системе в спектре звезды Sk-69 246 в Большом Магеллановом Облаке равна  $-16.7_{-0.2}^{+0.3} \text{ с}^{-1}$ . Оценка на среднюю скорость ионизации космическими лучами для Млечного Пути составляет  $\zeta \sim (1.3_{-0.5}^{+1.3}) \times 10^{-17} \text{ с}^{-1}$ .

## Апробация работы

Результаты, представленные в работе, были доложены на астрофизических семинарах ФТИ им. А.Ф. Иоффе, а также на конференциях: “Физика А.СПб” (Санкт-Петербург, ФТИ им. А.Ф. Иоффе, 2018, 2019, 2020, 2021, 2022), “Астрофизика высоких энергий сегодня и завтра” (Москва, ИКИ РАН, 2018, 2019, 2022), “Актуальные проблемы внегалактической астрономии” (Пушино, ПРАО АКЦ ФИАН, 2019), “Instability Phenomena and Evolution of the Universe” (Armenia, Yurakan, ВАО, 2018), “Всероссийская астрономическая конференция” (Москва, ГАИШ МГУ, 2021), “Звездообразование и планетообразование” (Москва, АКЦ ФИАН, 2022), “Физика МЗС: от локального облака до ранних галактик” (Москва, ГАИШ МГУ, 2023), “Ультрафиолетовая Вселенная – 2023” (Москва, РАН, 2023).

## Публикации

Основные результаты опубликованы в следующих статьях (в публикациях, где соискатель является первым автором, вклад диссертанта является определяющим. В работах, где соискатель не является первым автором, личный вклад указан в скобках.):

1. Kosenko D. N., Balashev S. A. HD/ $\text{H}_2$  absorption systems at high redshifts // Journal of Physics Conference Series. – 2018. – vol. 1135, no. 1. – 012009.

2. Kosenko D. N., Balashev S. A. Molecular clouds HD/H<sub>2</sub> in the early Universe // Journal of Physics Conference Series. – 2019. – vol. 1400., no. 2. – 022012.
3. Balashev S. A., Kosenko D. N. HD/H<sub>2</sub> ratio in the diffuse interstellar medium // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 2020. – vol. 492., no. 1. – L45-L49. (*Вывод основных уравнений, проверка и обсуждение результатов*)
4. Kosenko D. N., Balashev S. A. Constraining of physical conditions in the cold neutral medium using HD/H<sub>2</sub> relative abundance // Journal of Physics Conference Series. – 2020. – vol. 1697., no. 1. – 012031.
5. Kosenko D. N., Balashev S. A., Noterdaeme P., Krogager J.-K., Srianand R., Ledoux C. HD molecules at high redshift: cosmic ray ionization rate in the diffuse interstellar medium // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 2021. – vol. 505., no. 3. – 3810-3822.
6. Kosenko D.N., Balashev S.A., HD molecules in the Magellanic Clouds // St. Petersburg Polytechnic University Journal – Physics and Mathematics. – 2023. – vol.15., no. 1.2. – 436-441.
7. Kosenko D.N., Balashev S.A. Cold diffuse interstellar medium of Magellanic Clouds: I. HD molecule and cosmic-ray ionization rate // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 2023. – vol. 525., no. 2. – 2820-2833.
8. Kosenko D.N., Balashev S.A., Klimenko V.V. Cold diffuse interstellar medium of Magellanic Clouds: II. Physical conditions from excitation of C I and H<sub>2</sub> // Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. – 2024. – vol. 528., no. 3. – 5065-5079.

## Структура и объем диссертации

Диссертация состоит из введения, 5 глав, заключения, библиографии и приложения. Общий объем диссертации – 141 страница, включая 49 рисунков и 19 таблиц. Библиография включает 169 наименований на 18 страницах.

# Глава 1

## Исследование холодного диффузного газа

### 1.1 Молекулы $\text{H}_2$ в межзвездной среде

Основной метод исследования межзвездной среды (МЗС) – это наблюдения. Однако наблюдения позволяют узнать ограниченное число параметров, например, сам факт наличия облака, его скорость, химический состав, лучевые концентрации, потоки излучения в линиях. Для оценок физических параметров МЗС (объемной концентрации, температуры, интенсивности УФ излучения и др.) уже необходимо проводить моделирование и сравнивать результаты модели с наблюдаемыми данными.

Значения температур ( $T$ ) и плотностей ( $n$ ) газа в МЗС находятся в широком диапазоне, при этом значительная часть газа сосредоточена в определенных значениях  $T$  и  $n$  – так называемых фазах. Основные фазы – это плотная холодная нейтральная среда ( $T \lesssim 50$  К,  $n \gtrsim 100$  см $^{-3}$ ), менее плотная диффузная среда, которая разделяется на холодную ( $T \sim 50 - 100$  К,  $n \sim 30 - 100$  см $^{-3}$ ) и теплую<sup>1</sup> ( $T \sim 5000 - 10000$  К,  $n \sim 0.1 - 1$  см $^{-3}$ ) и горячая ионизованная среда ( $T \sim 10^4 - 10^6$  К,  $n \lesssim 1$  см $^{-3}$ ) [15, 16]. В данной работе рассматривается холодная фаза диффузной нейтральной среды. Обычно эта фаза характеризуется величиной поглощения в фотометрической полосе  $V A_V \lesssim 0.1$ , и поэтому облучается фоновым УФ излучением, что ведет к тому, что практически весь углерод однократно ионизован. Как показывают наблюдения, эта фаза может трассироваться по наличию молекулярного

---

<sup>1</sup>При рассмотрении зависимости температуры от плотности или давления, полученной из решения уравнения теплового баланса между процессами нагрева и охлаждения в среде, видны решения для холодной и теплой фаз, разделенных неустойчивой областью, см., например, [14].

водорода, поэтому такие облака наблюдаются в основном в абсорбции. Действительно, излучение молекул  $\text{H}_2$  в эмиссии очень мало из-за отсутствия дипольного момента, и эмиссионные линии  $\text{H}_2$  в основном наблюдаются только в особом классе объектов – фотодиссоционных областях [17]. Эти области возникают около молодой горячей звезды на границе между областями H II и остатком плотного молекулярного облака, в котором эта звезда сформировалась. В них достаточно большая температура ( $T \sim 1000$  K) и высокий фон УФ излучения, что позволяет заселять высоковозбужденные колебательно-вращательные уровни  $\text{H}_2$ . В случае же холодных диффузных облаков обычно заселены лишь несколько нижних вращательных уровней основного колебательного состояния  $\text{H}_2$ , поэтому основной способ изучения таких систем – это спектроскопия абсорбционных линий. В этом методе необходим яркий фоновый источник, и тогда, если на луч зрения между наблюдателем и этим источником попадает облако, то в спектре образуется набор абсорбционных линий элементов, находящихся в этом облаке и поглощающих излучение фонового источника на соответствующих длинах волн. В качестве фоновых источников используют яркие звезды для наблюдений в Млечном Пути и соседних галактиках и далекие квазары для исследования газа в ранней Вселенной, кроме того абсорбционные системы можно найти в оптических послесвечениях  $\gamma$ -всплесков.

## 1.2 Наблюдения молекул $\text{H}_2$ и HD

### 1.2.1 DLA системы

Насыщенные Лайман  $\alpha$  (Damped Lyman  $\alpha$ , DLA) системы – это класс абсорбционных систем, идентифицируемых в спектрах квазаров либо в оптических послесвечениях  $\gamma$ -всплесков, отобранные по лучевой концентрации атомарного водорода:  $\log N_{\text{HI}} > 20.3^2$  [18]. В силу высокой лучевой концентрации считается, что DLA системы трассируют нейтральный газ, и статистически показано, что они являются основными резервуарами нейтрального газа в наблюдаемой Вселенной [19]. Помимо этого также выделяют

---

<sup>2</sup>Здесь и далее лучевые концентрации измеряются в  $\text{cm}^{-2}$ .

так называемые субнасыщенные Лайман  $\alpha$  (subDLA) системы, для которых  $19 < \log N_{\text{HI}} < 20.3$  и экстремально насыщенные DLA системы (Extremely Strong DLA, ESDLA,  $\log N_{\text{HI}} > 21.7$ ). Считается, что ESDLA системы трассируют области, близкие к центральным областям галактик (см., например, [20]), а DLA и subDLA системы – нейтральный и частично ионизованный газ, соответственно, в межзвездной и окологалактической среде. Помимо нейтрального водорода, в DLA системах также можно найти многочисленные линии металлов различных степеней ионизации от, например, O I до N V, а в некоторых – молекулы: H<sub>2</sub> [21, 22], HD [2, 23] и CO [24, 25].

Несмотря на то, что DLA системы являются основными резервуарами нейтрального газа во Вселенной, молекулярный водород в таких системах встречается крайне редко (лишь в  $\sim 4\%$  систем [26]). Это происходит из-за того, что H<sub>2</sub> существует преимущественно в холодной МЗС, объемный фактор заполнения которой чрезвычайно мал ( $\lesssim 1\%$ ), в отличие от теплой нейтральной среды, чей фактор заполнения  $\sim 40\%$  (см., например, [27]). Кроме того, более плотные облака, содержащие большое количество H<sub>2</sub>, чаще встречаются вблизи центра галактики, в то время как обычно на луч зрения попадает среда из периферии галактики. Поэтому DLA системы трассируют в основном теплую нейтральную среду, и слепой поиск молекул H<sub>2</sub> (и, следовательно, HD) неэффективен. Для предварительного отбора DLA систем, содержащих H<sub>2</sub>, используются различные методы отбора спектров квазаров из обзора Sloan Digital Sky Survey (SDSS) по прямой идентификации линий H<sub>2</sub> в спектре [28] либо по наличию нейтрального углерода в системе (который является трассером наличия H<sub>2</sub>) [29]. Тем не менее молекулы H<sub>2</sub> были найдены только в  $\sim 40$  системах и лишь в 12 из них были найдены молекулы HD. С целью увеличить выборку систем, содержащих HD, в данной работе проведен систематический поиск абсорбционных линий HD в тех системах, где были найдены молекулы H<sub>2</sub>.

## 1.2.2 Местная группа галактик

В отличие от систем на больших красных смещениях, в Млечном Пути и близких галактиках (например, Магеллановых Облаках) МЗС можно изу-

чать на различных лучах зрения в одной галактике. Это позволяет изучать вариации химического состава [30] и физических условий (например, [31]) в разных частях галактик.

Однако, парадоксальным образом, изучать HD и H<sub>2</sub> в близких системах сложнее, чем на большом красном смещении. Линии HD и H<sub>2</sub> находятся в УФ части спектра ( $\lambda \lesssim 1100 \text{ \AA}$ ), и могут быть сдвинуты за счет космологического красного смещения в оптическую область, где их можно наблюдать, используя большие наземные телескопы со спектрографами высокого разрешения. Однако для локальных и промежуточных систем ( $z \lesssim 1$ ) эти линии попадают в область электромагнитного спектра, для которой земная атмосфера непрозрачна. Поэтому первая идентификация H<sub>2</sub> в нашей Галактике была проведена при помощи спектрографа, выведенного ракетой за пределы земной атмосферы [32, 33].

Одно из первых систематических наблюдений H<sub>2</sub> в Млечном Пути было выполнено при использовании данных, полученных космическим телескопом Коперник [34]. В 1999 был запущен космический телескоп FUSE, благодаря которому были получены самые лучшие на сегодняшний день данные для изучения молекулярного водорода в Млечном Пути и в соседних галактиках. Наиболее полная выборка систем в Млечном Пути, содержащих H<sub>2</sub>, была проанализирована в работе [5]. Кроме того, данные FUSE были использованы для систематического поиска молекул HD в нашей Галактике [6]. Используя эти данные, в работах [9, 10] было показано, что относительная распространенность HD/2H<sub>2</sub> (определяется как отношение лучевых концентраций  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$ ), измеренная в Млечном Пути, примерно на порядок ниже первичного изотопического отношения  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ <sup>3</sup>. Интересно, что измерения в DLA системах на больших красных смещениях ( $z \sim 2 - 3$ ) оказались близки к  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ , хотя и показали достаточно большой разброс.

Данные FUSE также успешно использовались для систематического изучения H<sub>2</sub> в соседних галактиках, ближайшие из которых – это Магеллановы Облака [7]. Также молекулы H<sub>2</sub> изучались в других галактиках Местной

---

<sup>3</sup>Изотопическое отношение определяется как отношение полных концентраций дейтерия и водорода:  $\text{D}/\text{H} = n_{\text{D}}^{\text{tot}}/n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ .

Группы, например, в М 33 [35], а кроме того в некоторых галактиках с высоким темпом звездообразования [36, 37].

## 1.3 Моделирование МЗС

### 1.3.1 Уравнение баланса

Центральная роль в моделировании химической эволюции межзвездного облака отводится определению концентраций элементов. МЗС сильно разрежена, поэтому в ней происходят в основном двухчастичные столкновения, и в этом случае уравнение для концентрации элемента  $A$ ,  $n_A$ , в облаке записывается следующим образом:

$$\frac{dn_A}{dt} = \sum_C \sum_D n_C n_D k_{CD} + n_A \sum_B n_B k_{AB}, \quad (1.1)$$

где справа идет суммирование по всем каналам формирования (первое слагаемое) и разрушения (второе слагаемое) элемента  $A$ . Здесь  $k_{CD}$  – скорость формирования  $A$  в реакции  $C + D$ ;  $k_{AB}$  – скорость разрушения  $A$  в реакции  $A + B$ ;  $n_B$ ,  $n_C$  и  $n_D$  – концентрации элементов  $B$ ,  $C$  и  $D$ , соответственно.

В случае стационарного облака  $dn_A/dt = 0$ , и тогда концентрация элемента определяется балансом между процессами формирования и разрушения.

В каналы образования и разрушения элементов также могут входить процессы взаимодействия с излучением и космическими лучами. В этом случае определяющими параметрами являются интенсивность излучения и скорость ионизации космическими лучами, а скорость соответствующей реакции определяется интегралом по спектру излучения или спектру космических лучей. Также можно добавлять уравнение переноса излучения в среде, теплового баланса, магнитное поле и т.д. в зависимости от задачи.

### 1.3.2 Молекулы $H_2$

Молекула  $H_2$  имеет ряд особенностей. Схема уровней энергии  $H_2$  показана на рисунке 1.1. Основные переходы в спектрах молекул – это электронные, колебательные и вращательные переходы (по степени уменьшения энергии



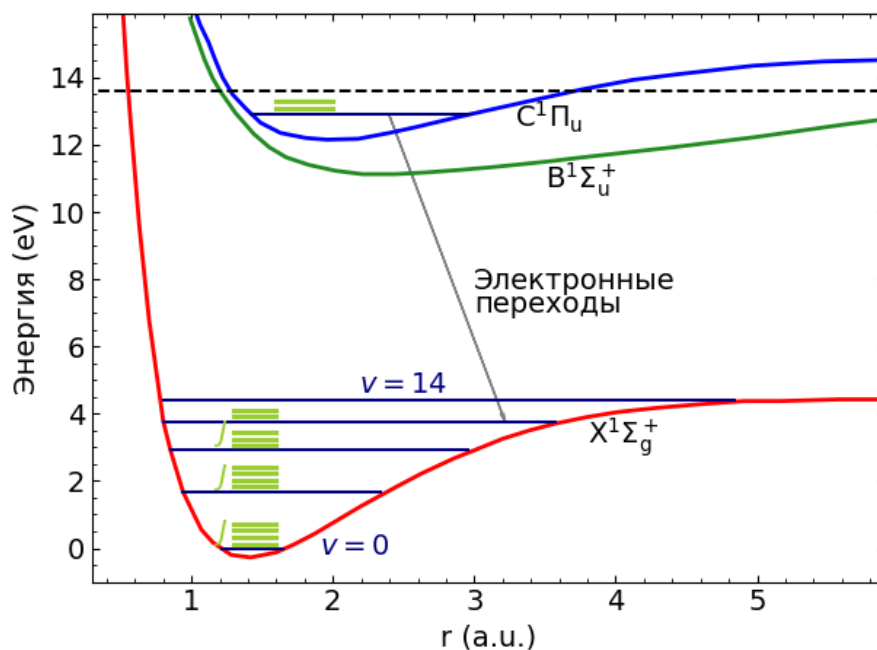


Рисунок 1.1: Уровни энергии  $\text{H}_2$ . Красной кривой показан основной электронный уровень, синими горизонтальными прямыми – колебательные уровни, светло-зелеными – вращательные. Переходы между электронными уровнями X и C и B дают полосы Лаймана и Вернера, соответственно. Рисунок адаптирован из работы [38].

перехода). Электронные переходы  $\text{H}_2$  находятся в УФ части электромагнитного спектра, колебательные переходы лежат в инфракрасной части спектра, а вращательные – в дальнем инфракрасном диапазоне. Первый колебательный уровень  $\text{H}_2$  в основном электронном состоянии лежит на несколько тысяч К выше основного, поэтому для его накачки требуется среда с высокой температурой ( $T > 1000$  К) и/или высоким фоном УФ излучения. Молекула  $\text{H}_2$  симметрична и состоит из одинаковых атомов, поэтому ее дипольный момент равен нулю, и колебательные и вращательные переходы запрещены. Тем не менее, квадрупольные переходы разрешены, и, хотя они слабые, колебательно-вращательные переходы  $\text{H}_2$  можно наблюдать эмиссии (в основном для фотодиссоционных областей, но также для планетарных туманностей, остатков сверхновых, где также может быть важно возбуждение на ударных волнах, см., например, [39]). Однако условия, необходимые для эмиссии  $\text{H}_2$ , детектируемой современной аппаратурой, далеки от условий в

холодной фазе МЗС, рассматриваемой в этой работе, поэтому для изучения таких систем используются электронные переходы  $\text{H}_2$  в УФ части спектра.

Для молекул  $\text{H}_2$  существенно деление на орто- и парасостояние, так как спины протонов (равные  $1/2$ ) при сложении дают суммарный спин  $I = 0, 1$ . Ортоводороду ( $I = 1$ ) отвечают вращательные состояния с  $J = 1, 3, 5, \dots$ , а параводороду ( $I = 0$ ) – с  $J = 0, 2, 4, \dots$ . Спонтанный переход между орто- и параводородом запрещен, однако существует несколько способов перейти из ортосостояния в парасостояние. Для теплой среды – это реакция  $\text{H}_2 + \text{H}$  с пороговым значением энергии  $\sim 3200$  К, для холодной среды переход возможен через реакцию  $\text{H}_2 + \text{H}^+$ . Также переход может произойти на поверхности пыли (через разрушение  $\text{H}_2$  и его последующее формирование либо при взаимодействии с магнитными полями на поверхности пылинки, возникшими из-за наличия примесей или дефектов на поверхности [40]).

Нижние уровни  $\text{H}_2$  ( $J = 0, 1$  и  $2$ ) основного электронного состояния при достаточно большой плотности населяются преимущественно столкновениями, поэтому по температуре возбуждения  $\text{H}_2$  (в предположении локального термодинамического равновесия) можно оценивать температуру газа. Верхние вращательные уровни ( $J \gtrsim 2$ ) населяются в основном накачкой УФ излучением (подробнее этот процесс описан ниже), поэтому могут служить для оценки интенсивности УФ фона.

Химическая эволюция молекул  $\text{H}_2$  в межзвездных облаках обсуждалась с середины прошлого века [41], и этот вопрос не потерял своей актуальности и на сегодняшний день, так как это важная часть эволюции галактик (см., например, [42, 43]). Переход водорода в молекулярную форму рассчитывался в большом количестве моделей (см., например, обзор различных кодов [44]), однако зачастую это сложные коды, которые рассчитывают полную химию в облаке, такие, как, например, Meudon PDR [13] и Cloudy [45]. В данной работе используется аналитическая модель облака, содержащего молекулы  $\text{H}_2$ , представленная в работах [46, 47, 48]. Было показано, что в случае равновесного облака, облучаемого УФ излучением с одной стороны, зависимость профилей объемных концентраций атомарного и молекулярного водорода  $n_{\text{H}}$  и  $n_{\text{H}_2}$  (и,

как следствие, лучевых концентраций<sup>4</sup>  $N_{\text{H}}$  к  $N_{\text{H}_2}$ ) определяется только следующими физическими условиями в среде: металличностью  $Z$ , интенсивностью УФ фона  $\chi$  и полной объемной концентрацией  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = n_{\text{H}} + 2n_{\text{H}_2}$ .

Основной канал образования  $\text{H}_2$  в холодной фазе – это формирование на поверхности пыли. Так как пыль малых размеров дает наибольший вклад в полную площадь поверхности пыли, то молекулы формируются в основном на мелкой пыли, куда часто также включают молекулы полициклических ароматических углеводородов (ПАУ):



где  $\text{H} :$  – это атом водорода, адсорбированный на пылинке. Предполагается, что есть несколько механизмов образования  $\text{H}_2$  на пылинках. Один из основных – механизм Ленгмюра-Хиншельвуда [41, 49]: атом водорода, попадая на поверхность пылинки, может быть слабо связан с ней, что позволяет ему свободно блуждать, пока не попадет в область с более сильной связью. Другие атомы водорода, попадая на поверхность пылинки, также могут оказаться в этой области. Тогда они образуют молекулу  $\text{H}_2$ , а высвобожденная энергия ( $\sim 4.5$  эВ) частично идет в кинетическую энергию, что позволяет оторваться от поверхности пылинки. Еще один механизм образования  $\text{H}_2$  на поверхности пыли, так называемый механизм Или-Ридила, заключается в том, что атом водорода из газовой фазы реагирует с атомом водорода, хемосорбированным на пылинке, минуя адсорбцию на поверхность пыли [38]. В случае, когда катализатором выступает ПАУ, атом водорода может оторвать атом  $\text{H}$ , присоединенный к одному из бензольных колец, образовав при этом молекулу  $\text{H}_2$ . Кроме того, при высоком фоне УФ излучения возможно формирование  $\text{H}_2$  посредством фотолиза гидрогенизированных ПАУ [50, 51].

Разрушается  $\text{H}_2$  в диффузной МЗС в основном УФ фотонами с энергией 11.2 – 13.6 эВ (полоса Лаймана-Вернера)[52]. Разрушение проходит через возбуждение молекулы в верхнее электронное состояние, откуда при переходе в нижнее электронное состояние примерно 13% молекул диссоциирует [53], а остальные, возвращаясь в основное электронное состояние, населяют

---

<sup>4</sup>Лучевая концентрация – это объемная концентрация, проинтегрированная вдоль луча зрения,  $N_{\text{X}} = \int n_{\text{X}} dl$ .

верхние колебательно-вращательные уровни и затем каскадным образом переходят на основной колебательный уровень, населяя вращательные уровни (так называемый механизм радиативной накачки). При проникновении УФ излучения в облако линии, в которых происходит фотовозбуждение, становятся оптически толстыми, скорость фотовозбуждения падает, и, следовательно, скорость фоторазрушения уменьшается. Это так называемый эффект самоэкранирования молекул от УФ излучения. Обычно он описывается функцией самоэкранирования  $S^{\text{H}_2}(N_{\text{H}_2})$  (для молекул  $\text{H}_2$ ), показывающей, как скорость фотодиссоциации молекул уменьшается при увеличении лучевой концентрации  $\text{H}_2$  [54]. Тогда уравнение баланса между процессами формирования и разрушения  $\text{H}_2$  для плоскопараллельного облака с металличностью  $Z$ , облучаемого УФ излучением с интенсивностью  $\chi$  с одной стороны:

$$R^{\text{H}_2} n_{\text{H}}^{\text{tot}} n_{\text{H}} = \frac{1}{2} D^{\text{H}_2} \chi n_{\text{H}_2} S^{\text{H}_2} e^{-\sigma_{\text{g}}(N_{\text{H}} + 2N_{\text{H}_2})}, \quad (1.3)$$

где  $R^{\text{H}_2} = 4.4 \times 10^{-17} Z \text{ см}^3 \text{с}^{-1}$  – скорость формирования  $\text{H}_2$  на пыли<sup>5</sup>,  $D^{\text{H}_2} = 5.8 \times 10^{-11} \text{ с}^{-1}$  – скорость разрушения  $\text{H}_2$  УФ излучением без учета экранирования,  $\sigma_{\text{g}} = 1.9 \times 10^{-21} Z \text{ см}^2$  – сечение поглощения фотонов полосы Лаймана-Вернера пылью [56, 47]. Откуда можно получить [47, 48], что

$$N_{\text{H}}(N_{\text{H}_2}) = \frac{1}{\sigma_{\text{g}}} \ln \left[ \frac{\alpha G}{2} + 1 \right], \quad (1.4)$$

где  $\alpha = \chi D^{\text{H}_2} / R^{\text{H}_2} n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  – отношение скоростей разрушения и формирования в случае отсутствия экранирования  $\text{H}_2$  от УФ излучения,  $G(N_{\text{H}_2})$  – усредненная функция самоэкранирования  $\text{H}_2$ .

Таким образом, в обычных условиях  $n_{\text{H}}$  – убывающая функция  $N_{\text{H}_2}$ , а  $n_{\text{H}_2}$  – растущая, поэтому облако формально можно разделить на две области: где  $n_{\text{H}} > 2n_{\text{H}_2}$  и  $n_{\text{H}} < 2n_{\text{H}_2}$ . Глубина облака<sup>6</sup>, на которой происходит переход из области, где водород находится преимущественно в атомарной форме, в область, где водород преимущественно молекуляризован (то есть

<sup>5</sup>Скорости формирования молекул на пыли плохо известны, так как зависят от множества факторов, например, от состояния окружающего газа, физических свойств и состава пыли и т.д. [38], поэтому для дальнейших расчетов берутся наиболее часто применяемые при моделировании значения, основанные на совокупности наблюдательных данных [55].

<sup>6</sup>Под глубиной облака подразумевается глубина проникновения УФ излучения; из-за эффекта самоэкранирования вместо физической координаты можно использовать лучевую концентрацию  $\text{H}_2$ ,  $N_{\text{H}_2}$ .

переход  $\text{H I}/\text{H}_2$ ), определяется равенством  $n_{\text{H}} = 2n_{\text{H}_2}$ , или, используя формализм, описанный выше,

$$f_{\text{H}_2} \equiv \frac{2n_{\text{H}_2}}{n_{\text{H}} + 2n_{\text{H}_2}} = \frac{2}{2 + \frac{\alpha}{2} S_{\text{H}_2} e^{-\sigma_g(N_{\text{H}} + 2N_{\text{H}_2})}} = \frac{1}{2}, \quad (1.5)$$

где  $f_{\text{H}_2}$  – степень молекуляризации в среде.

### 1.3.3 Молекулы HD

Молекула дейтерированного водорода HD – это молекула  $\text{H}_2$ , в которой один из атомов водорода замещен его изотопом, дейтерием D. Из-за этого физические и химические свойства HD несколько отличаются от свойств  $\text{H}_2$ . Так, например, HD уже не является полностью симметричной молекулой, из-за чего у нее появляется дипольный момент, что делает ее дипольные переходы между колебательно-вращательными уровнями разрешенными (которые запрещены для двухатомных молекул, состоящих из двух одинаковых атомов). Кроме того, для молекул HD нет деления на орто- и парасостояния, так как спин дейтерия равен 1. Тем не менее, структура уровней энергии HD схожа с  $\text{H}_2$ , и HD наблюдается также в переходах Лаймановской и Вернеровской полос. В диффузной холодной среде заселен в основном только основной вращательный уровень HD  $J = 0$ , так как времена жизни возбужденных уровней HD меньше, чем для  $\text{H}_2$ . Также, в отличие от  $\text{H}_2$ , переход HD с вращательного уровня  $J = 1$  на уровень  $J = 0$  в основном электронном состоянии разрешен, уровень  $J = 1$  заселен слабо, и поэтому линии переходов HD  $J = 1$  найдены лишь в двух абсорбционных системах в спектрах квазаров J0812+3208 и J0843+0223 [9, 3]. Системы, в которых идентифицируются линии HD  $J \geq 2$ , на данный момент не были найдены.

Химия молекул HD также немного отличается от химии  $\text{H}_2$ . Помимо реакции формирования на пыли или ПАУ:



где  $\text{D} :$  – атом дейтерия, адсорбированный на пылинке, у HD появляется ионно-молекулярный канал образования в газовой фазе [57, 58, 59]:



При достаточной концентрации молекул  $\text{H}_2$  этот канал является основным каналом образования HD.

Основной канал разрушения HD, как и  $\text{H}_2$ , – это фотодиссоциация УФ излучением [57]



Процессы образования на пыли и разрушения УФ излучением молекул HD и  $\text{H}_2$  происходят схожим образом, при этом HD и  $\text{H}_2$  имеют похожие функции самоэкранирования [60].

## 1.4 Скорость ионизации космическими лучами

Космические лучи низких энергий – основной источник ионизации в нейтральной среде, а также один из основных источников нагрева МЗС, особенно низкой металличности [61, 62]. Также космические лучи могут играть большую роль в формировании электрического заряда у пыли [63], что оказывает сильное влияние на протекание химических процессов в МЗС.

Из-за эффектов солнечной модуляции наблюдать космические лучи с энергиями  $\lesssim$  нескольких ГэВ можно лишь за пределами Солнечной системы, поэтому единственное прямое измерение спектра космических лучей в этом диапазоне энергий – это измерения космических аппаратов Вояджер 1 и 2 [64, 65]. Однако скорость ионизации космическими лучами, полученная из спектра, измеренного Вояджерами, примерно на порядок меньше среднего значения для диффузной среды, оцениваемой по распространенностям молекул ( $\sim 10^{-16} \text{ с}^{-1}$ ).

Скорость ионизации космическими лучами<sup>7</sup> на один атом водорода в случае изотропного распределения космических лучей:

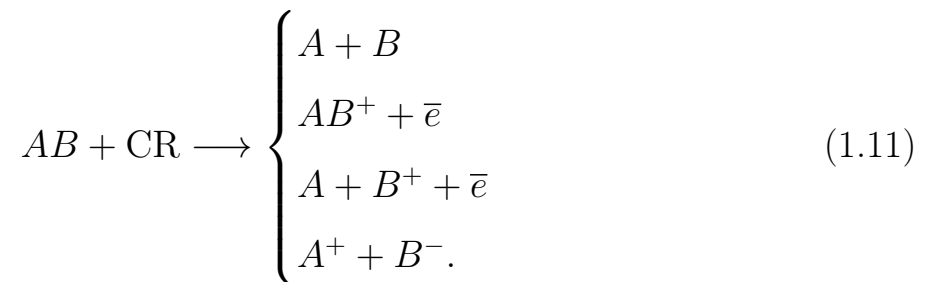
$$\zeta = 4\pi \sum_k \int_{I_{\text{H}}}^{\infty} j_k(E_k) \sigma_k^{\text{ion}}(E_k) dE_k, \quad (1.9)$$

---

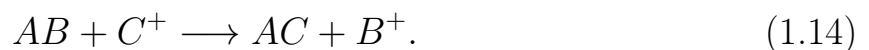
<sup>7</sup>Существует несколько определений скорости ионизации космическими лучами: первичная скорость ионизации атомов водорода ( $\zeta$ ), полная скорость ионизации атомов водорода ( $\zeta_{\text{H}}$ , учитывает ионизацию вторичными электронами) и полная скорость ионизации молекул  $\text{H}_2$  ( $\zeta_{\text{H}_2}$ ). Точные соотношения между этими параметрами зависят от состава газа, но в литературе часто пользуются аппроксимациями, полученными в работе [66],  $\zeta_{\text{H}} \approx 1.5\zeta$ ,  $\zeta_{\text{H}_2} \approx 2.3\zeta$ . В этой работе используется первичная скорость ионизации  $\zeta$ .

где  $k$  – сорт частиц космических лучей (электроны, протоны и тяжелые ядра с зарядом  $Ze$ ),  $\sigma_k^{\text{ion}}$  – сечение ионизации водорода частицей сорта  $k$ ,  $j_k$  – спектр частиц сорта  $k$  (то есть число частиц проходящих через единицу площади в единицу времени в единице телесного угла и в интервале энергий  $E_k + dE_k$ ),  $I_{\text{H}} = 13.6 \text{ эВ}$  – потенциал ионизации водорода.

Единственная возможность систематического изучения космических лучей низких энергий, имеющаяся на сегодняшний день, – это оценка скорости ионизации космическими лучами по распространенностям элементов в МЗС при помощи моделирования. Практически все химические реакции в МЗС начинаются с образования  $\text{H}_2$ , а также зависят от количества ионизованного водорода в среде. Как уже было сказано, основной источник ионизации в диффузной среде – это космические лучи; основные реакции с космическими лучами:



В качестве  $A$  и  $AB$  в основном выступают нейтральный и молекулярный водород. Затем идут различные реакции зарядового обмена:



Это приводит к образованию различных молекул, концентрация которых чувствительна к скорости ионизации космическими лучами. Например, одна из наиболее часто используемых для оценки  $\zeta$  молекул – это молекула  $\text{H}_3^+$  [67, 68]. Основная реакция образования этой молекулы:



где  $\text{H}_2^+$  образуется при разрушении  $\text{H}_2$  космическими лучами:



Затем при взаимодействии с кислородом (нейтральным либо однократно ионизованным) [69] в среде могут образоваться кислородосодержащие молекулы:  $\text{OH}^+$ ,  $\text{H}_2\text{O}^+$ ,  $\text{H}_3\text{O}^+$  и др., которые также часто используются для оценки  $\zeta$  [70, 71, 72, 73, 74, 75]. В данной работе рассматривается метод оценки скорости ионизации космическими лучами по измеряемой лучевой концентрации молекул HD. Основным каналом образования HD – реакция (1.7), поэтому ее концентрация также зависит от степени ионизации в среде и, следовательно, от скорости ионизации космическими лучами.



## Глава 2

# HD в ранней Вселенной

### 2.1 Введение

Модели, описывающие химическую эволюцию молекул HD, показывают, что при уменьшении металличности скорость формирования молекул HD увеличивается из-за увеличения степени ионизации в среде [10]. При этом моделирование (например, [76]) и наблюдения (например, [77]) показали, что в галактиках на больших красных смещениях металличность в среднем ниже, чем в Млечном Пути, поэтому изучение молекул HD в ранних галактиках чрезвычайно интересно. Однако изучение HD в эмиссии для далеких систем значительно затруднено [78], а эмиссия молекул H<sub>2</sub> (в основном от плотных клампов в фотодиссоционных областях) наблюдалась только для Млечного Пути и ближайших галактик (см., например, обзор [79]). Тем не менее, для наблюдения молекул HD и H<sub>2</sub> может быть использован метод спектроскопии абсорбционных линий вещества, находящегося на луче зрения наблюдатель – яркий фоновый источник. Дополнительно такой метод позволяет изучать детали вдоль узкого прокола вместо интегральных значений, получаемых при анализе эмиссионных спектров, что дает больше информации для последующего моделирования. При изучении систем на больших красных смещениях ( $z \sim 2 - 3$ ) в качестве фонового источника в основном выступают далекие квазары. При этом из-за космологического красного смещения линии HD и H<sub>2</sub> сдвигаются в оптическую область, и их можно исследовать в спектрах, полученных на крупнейших наземных телескопах.

Нейтральный газ, связанный с далекими галактиками, проявляется в спектрах как насыщенные Лайман  $\alpha$  системы (Damped Ly $\alpha$ , DLA [18]) – абсорбционные системы с высокой лучевой концентрацией атомарного водорода

(подробнее см. раздел 1.2.1). При этом в большинстве DLA систем детектируется теплая среда [80, 81], и лишь в нескольких процентах наблюдаемых систем была найдена холодная фаза нейтральной среды [26]. Поэтому, будучи одним из основных трассеров холодной среды, молекулы  $\text{H}_2$  были найдены примерно в 40 системах, и лишь в 12 из них были найдены молекулы HD [2, 82, 9, 83, 84, 85, 86, 87, 88, 89, 3, 90]. Известные абсорбционные системы, в которых были найдены молекулы HD, а также физические условия в них, приведены в таблице 2.1.

Особый интерес к молекулам HD был вызван тем, что некоторые измерения  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  на больших  $z$  оказались близки к первичному изотопическому отношению  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ <sup>1</sup>, что в некоторых работах рассматривалось как возможность независимой оценки  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$  [84]. Тем не менее, в главе 4 будет показано, что относительная концентрация HD/ $\text{H}_2$  сильно зависит от условий в наблюдаемых системах (металличности  $Z$ , объемной концентрации водорода  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ , интенсивности УФ фона  $\chi$  и скорости ионизации космическими лучами  $\zeta$ ), и при некоторых значениях этих параметров даже возможен случай, когда  $\text{HD}/2\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$  (что подтверждается наблюдениями [83, 89]). Это делает оценку отношения  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$  по отношению лучевых концентраций HD/ $\text{H}_2$  сильно модельно зависимой. Но, с другой стороны, чувствительность HD/ $\text{H}_2$  к физическим условиям в среде позволяет делать оценки физических параметров в среде по наблюдаемым лучевым концентрациям.

Чтобы восполнить недостаток наблюдательных данных, а также для дальнейших оценок физических параметров в наблюдаемых системах, было необходимо увеличить выборку систем на больших красных смещениях, содержащих HD. Данная глава посвящена систематическому поиску и анализу абсорбционных систем на больших красных смещениях, содержащих молекулы HD. Так как для существования HD в среде необходима относительно высокая концентрация молекул  $\text{H}_2$ , то поиск выполнялся в известных системах на больших  $z$ , содержащих  $\text{H}_2$ .

---

<sup>1</sup>При полной молекуляризации облака  $\text{HD}/2\text{H}_2 = \text{D}/\text{H}$ , см. главу 4.

## 2.2 Данные

Нами был проведен систематический поиск молекул HD во всех известных системах на больших красных смещениях, содержащих H<sub>2</sub> [23]. Для этого были использованы архивные и полученные по заявкам соавторов спектры квазаров, снятые с помощью спектрографов среднего и высокого разрешения X-shooter ( $R \sim 6000$ , [100]) и Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph (UVES,  $R \sim 50000$ , [101]), установленных на телескопе Very Large Telescope (VLT), и High Resolution Echelle Spectrograph (HIRES,  $R \sim 50000$ , [102]) на телескопе Кеэк. Большая часть данных была получена на X-shooter [25, 103, 20, 22]. На UVES были получены данные для системы на красном смещении  $z = 3.09$  в спектре квазара J 1311+2225, которая интересна тем, что помимо C I и H<sub>2</sub> там также были найдены молекулы CO [25]. Кроме того, на UVES были проведены наблюдения трех хорошо известных ESDLA систем: на  $z = 2.402$  в спектре квазара HE0027-1836 [104, 105], на  $z = 3.29$  в спектре J 0816+1446 [106] и на  $z = 2.34$  в спектре J 2140-0321 [85], а также наблюдение системы в спектре квазара J 2340-0053, где молекулы HD были найдены независимо и практически одновременно нами [98] и в работе [90]. Также найдена новая система, содержащая H<sub>2</sub> на  $z = 2.067$  в спектре квазара Q0812+3208 (подробно описана в приложении A), и была сделана попытка найти HD в ней. Однако в спектр, полученный на спектрографе HIRES, попадает лишь самый слабый переход HD, L0-0, что позволяет поставить только верхний предел на лучевую концентрацию.

В таблице 2.2 представлены системы, которые использовались для анализа в этой главе, и их свойства.

## 2.3 Анализ

Для анализа абсорбционных линий мы использовали подгонку многокомпонентным профилем Фойта (здесь и далее для анализа спектров использовалась программа Spectro, разработанная С.А. Балашевым<sup>2</sup>). Профиль Фойта является сверткой функций Лоренца и Гаусса, где функция Лоренца описы-

---

<sup>2</sup><https://spectro.readthedocs.io/en/latest/>

Таблица 2.1: Известные DLA системы, содержащие HD.

Квазар	$z_{\text{em}}$	$z_{\text{abs}}$	$\log N_{\text{HI}}$	$[\text{X}/\text{H}]^a$	X	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}$	Литература
J 0000+0048	3.03	2.5255	$20.8 \pm 0.1$	$0.46 \pm 0.45$	Zn	$20.43 \pm 0.02$	$16.64^{+0.16}_{-0.18}$	[89]
B 0120-28	0.434	0.18562	$20.50 \pm 0.10$	$-1.19^{+0.15}_{-0.21}$	S	$20.00 \pm 0.10$	$14.82 \pm 0.15$	[91]
Q 0528-2505	2.77	2.81112	$21.35 \pm 0.10$	$-0.68 \pm 0.02$	Zn	$17.85 \pm 0.02$	$13.33 \pm 0.02$	[86, 92]
J 0643-5041	3.09	2.658601	$21.03 \pm 0.08$	$-0.91 \pm 0.09$	Zn	$18.54 \pm 0.01$	$13.65 \pm 0.07$	[93]
J 0812+3208	2.7	2.626443	$21.35 \pm 0.10$	$-0.81 \pm 0.10$	Zn	$19.93 \pm 0.04$	$15.71 \pm 0.07$	[9, 94]
		2.626276		$-0.81 \pm 0.10$	Zn	$18.82 \pm 0.37$	$12.98 \pm 0.22$	[9, 94]
J 0843+0221	2.92	2.786	$21.82 \pm 0.11$	$-1.52^{+0.08}_{-0.10}$	Zn	$21.21 \pm 0.02$	$17.35^{+0.15}_{-0.34}$	[3]
J 1232+0815	2.57	2.3377	$20.90^{+0.08}_{-0.10}$	$-1.32 \pm 0.12$	S	$19.57^{+0.10}_{-0.13}$	$15.53^{+0.17}_{-0.12}$	[84, 95]
J 1237+0647	2.78	2.68959	$20.00 \pm 0.15$	$0.34 \pm 0.12$	Zn	$19.20 \pm 0.13$	$14.48 \pm 0.05$	[85]
J 1331+170	2.08	1.77637	$21.18 \pm 0.04$	$-1.22 \pm 0.10$	Zn	$19.43 \pm 0.10$	$14.83 \pm 0.15$	[9, 96]
		1.77670		$-1.22 \pm 0.10$	Zn	$19.39 \pm 0.11$	$14.61 \pm 0.20$	[9, 96]
J 1439+1117	2.58	2.41837	$20.10 \pm 0.10$	$0.16 \pm 0.11$	Zn	$19.38 \pm 0.10$	$14.87 \pm 0.03$	[24, 82]
J 2100-0641	3.14	3.09149	$21.05 \pm 0.15$	$-0.73 \pm 0.15$	Si	$18.76 \pm 0.04$	$13.83 \pm 0.06$	[87, 97]
J 2123-0050	2.261	2.0593	$19.18 \pm 0.15$	$-0.19 \pm 0.10$	S	$17.94 \pm 0.01$	$13.87 \pm 0.06$	[88]
J 2340-0053	2.083	2.05	$20.35 \pm 0.05$	$-0.52 \pm 0.06$	S	$18.62^{+0.02}_{-0.01}$	$14.11 \pm 0.06$	[90, 98]

(a) Металличность относительно солнечной [99]:  $[\text{X}/\text{H}] = \log(\text{X}/\text{H}) - \log(\text{X}/\text{H})_{\odot}$ .

Столбцы: (i) название квазара; (ii) красное смещение квазара; (iii) красное смещение DLA системы; (iv) лучевая концентрация  $\text{H}_2$ ; (v) металличность; (vi) элемент, используемый для оценки металличности; (vii) лучевая концентрация  $\text{H}_2$ ; (viii) лучевая концентрация HD; (ix) ссылка на работы, откуда брались значения лучевых концентраций и красных смещений.

Таблица 2.2: DLA системы, содержащие  $\text{H}_2$ .

Квazar	$z_{\text{em}}$	$z_{\text{abs}}$	$\log N_{\text{HI}}$	$[\text{X}/\text{H}]^a$	X	$\log N_{\text{H}_2}$	Литература
Данные VLT/X-shooter:							
J0136+0440	2.78	2.779	$20.73 \pm 0.01$	$-0.58 \pm 0.03$	S	$18.65^{+0.06}_{-0.07}$	[22]
J0858+1749	2.65	2.625	$20.40 \pm 0.01$	$-0.63 \pm 0.02$	S	$19.72^{+0.01}_{-0.02}$	[22]
J0906+0548	2.79	2.567	$20.13 \pm 0.01$	$-0.18^{+0.05}_{-0.08}$	S	$18.88 \pm 0.02$	[22]
J0917+0154	2.18	2.107	$20.75 \pm 0.04$	$0.17 \pm 0.07$	Zn	$20.11 \pm 0.06$	[25, 107]
J0946+1216	2.66	2.607	$21.15 \pm 0.02$	$-0.48 \pm 0.01$	S	$19.97^{+0.01}_{-0.02}$	[22]
J1143+1420	2.58	2.323	$21.64 \pm 0.06$	$-0.80 \pm 0.06$	Zn	$18.3 \pm 0.1$	[20]
J1146+0743	3.03	2.840	$21.54 \pm 0.01$	$-0.57 \pm 0.02$	Zn	$18.82^{+0.03}_{-0.02}$	[22]
J1236+0010	3.02	3.033	$20.78 \pm 0.01$	$-0.58^{+0.04}_{-0.03}$	S	$19.76 \pm 0.01$	[22]
J1513+0352	2.68	2.46	$21.83 \pm 0.01$	$-0.84 \pm 0.23$	Zn	$21.31 \pm 0.01$	[103]
J2232+1242	2.30	2.230	$21.75 \pm 0.03$	$-1.48 \pm 0.05$	Zn	$18.56 \pm 0.02$	[20]
J2347-0051	2.62	2.588	$20.47 \pm 0.01$	$-0.60^{+0.06}_{-0.09}$	S	$19.44 \pm 0.01$	[22]
Данные высокого разрешения (Keck/HIRES и VLT/UVES):							
HE0027-1836	2.56	2.402	$21.75 \pm 0.10$	$-1.63 \pm 0.10$	Zn	$17.43 \pm 0.02$	[20, 104]
J0812+3208	2.70	2.067	$21.50 \pm 0.20$	$-1.83 \pm 0.20$	Si	$19.28 \pm 0.01^c$	[98, 97]
J0816+1446	3.85	3.287	$22.00 \pm 0.10$	$-1.10 \pm 0.10$	Zn	$18.48 \pm 0.02^c$	[106]
J1311+2225	3.14	3.093	$20.62 \pm 0.10$	$-0.34^{+0.13}_{-0.14}$	Zn	$19.69 \pm 0.01^c$	[25, 23]
J2140-0321	2.48	2.339	$22.41 \pm 0.03$	$-1.52 \pm 0.08$	Zn	$20.13 \pm 0.07$	[20, 108]

(a) Металличность относительно солнечной [99]:  $[\text{X}/\text{H}] = \log(\text{X}/\text{H}) - \log(\text{X}/\text{H})_{\odot}$ .

Столбцы: (i) название квазара; (ii) красное смещение квазара; (iii) красное смещение DLA системы; (iv) лучевая концентрация  $\text{H I}$ ; (v) металличность; (vi) элемент, используемый для оценки металличности; (vii) лучевая концентрация  $\text{H}_2$ ; (viii) ссылки на работы, откуда брались значения лучевых концентраций и красных смещений.

вает сечение переходов между уровнями энергии, а функция Гаусса – распределение частиц по скоростям, так как предполагается, что частицы в МЗС тепловые. Однако в среде также есть турбулентные движения (например, от ударных волн), но они могут быть учтены в распределении Гаусса как дополнительное слагаемое в параметре Доплера (который описывает ширину нормального распределения):

$$b = \sqrt{b_{\text{th}}^2 + b_{\text{turb}}^2}, \quad (2.1)$$

где  $b_{\text{th}}$  описывает ширину функции Гаусса в случае чисто теплового распределения, а  $b_{\text{turb}}$  описывает вклад от турбулентных движений. Тогда основные параметры, от которых зависит профиль линии, – это лучевая концентрация  $N$ , параметр Доплера  $b$  и красное смещение  $z$ .

Непоглощенный континуум оценивался с помощью интерполяции сплайном в областях, где отсутствуют заметные абсорбционные линии. Спектральные пиксели, которые использовались для подгонки, выбирались индивидуально, чтобы исключить случаи очевидного блендирования другими линиями (в основном линиями Лайман  $\alpha$  леса); при анализе линии подгонялись одновременно. Оценки и доверительные интервалы на параметры (то есть на  $b$ ,  $N$  и  $z$ ) были получены на основе анализа апостериорной функции распределения, полученной с использованием байесова подхода. Для сравнения данных и модели использовалась стандартная функция правдоподобия:

$$\ln L = -\frac{1}{2} \sum_{i=1}^n \left( \frac{y_i - f(\lambda_i)}{\sigma_i} \right)^2. \quad (2.2)$$

Предполагалось, что спектральные пиксели  $y_i$  (измеренные на длине волны  $\lambda_i$  с неопределенностями измерения  $\sigma_i$ ) имеют нормальное распределение (здесь  $f$  – это модель, используемая при подгонке). Для использования формулы Байеса необходимо задавать априорную вероятность параметров модели. Мы использовали априорную вероятность красных смещений компонент HD и параметров Доплера из анализа линий  $\text{H}_2$  либо  $\text{C I}$  (взятые, например, из работы [3]). Для подгонки линий  $\text{H}_2$  обычно используется большое количество линий, а линии  $\text{C I}$  находятся в области, где нет линий Лайман  $\alpha$  леса, затрудняющих анализ. Для большинства данных, полученных на X-shooter,

спектральное разрешение не позволяет определить скоростную структуру, используя только линии HD, поэтому для некоторых систем лучевые концентрации и параметры Доплера для HD оказались вырожденными, что привело к большим неопределенностям в ограничениях на параметры. Далее при описании анализа линий HD считается, что используются априорные вероятности параметров Доплера и фиксированные красные смещения, полученные из анализа H<sub>2</sub>, если не указано другое.

Чтобы получить апостериорную функцию распределения для параметров, мы использовали метод Монте-Карло по схеме марковских цепей [3, 109]. Для оценки значений параметров и их неопределенностей были использованы максимум апостериорной функции распределения и доверительные интервалы, проведенные по уровню 68.3% (что соответствует  $1\sigma$  для нормального распределения), соответственно. Чтобы получить верхние пределы, были использованы односторонние доверительные интервалы, содержащие 68.3% ( $1\sigma$ ).

Кроме того, в спектрах X-shooter определение континуума для HD оказалось нетривиальной задачей, поэтому также оценивалась дополнительная неопределенность, связанная с положением континуума. Для этого было рассчитано большое количество реализаций (порядка 500), в каждой из которых уровень континуума для каждой линии сдвигался произвольным образом. Величины сдвигов брались из нормального распределения с дисперсией, взятой из средней неопределенности спектральных пикселей на длинах волн, соответствующих положению линий HD. Для каждой реализации  $i$  оценивалась лучевая концентрация  $N_{\text{HD}}^i$ , откуда было получено распределение лучевых концентраций HD. Затем из него оценивалось значение и неопределенность  $N_{\text{HD}}$ . По сравнению с подгонкой методом Монте-Карло в большинстве случаев неопределенности на  $N_{\text{HD}}$  увеличивались примерно в 2 раза. Это показывает важность учета неопределенности, связанной с положением континуума для спектров, полученных на X-shooter.

Ниже описаны результаты для систем, в которых были идентифицированы молекулы HD:

1. *J0858+1749*

Спектр квазара J0858+1749 был получен на VLT/X-shooter, а линии

$\text{H}_2$  и металлов в DLA системе на  $z = 2.62524$  были проанализированы в работе [22]. Молекулы HD были идентифицированы на красном смещении компоненты  $\text{H}_2$ , в которой  $\log N_{\text{H}_2} = 19.72_{-0.02}^{+0.01}$  и  $b = 7.9_{-0.4}^{+0.4}$  км с $^{-1}$ . Тогда из линии HD L8-0R(0) и красных крыльев линий HD L4-0R(0), HD L7-0R(0), HD L11-0R(0) и HD L12-0R(0) была оценена концентрация HD  $\log N_{\text{HD}} = 14.87_{-0.09}^{+0.06}$ . Погонка линий HD показана на рисунке 2.1.

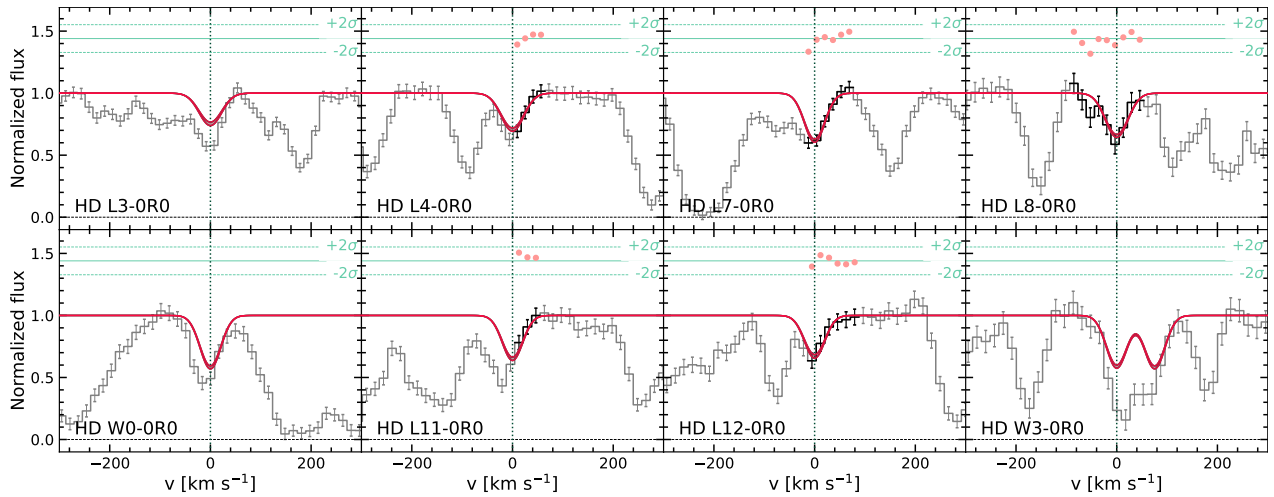


Рисунок 2.1: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.62524$  в спектре квазара J 0858+1749. Серые и черные линии показывают весь спектр и пиксели, использованные для подгонки, соответственно. Красная линия показывает рассчитанные профили линий HD. Закрашенная область между красными линиями соответствует интервалу в 68% из распределения моделей, полученного из апостериорной функции распределения подгоночных параметров. Красные точки на верхней части каждой панели показывают невязку. Вертикальные штриховые линии соответствуют центральной позиции скоростной компоненты модельного профиля.

## 2. J 1311+2225

Многокомпонентная DLA система в спектре квазара J 1311+2225, содержащая  $\text{H}_2$ , была найдена по линиям C I [29]. В работе [25] были проанализированы линии  $\text{H}_2$  с помощью однокомпонентной модели и было получено, что  $\log N_{\text{H}_2} = 19.69 \pm 0.01$ , однако было указано, что в спектре различимы четыре компоненты  $\text{H}_2$ .



Нами была использована четырехкомпонентная модель для поиска молекул HD, ассоциированных с линиями C I (см. раздел A.2), и в трех из них были найдены молекулы HD (компоненты 2, 3, 4). Однако в третьей компоненте C I был получен достаточно большой параметр Доплера ( $\sim 12$  км/с), что может указывать на неразрешенную скоростную структуру внутри этой компоненты. Поэтому при анализе HD не были использованы красные смещения и априорные вероятности  $b$  (кроме слабой компоненты 1, в которой был поставлен верхний предел на концентрацию HD). Полученные концентрации молекул HD  $\log N_{\text{HD},J=0} \lesssim 12.81, 14.82 \pm 0.08, 14.30_{-0.31}^{+0.37}$  и  $14.27_{-0.13}^{+0.10}$  для компонент 1, 2, 3 и 4, соответственно. Также для компонент 2, 3, 4 были оценены верхние пределы на HD  $J = 1$ :  $\lesssim 14.3, \lesssim 13.9, \lesssim 13.8$ . Подгонка линий HD  $J = 0$  показана на рисунке 2.2, а HD  $J = 1$  – на рисунке 2.3.

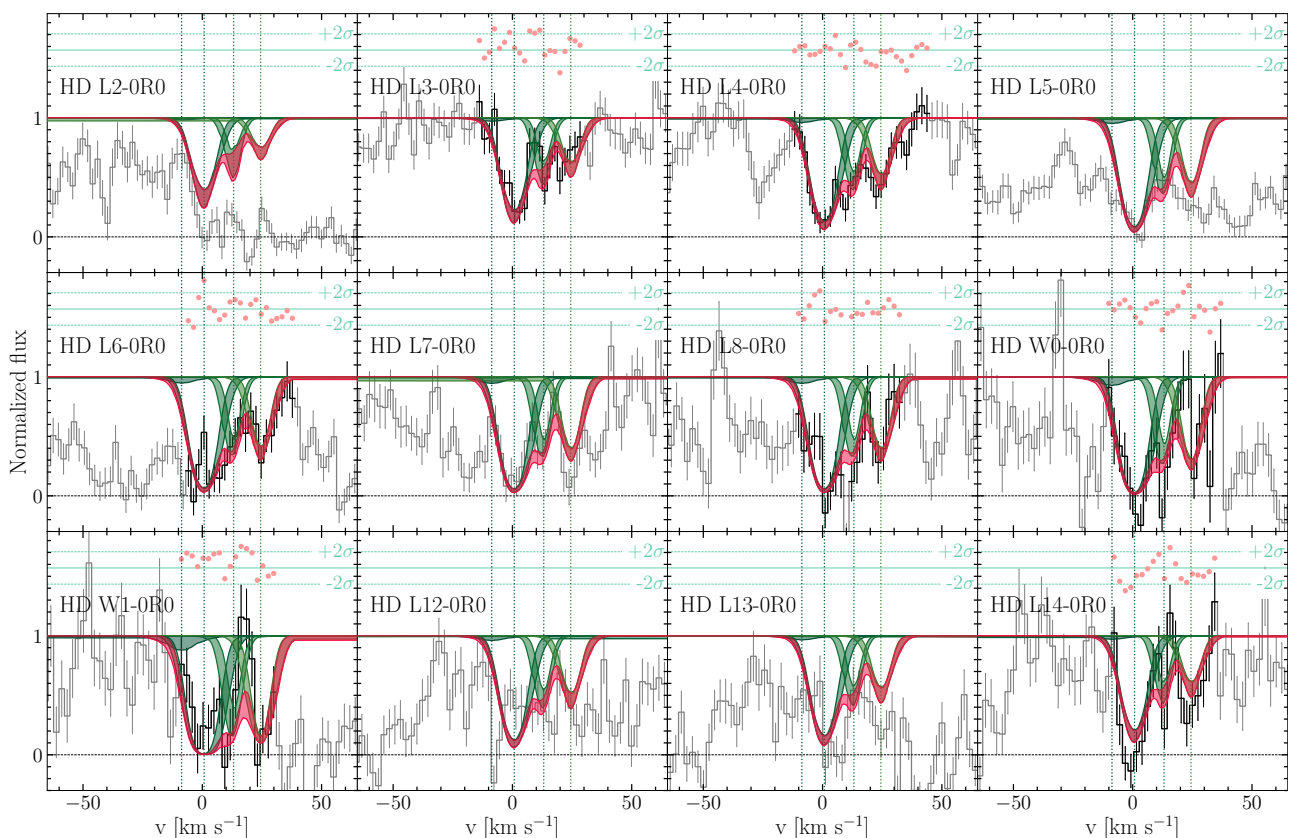


Рисунок 2.2: Подгонка линий HD  $J = 0$  в абсорбционной системе на  $z \approx 3.092$  в спектре квазара J1311+2225. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1. Зеленые линии разных оттенков соответствуют различным компонентам.

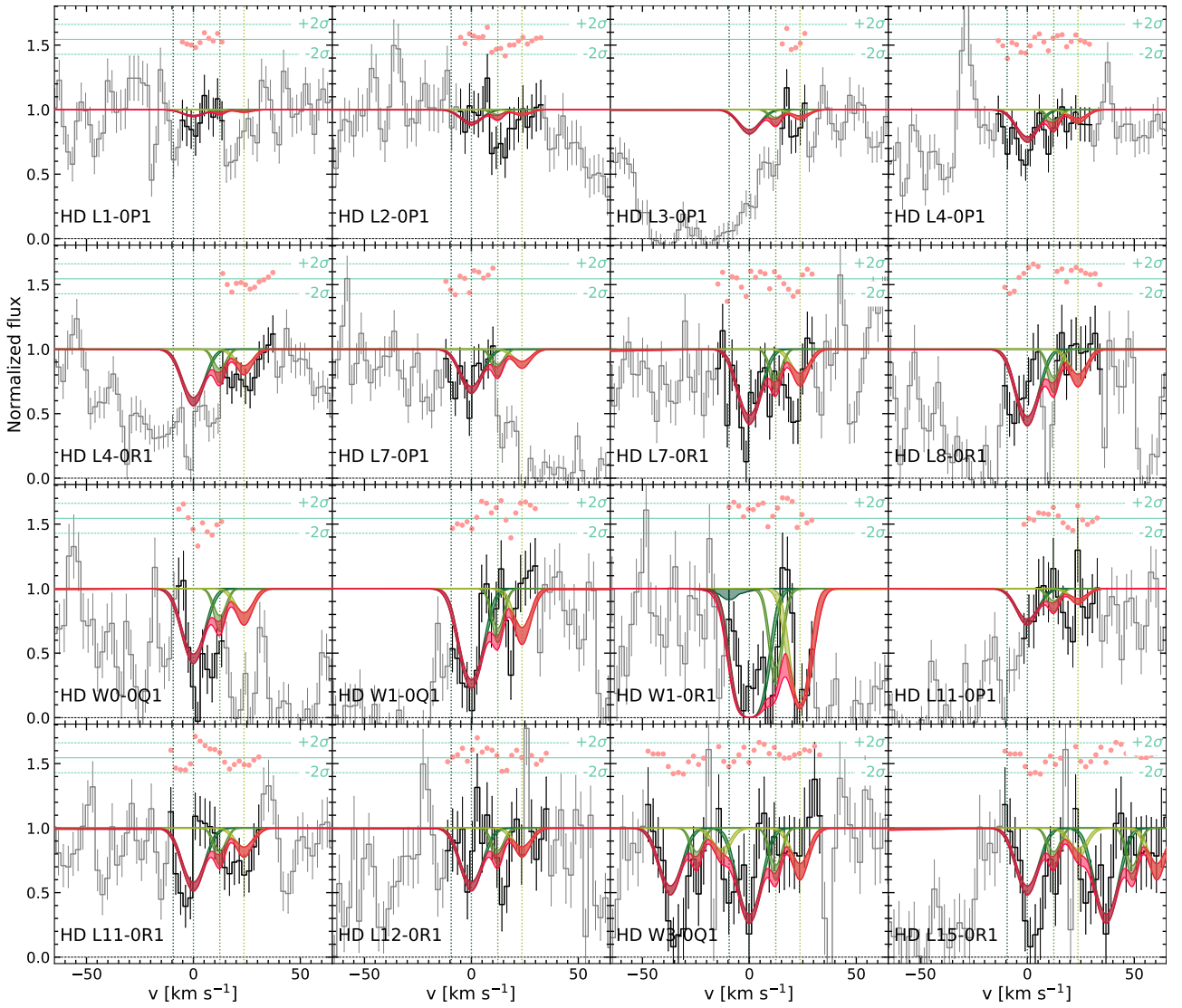


Рисунок 2.3: Подгонка линий HD  $J = 1$  в абсорбционной системе на  $z \approx 3.092$  в спектре квазара J 1311+2225. Линия W1-0R1 блендирована линией W1-0R0. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

### 3. $J\ 1513+0352$

ESDLA система на  $z = 2.463598$  в спектре квазара J 1513+0352 была найдена в каталоге SDSS [110], а спектр квазара, используемый в работе, был получен спектрографом X-shooter. Детальный анализ этой системы был проведен в работе [103], где была найдена высокая лучевая концентрация  $N_2 \log N_{H_2} = 21.31 \pm 0.01$ . Это одна из наиболее высоких лучевых концентраций  $N_2$  в системах на больших красных смещениях, известных на сегодняшний день. В спектре также хорошо видны линии HD L0-0R0, HD L5-0R0 и HD L7-0R0, которые дают  $\log N_{HD} = 17.42^{+0.64}_{-1.09}$ . Так как линии  $N_2$  сильно насыщены, определить для них параметр Допле-

ра невозможно, поэтому в качестве априорной вероятности параметра Доплера HD были взяты значения, полученные для линий C I, ассоциированных с компонентой H<sub>2</sub>. Таким образом, это система с одной из самых высоких концентраций HD на больших красных смещениях. Однако, так как линии насыщенные и разрешение спектрографа среднее, то неопределенности на лучевую концентрацию получились достаточно большими. Подгонка абсорбционных линий HD показана на рисунке 2.4.

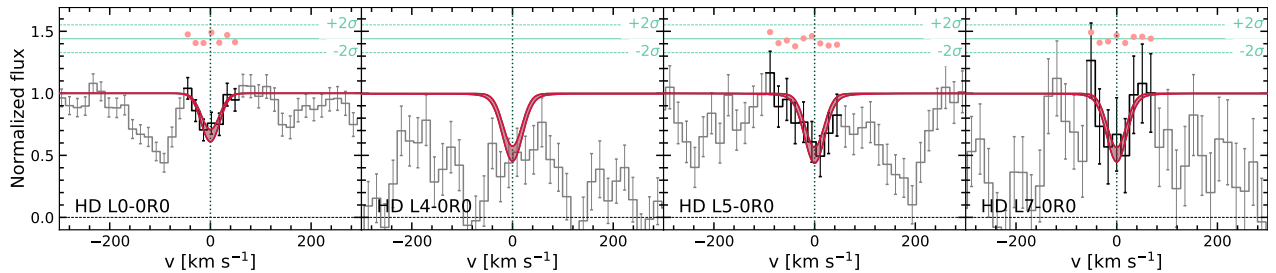


Рисунок 2.4: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.463598$  в спектре квазара J 1513+0352. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

#### 4. J 2340-0053

Абсорбционные линии C I и H<sub>2</sub> в DLA системе на  $z \approx 2.055$  в спектре квазара J 2340–0053 впервые были изучены в работе [97], в которой было найдено девять компонент в линиях C I, в семи из которых был идентифицированы молекулы H<sub>2</sub>. Затем спектр был заново проанализирован в работе [90], в которой использовалась семикомпонентная модель и для C I, и для H<sub>2</sub>, при этом оказалось, что компоненты C I и H<sub>2</sub> соответствуют друг другу. Линии HD были независимо и практически одновременно проанализированы в работах [90] и нами в работе [98].

Для анализа использовался спектр из базы данных KODIAQ [111] и наш независимый анализ H<sub>2</sub> [23]. Линии H<sub>2</sub> подгонялись семикомпонентной моделью, и параметры Доплера для  $J = 0$  и 1 считались равными, а для  $J > 1$  – свободными. Также использовалась штрафная функция, которая обеспечивала рост параметра Доплера с увеличением номера вращательного уровня энергии  $J$  (наблюдение этого эффекта описано

в работах [112, 104]), а также гладкую форму диаграммы населенностей уровней  $\text{H}_2$ . В результате мы получили  $\log N_{\text{H}_2} = 18.57 \pm 0.02$ , что оказалось несколько выше значения, полученного в работе [90] ( $\log N_{\text{H}_2} = 17.99 \pm 0.05$ ). На красных смещениях компонент  $\text{H}_2$  был выполнен поиск молекул HD. Для анализа использовались априорные вероятности параметров Доплера, полученные из анализа линий  $\text{H}_2$   $J = 0$ . Полученная полная концентрация HD  $\log N_{\text{HD}} = 14.11 \pm 0.06$  немного меньше значения, из работы [90] ( $\log N_{\text{HD}} = 14.28 \pm 0.08$ ). Подгонка линий HD показана на рисунке 2.5.

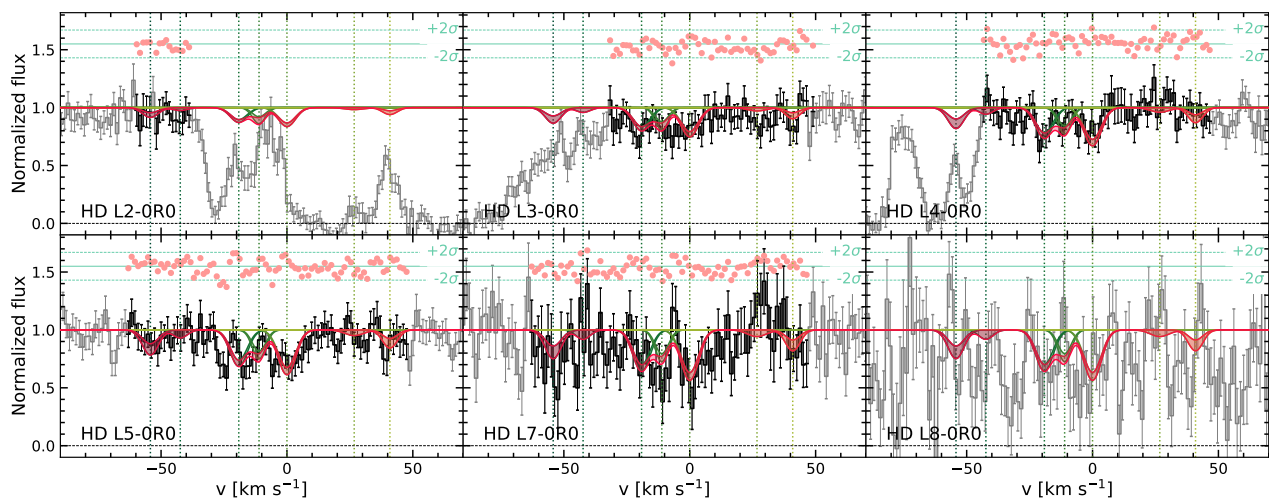


Рисунок 2.5: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z \approx 2.054$  в спектре квазара J 2340+0053. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

### 5. *J 2347+0051*

В спектре, полученном с помощью спектрографа X-shooter [22], в DLA системе, содержащей  $\text{H}_2$  ( $z = 2.58797$ ,  $\log N_{\text{H}_2} = 19.44 \pm 0.01$ ,  $b = 6.2^{+0.2}_{-0.2}$  км с $^{-1}$ ), были идентифицированы абсорбционные линии HD. Чтобы найти лучевую концентрацию HD были использованы линии HD L3-0R(0), HD L5-0R(0), HD L7-0R(0), HD L13-0R(0) и HD L15-0R(0). Тогда  $\log N_{\text{HD}} = 14.33^{+0.18}_{-0.16}$ , подгонка линий HD показана на рисунке 2.6.

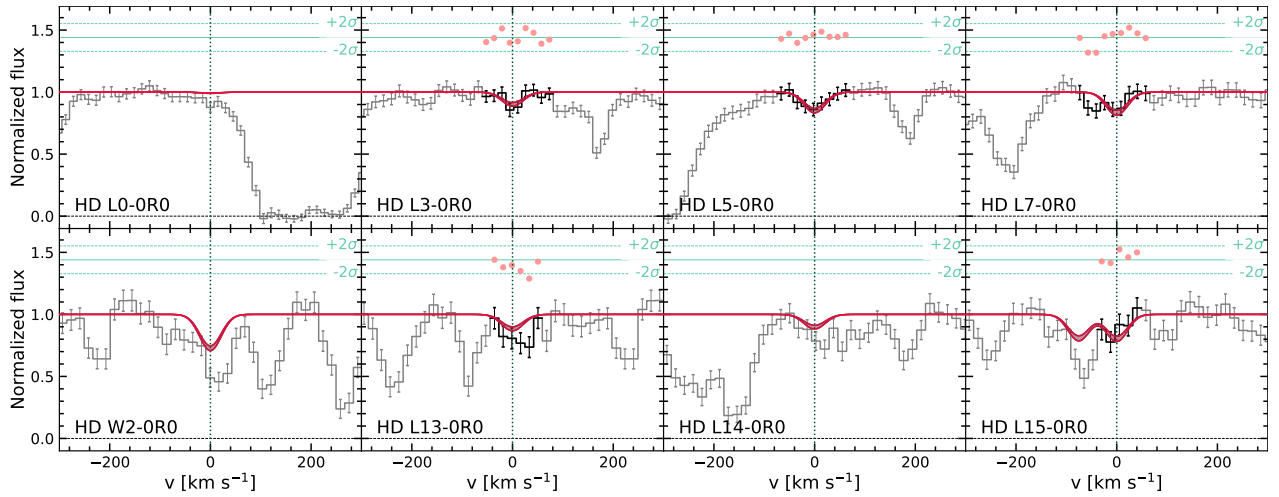


Рисунок 2.6: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.587971$  в спектре квазара J 2347+0051. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

## 2.4 Результаты

Результаты новых измерений и верхних пределов на лучевые концентрации HD (а также  $\text{H}_2$  для некоторых систем) показаны в таблице 2.3. Подгонки профилей абсорбционных линий HD в системах, где молекулы HD были идентифицированы, показаны на рисунках 2.1–2.6, предполагаемые профили концентраций HD для систем, где были поставлены верхние пределы, показаны на рисунках A.2–A.12. Всего было выполнено пять новых измерений лучевых концентраций HD на больших красных смещениях (в спектрах квазаров J 1311+2225 и J 2340-0053 было найдено по несколько компонент) и поставлены верхние пределы на лучевые концентрации в остальных 12 системах (подробно описаны в приложении A).

На рисунке 2.7 полученные результаты сравниваются с уже известными результатами измерений на больших красных смещениях, в Млечном Пути [6] и с первичным изотопическим отношением  $(\text{D}/\text{H})_p$  [1]. Из рисунка видно, что отношения лучевых концентраций  $\text{HD}/2\text{H}_2$ , полученные для Галактики, примерно на порядок ниже, чем  $(\text{D}/\text{H})_p$ , в то время как измерения на больших красных смещениях ближе к изотопическому отношению, хотя и показывают довольно большой разброс. Известно, что есть несколько процессов, влияю-

щих на относительную концентрацию HD/H<sub>2</sub>. Один из них – фракцинация – это процесс, при котором атом дейтерия D (один или несколько) замещает водород сложных молекулах, таких как D<sub>2</sub>, HDO, D<sub>2</sub>O, NH<sub>2</sub>D, NHD<sub>2</sub>, ND<sub>3</sub>, H<sub>2</sub>D<sup>+</sup>, DCO<sup>+</sup> и др. Однако сложные молекулы достаточно слабо распространены и присутствуют в основном в холодной плотной среде с  $n \gtrsim 10^5 \text{ см}^{-3}$  и  $T \lesssim 25 \text{ K}$  [113]. Такая среда сильно отличается от диффузной, которая обычно детектируется в абсорбционных системах, поэтому процесс фракцинации играет ничтожно малую роль. Также известно, что средняя металличность в DLA системах на больших красных смещениях в среднем ниже, чем в нашей Галактике. Это указывает на то, что меньше газа прошло через процессы звездообразования и меньше обогатилось тяжелыми элементами. При этом, в процессе звездообразования дейтерий не нарабатывается, а лишь разрушается<sup>3</sup> (так называемый процесс астрации), поэтому при меньших металличностях ожидается бóльшая полная концентрация дейтерия. Тем не менее, моделирование [11] показало, что D/H в результате процессов звездообразования в МЗС уменьшается не более чем на 1/3 от своего первичного значения, поэтому астрация не может объяснить такое различие в наблюдаемых данных. С другой стороны, в главе 4 будет показано, что низкая металличность влияет на скорость образования молекул HD, увеличивая ее, таким образом, позволяя объяснить наблюдаемое различие естественным образом. Помимо этого, наблюдаемые значения HD и H<sub>2</sub> позволяют оценивать физические условия в системах на больших красных смещениях, где они были идентифицированы, что будет подробно обсуждаться в главе 5.

## 2.5 Выводы к главе

Был проведен систематический поиск молекул HD на больших красных смещениях в системах, где были найдены молекулы H<sub>2</sub>. В пяти новых системах были идентифицированы молекулы HD, при этом в некоторых системах было найдено по несколько компонент. В 12 были оценены верхние преде-

---

<sup>3</sup>Дейтерий не нарабатывается в звездах, так как в pp-цикле в звездах дейтерий быстро перегорает в <sup>3</sup>He, поэтому практически весь дейтерий, который наблюдается в МЗС, образовался в процессе первичного нуклеосинтеза.

Таблица 2.3: Результаты анализа линий HD в далеких галактиках.

Квazar	$z$	$b$ (км/с)	$\log N_{\text{HD}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$
Данные среднего спектрального разрешения (X-shooter):					
J 0136+0440	2.779430	$7.7^{+2.4}_{-1.9}$	$< 14.5$	$18.64^{+0.06}_{-0.08}$	$< 3.6 \times 10^{-5}$
J 0858+1749	2.625241	$7.9^{+0.4}_{-0.4}$	$14.87^{+0.06}_{-0.09}$	$19.72^{+0.01}_{-0.02}$	$(7.1^{+1.1}_{-1.4}) \times 10^{-6}$
J 0906+0548	2.569180	$6.8^{+0.1}_{-0.1}$	$< 14.7$	$18.87^{+0.02}_{-0.02}$	$< 3.4 \times 10^{-5}$
J 0917+0154 <sup>a</sup>	2.10586	$5.2^{+1.1}_{-1.8}$	$< 12$	$17.96^{+0.82}_{-0.16}$	$< 5.5 \times 10^{-7}$
	2.10624	$6.4^{+1.5}_{-2.4}$	$< 15.9$	$18.4^{+1.0}_{-0.3}$	$< 1.6 \times 10^{-3}$
	2.106812	$4.7^{+1.1}_{-1.3}$	$< 18.1$	$20.09^{+0.07}_{-0.08}$	$< 5.1 \times 10^{-3}$
J 0946+1216	2.606406	$9.8^{+0.8}_{-0.3}$	$< 15.2$	$19.96^{+0.01}_{-0.02}$	$< 9.0 \times 10^{-6}$
J 1143+1420	2.3228054	$2.2^{+2.0}_{-0.6}$	$< 15$	$18.3^{+0.1}_{-0.1}$	$< 2.5 \times 10^{-4}$
J 1146+0743	2.839459	$7.6^{+0.1}_{-0.4}$	$< 14.5$	$17.94^{+0.11}_{-0.13}$	$< 1.8 \times 10^{-4}$
	2.841629	$11.4^{+0.5}_{-0.7}$	$< 14.4$	$18.76^{+0.01}_{-0.01}$	$< 2.2 \times 10^{-5}$
J 1236+0010	3.03292	$2.3^{+0.2}_{-0.2}$	$< 16.1$	$19.76^{+0.01}_{-0.01}$	$< 1.1 \times 10^{-4}$
J 1513+0352	2.463598	$3.9^{+0.3}_{-0.3}$	$17.42^{+0.64}_{-1.09}$	$21.31^{+0.01}_{-0.01}$	$(6.4^{+2.1}_{-5.9}) \times 10^{-5}$
J 2232+1242	2.2279378	$8.1^{+1.1}_{-1.2}$	$< 13.8$	$18.56^{+0.02}_{-0.02}$	$< 8.7 \times 10^{-4}$
J 2347+0051	2.587971	$6.2^{+0.2}_{-0.2}$	$14.33^{+0.18}_{-0.16}$	$19.44^{+0.01}_{-0.01}$	$(3.9^{+2.0}_{-1.2}) \times 10^{-6}$
Данные высокого спектрального разрешения (UVES, HIRES):					
HE 0027-1836	2.4018258	$1.2^{+0.1}_{-0.2}$	$< 13.6$	$17.43^{+0.02}_{-0.02}$	$< 7.4 \times 10^{-5}$
J 0812+3208	$2.066780^{(+1)}_{(-1)}$	$4.4^{+0.1}_{-0.1}$	$< 14.4$	$19.26^{+0.02}_{-0.01}$	$< 7.4 \times 10^{-6}$
J 0816+1446 <sup>a</sup>	$3.287252^{(+3)}_{(-2)}$	$0.6^{+0.1}_{-0.1}$	$< 14.9$	$16.97^{+0.09}_{-0.10}$	$< 4.3 \times 10^{-3}$
	$3.287399^{(+2)}_{(-3)}$	$1.5^{+0.1}_{-0.1}$	$< 14$	$18.43^{+0.04}_{-0.03}$	$< 1.9 \times 10^{-5}$
	$3.287515^{(+2)}_{(-3)}$	$1.1^{+0.1}_{-0.1}$	$< 14.2$	$17.60^{+0.10}_{-0.10}$	$< 2.0 \times 10^{-4}$
J 1311+2225	$3.091410^{(+21)}_{(-14)}$	$8.0^{+4.6}_{-5.4}$	$< 12.8$	$17.87^{+0.37}_{-0.33}$	$< 4.4 \times 10^{-6}$
	$3.0915397^{(+66)}_{(-77)}$	$5.4^{+0.8}_{-0.8}$	$14.82^{+0.08}_{-0.08}$	$19.52^{+0.02}_{-0.02}$	$(1.0^{+0.3}_{-0.2}) \times 10^{-5}$
	$3.091714^{(+28)}_{(-48)}$	$\lesssim 2.8$	$14.30^{+0.37}_{-0.31}$	$18.25^{+0.22}_{-0.39}$	$(5.6^{+13.7}_{-3.2}) \times 10^{-5}$
	$3.091871^{(+11)}_{(-26)}$	$4.0^{+1.6}_{-1.2}$	$14.27^{+0.10}_{-0.13}$	$18.57^{+0.05}_{-0.09}$	$(2.5^{+0.9}_{-0.7}) \times 10^{-6}$
	Total:		$15.02^{+0.11}_{-0.07}$	$19.59^{+0.01}_{-0.01}$	$(1.3^{+0.4}_{-0.2}) \times 10^{-5}$
J 2140-0321	$2.33996^{(+3)}_{(-3)}$	$4.5^{+0.9}_{-0.7}$	$< 14.6$	$20.13^{+0.07}_{-0.07}$	$< 1.5 \times 10^{-6}$
J 2340-0053 <sup>a</sup>	$2.0541703^{(+6)}_{(-4)}$	$2.5^{+0.1}_{-0.1}$	$< 13.5$	$15.99^{+0.04}_{-0.04}$	$< 1.7 \times 10^{-3}$
	$2.0542913^{(+4)}_{(-9)}$	$1.7^{+0.1}_{-0.2}$	$< 12.7$	$15.24^{+0.04}_{-0.03}$	$< 1.4 \times 10^{-3}$
	$2.054528^{(+3)}_{(-3)}$	$3.0^{+0.1}_{-0.2}$	$< 13.8$	$17.11^{+0.12}_{-0.14}$	$< 2.2 \times 10^{-4}$
	$2.054610^{(+1)}_{(-1)}$	$1.0^{+0.1}_{-0.3}$	$13.60^{+0.15}_{-0.14}$	$18.27^{+0.06}_{-0.06}$	$(1.1^{+0.5}_{-0.3}) \times 10^{-5}$
	$2.054723^{(+3)}_{(-3)}$	$3.1^{+0.1}_{-0.1}$	$13.84^{+0.05}_{-0.05}$	$18.14^{+0.04}_{-0.04}$	$(2.5^{+0.4}_{-0.3}) \times 10^{-5}$
	$2.0549952^{(+5)}_{(-4)}$	$3.8^{+0.1}_{-0.1}$	$< 12.6$	$16.43^{+0.03}_{-0.03}$	$< 7.1 \times 10^{-5}$
	$2.0551398^{(+6)}_{(-4)}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	$13.29^{+0.15}_{-0.21}$	$17.43^{+0.04}_{-0.05}$	$(3.6^{+1.6}_{-0.3}) \times 10^{-5}$
	Total:		$14.11^{+0.06}_{-0.06}$	$18.57^{+0.02}_{-0.02}$	$(1.7^{+0.3}_{-0.2}) \times 10^{-5}$

<sup>a</sup> Эти системы были заново проанализированы, чтобы получить самосогласованные результаты для HD, H<sub>2</sub> и C I.

Столбцы: (i) название квазара; (ii) красное смещение абсорбционной системы; (iii) параметр Доплера; (iv) лучевая концентрация HD; (v) лучевая концентрация H<sub>2</sub>; (vi) отношение лучевых концентраций HD/2H<sub>2</sub>.

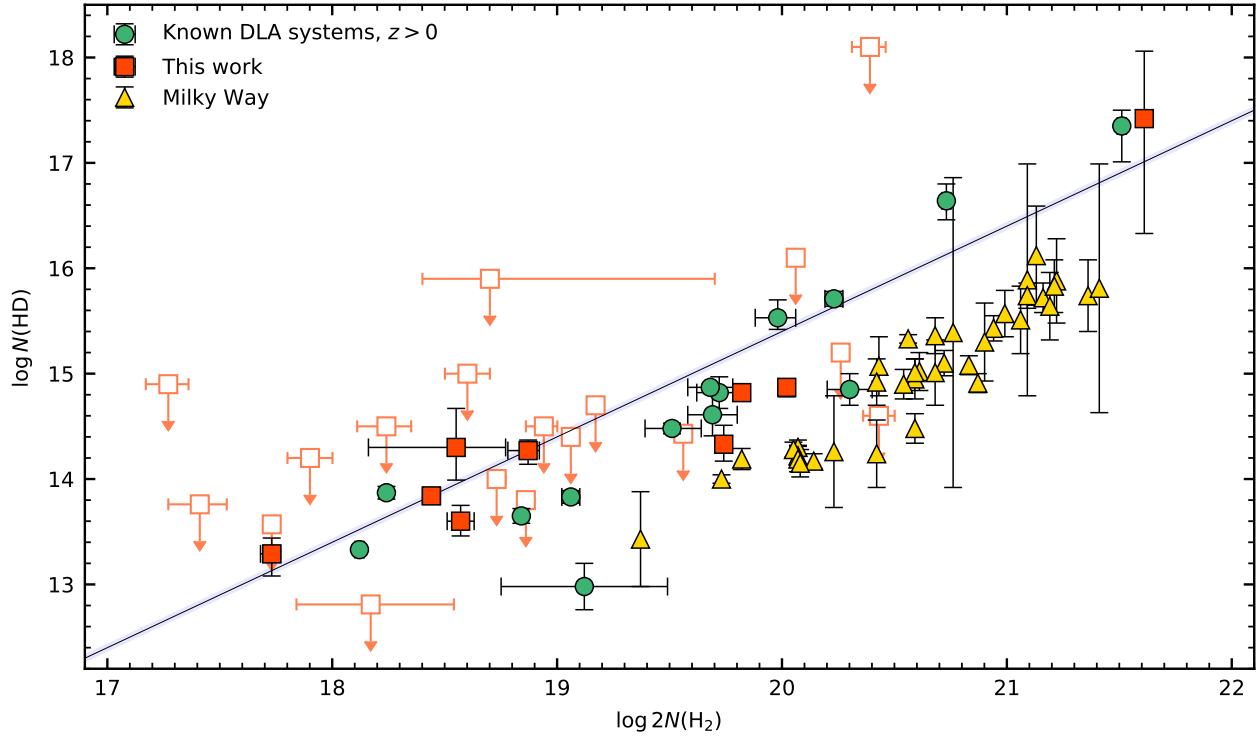


Рисунок 2.7: Относительная распространенность молекул HD и H<sub>2</sub>. Зеленые, красные и желтые символы соответствуют известным системам на больших красных смещениях, содержащим HD (ссылки см. таблицу 2.1), новым измерениям (и верхним пределам) HD на больших красных смещениях (заполненные и незаполненные символы, см. таблицу 2.3) и измерениям в нашей Галактике [6], соответственно. Сплошная голубая прямая показывает первичное изотопическое отношение (D/H)<sub>p</sub> [1].

лы на лучевые концентрации HD, в основном из-за недостаточного качества спектра и значительного блендирования линиями Лайман α леса и молекул H<sub>2</sub>. Таким образом, выборка DLA систем, содержащих HD, на больших красных смещениях была значительно увеличена.

Подтверждено существование значительного разброса относительной распространенности HD/2H<sub>2</sub> относительно первичного изотопического отношения (D/H)<sub>p</sub> для систем на больших красных смещениях, что затрудняет оценку (D/H)<sub>p</sub> по измеренным значениям  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$ . Вероятно, такой разброс объясняется различием в физических условиях в каждой из систем, что может быть использовано для оценки физических параметров в наблюдаемых системах с помощью моделирования.



Основные результаты, полученные в главе:

1. Выполнен систематический поиск молекул HD в DLA системах на больших красных смещениях, содержащих молекулы  $\text{H}_2$ . Это увеличило выборку систем на  $z \gtrsim 2$ , в которых были идентифицированы молекулы HD, на  $\sim 40\%$ .
2. Найдены молекулы HD в пяти системах в спектрах квазаров J 0858+1749, J 1513+0352, J 2347+0051, J 1311+2225 и J 2340-0053. В системах в спектрах квазаров J 1311+2225 и J 2340-0053 молекулы HD были найдены в нескольких компонентах. В 12 системах на лучевые концентрации HD были поставлены верхние пределы. Подтвержден большой разброс относительной лучевой концентрации HD/ $\text{H}_2$  на больших красных смещениях относительно первичного изотопического отношения  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ , что значительно затрудняет оценку  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ .
3. В спектре квазара J 0812+3208 на красном смещении  $z = 2.066780$  найдена новая абсорбционная система, содержащая молекулярный водород.

## Глава 3

# HI в Магеллановых Облаках

### 3.1 Введение

Один из способов детального изучения межзвездной среды в низкометаллических галактиках – это изучение карликовых галактик Местной группы, ближайšie из которых – Магеллановы Облака, спутники Млечного Пути.

Большое Магелланово Облако (БМО) – это спиральная галактика с баром и ярким северным спиральным рукавом и слабым южным, находящаяся на расстоянии около 50 кпк от Солнца [114]. Большая часть процессов звездообразования в БМО происходит в баре и северном рукаве (так, например, одна из наиболее изученных областей звездообразования – 30 Золотой Рыбы (или 30 Dor) – находится в северо-восточной части бара). Средняя металличность БМО <sup>1</sup>  $\sim 0.5Z_{\odot}$  [8]. Малое Магелланово Облако (ММО) – это неправильная галактика на расстоянии около 62 кпк от Солнца [115]. В ней можно выделить структуру, похожую на бар (наиболее турбулентная и плотная область ММО, в которой сосредоточены практически все молодые области звездообразования, обладает высокой светимостью в УФ диапазоне) и более спокойное и разреженное крыло в восточной части. Средняя металличность ММО  $\sim 0.2Z_{\odot}$  [8], что сравнимо со средней металличностью, наблюдаемой в DLA системах на больших красных смещениях ( $z \sim 2 - 3$ , см., например, [116]). От восточного крыла ММО до западной части БМО протягивается Магелланов Мост – полоса нейтрального водорода, содержащая небольшое количество звезд [117]. В основном это молодые звезды [118, 119], но есть и достаточно старые, образовавшиеся более 300 млн лет назад, еще до образования Магелланова

---

<sup>1</sup>В работе [8] средняя металличность в Большом и Малом Магеллановых Облаках измерялась по наблюдениям спектров сверхгигантов класса F, а также эмиссионных линий от ярких областей H II и остатков сверхновых.

Моста [120], вероятно, подтверждающие его приливную природу. Считается, что Магелланов Мост появился в результате взаимодействия между ММО и БМО около 200 миллионов лет назад и состоит из вещества как ММО, так и БМО (см., например, [121]). Распространенность металлов в нем сильно отличается от распространенностей в БМО и ММО и может быть даже ниже, чем в ММО [122, 123, 124, 125]. Таким образом, благодаря близкому расстоянию от нашей Галактики Магеллановы Облака дают уникальную возможность изучения низкометаллической МЗС вдоль различных лучей зрения в направлении на яркие звезды и являются хорошими пробными системами при изучении эволюции далеких галактик.

Для наблюдения молекул HD и H<sub>2</sub> в диффузной МЗС в Млечном Пути и ближайших галактиках используется метод спектроскопии абсорбционных систем, описанный в главе 2, при этом в качестве фонового источника используются яркие звезды O или B класса. Однако в данном случае абсорбционные линии HD и H<sub>2</sub> попадают в УФ диапазон ( $\lambda \lesssim 1100\text{\AA}$ ), который поглощается земной атмосферой, поэтому для их наблюдения необходимо использовать космические УФ телескопы. Данные наилучшего качества и разрешения были получены телескопом Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE). Ранее данные FUSE уже использовались для изучения молекул HD и H<sub>2</sub> в нашей Галактике [6, 5], а также для поиска H<sub>2</sub> в Магеллановых Облаках [7]. Кроме того, данные FUSE использовались для анализа HD в некоторых системах в Магеллановых Облаках [126, 127], однако систематический поиск не был произведен.

Эта глава посвящена поиску и анализу абсорбционных линий молекул HD в Магеллановых Облаках. Для этого использовались архивные данные телескопа FUSE для тех систем, в которых концентрация  $\log N_{\text{H}_2} \gtrsim 18$  [7]. Кроме того, был проведен независимый анализ абсорбционных линий H<sub>2</sub> и получены населенности всех вращательных уровней, идентифицируемых в спектре, для всех рассматриваемых систем, так как ранее в основном оценивались лишь лучевые концентрации нижних вращательных уровней H<sub>2</sub>  $J = 0, 1$  [7].

## 3.2 Данные

Как было указано выше, абсорбционные линии электронных переходов HD и H<sub>2</sub> находятся в УФ части электромагнитного спектра ( $\lambda \lesssim 1100 \text{ \AA}$ ), наблюдения которой ограничены из-за атмосферного поглощения. Поэтому для анализа HD и H<sub>2</sub> были использованы архивные данные космического УФ телескопа FUSE [128, 129], рабочий диапазон которого 907 – 1187 Å и номинальное разрешение  $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 20000$ . В работе [130] были собраны и обработаны все наблюдения FUSE в Магеллановых Облаках (FUSE Magellanic Clouds Legacy Project<sup>2</sup>), а, используя эти данные, в работе [7] авторы нашли абсорбционные системы, содержащие молекулы H<sub>2</sub>, в 80 спектрах звезд в БМО и в 65 – в ММО. Среди них были отобраны те системы, в которых  $\log N_{\text{H}_2} \gtrsim 18$ , так как качество спектров FUSE не позволяет задетектировать  $\log N_{\text{HD}} \lesssim 13$  (типичная измеряемая относительная концентрация  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2} \lesssim 10^{-5}$ ). Таким образом, выборка, используемая в работе, содержит 48 систем в БМО и 46 систем в ММО.

### 3.2.1 Данные FUSE

Наблюдения FUSE обычно содержат несколько экспозиций, полученных на разных каналах (прибор состоял из детекторов двух типов: LiF и SiC, каждый из которых был разделен на 4 сегмента: 1A, 1B, 2A и 2B, поэтому одно наблюдение обычно содержит 8 спектров). В работе были использованы спектры из канала 1A LiF, так как они покрывают большую часть линий HD и H<sub>2</sub> и обладают высокой чувствительностью [131]. К сожалению, большая часть спектров FUSE оказалась плохо откалибрована по длине волны, поэтому при сложении отдельных экспозиций (для большинства звезд было получено по несколько экспозиций) была применена процедура, позволяющая улучшить качество калибровки и подробно описанная в приложении B.

---

<sup>2</sup>[https://archive.stsci.edu/prepds/fuse\\_mc/](https://archive.stsci.edu/prepds/fuse_mc/)

### 3.2.2 Данные HST

Для некоторых систем, рассматриваемых в данной главе, также есть архивные данные космического телескопа Hubble Space Telescope (HST), полученные с использованием спектрографов Cosmic Origin Spectrograph (COS,  $\lambda = 900 - 2150 \text{ \AA}$ ,  $R \sim 20000$ , [132]) и Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS,  $\lambda = 1150 - 3100 \text{ \AA}$ ,  $R \sim 30000 - 110000$ , [133]). В эти диапазоны попадают самые сильные переходы C I (например, на  $\lambda = 1328, 1560, 1656 \text{ \AA}$ ), что позволяет определять концентрацию нейтрального углерода и населенности уровней тонкой структуры. Кроме того, в рабочие диапазоны COS и STIS также попадают линии таких металлов, как P II, Zn II и S II, которые слабо оседают на пыли и поэтому обычно используются для оценки металличности в наблюдаемых системах [77]. Населенности уровней тонкой структуры C I и металличности важны для оценок физических условий в наблюдаемых системах (подробнее в главе 5). В данной главе линии C I и металлов были проанализированы лишь для тех систем, в которых были идентифицированы молекулы HD.

### 3.3 Анализ

Для анализа абсорбционных линий HD и H<sub>2</sub> был использован метод подгонки линий профилем Фойта, аналогичный описанному в разделе 2.3. Чтобы получить апостериорную функцию распределения для лучевых концентраций  $N$ , параметров Доплера  $b$  и красных смещений  $z$  (или сдвигов по скоростям  $v$ , которые обычно используются в наблюдениях в близких системах), был использован метод Монте-Карло по схеме марковских цепей [109]. Континуум строился с помощью сплайна отдельно для каждой линии каждого элемента (HD, H<sub>2</sub>, C I и др.) по непоглощенной части спектра около линий. Оценки на параметры и их неопределенности были получены из максимума апостериорного распределения и доверительного интервала на уровне значимости 68.3% ( $1\sigma$ ); в случае верхних пределов был использован односторонний интервал на уровне значимости 99.7% ( $3\sigma$ ).

Чтобы сделать анализ однородным, мы заново проанализировали линии  $\text{H}_2$ . В спектрах, полученных для Магеллановых Облаков, видно несколько нижних вращательных уровней (обычно  $J \lesssim 5$ , но в некоторых системах видны линии вплоть до  $J = 7$ ). В работе [7] для анализа линий  $\text{H}_2$  в большинстве систем подгонялись лишь нижние уровни  $J = 0, 1$ , однако в данной главе рассмотрена подгонка линий всех вращательных уровней, видимых в спектре, для каждой системы. Сдвиги по скоростям для всех уровней  $J$  были зафиксированы для каждой компоненты, но параметры Доплера считались свободными параметрами при подгонке (за исключением верхних уровней в некоторых системах, где значения  $b$  оказывались слишком большими; тогда эти параметры Доплера привязывались к параметрам с нижних уровней). Также, для того, чтобы уменьшить вероятность получения особенностей в диаграмме населенностей уровней  $\text{H}_2$  и зависимости параметра Доплера от номера вращательного уровня, была использована штрафная функция [134, 23]. Кроме того, было замечено, что, хотя номинальное разрешение спектров FUSE  $R = \lambda/\Delta\lambda = 20000$ , оно может уменьшаться в результате первичной обработки, перекалибровки и сложения спектров. Поэтому  $R$  также считалось параметром при подгонке линий  $\text{H}_2$ , и в большинстве случаев его значение лежит в диапазоне  $R \sim 11000 - 18000$ .

Для поиска линий HD использовалась скоростная структура, полученная при анализе линий  $\text{H}_2$ , то есть концентрации HD оценивались на скоростях, соответствующих скоростям компонент  $\text{H}_2$ . При анализе были использованы априорные вероятности параметров Доплера, полученные из результатов для  $\text{H}_2$   $J = 0$  (кроме систем, где молекулы HD были идентифицированы). В случае, когда для апостериорной функции распределения был виден один максимум, мы считали, что в компоненте есть измерение, а если бóльшая часть апостериорного распределения находилась возле нижней границы диапазона лучевых концентраций HD (при данном анализе она считалась  $\log N_{\text{HD}} = 10$ ), то в таком случае считалось, что в компоненте можно поставить только верхний предел на  $N_{\text{HD}}$ .

При анализе углерода подгонялись линии переходов, идущих с трех уровней тонкой структуры (обозначаются как C I, C I\* и C I\*\*), при этом использовались одинаковые сдвиги по скорости для всех уровней в каждой из компо-

нент. Один из основных каналов заселения уровней C I – это столкновения, что ведет к достаточно однородной населенности уровней внутри облака при условии, что плотность и температура меняются слабо (см., например, [135]). Это справедливо для случая, рассматриваемого в данной главе, так как атомы C I наблюдались в облаках, где достаточно высокая концентрация молекулярного водорода, и H<sub>2</sub> становится самоэкранированным, поэтому изменения температуры малы. Также мы считали, что облако однородно, поэтому вариации плотности тоже малы.

## 3.4 Результаты

Результаты измерений лучевых концентраций HD и H<sub>2</sub> показаны в таблицах 3.1 и 3.2 для БМО и ММО, соответственно, а результаты анализа линий C I и металличности – в таблице 3.3. Пример подгонки линий H<sub>2</sub> показан на рисунке 3.1, а линий C I – на рисунке 3.21. В спектрах звезд в Магеллановых Облаках находятся две группы компонент: одна от диска и/или гало Млечного Пути, вторая – от БМО либо ММО, на рисунках компонента от Млечного Пути показана серым цветом, а для Магелланова Облака – зеленым. Кроме того, в большинстве случаев каждая группа распадается на несколько компонент (которые на рисунках показаны различными оттенками соответствующих цветов).

Мы смогли идентифицировать HD лишь в 24 системах (в 19 из них впервые), а в остальных 70 системах мы поставили только верхние пределы на лучевые концентрации HD, так как качество спектров FUSE не позволяет изучать линии HD в большинстве систем. Новые измерения HD в Магеллановых Облаках показаны на рисунках 3.2 – 3.20 и обозначены символом *d* в таблице 3.1 и символом *c* – в таблице 3.2.

Ниже описаны результаты для некоторых интересных систем; также эти результаты сравниваются со значениями, полученными ранее.

### 1. *Sk-67 5*

Звезда расположена в диффузной области H II в западной части БМО. Абсорбционная система в спектре этой звезды ранее изучалась в работе [127], где использовались данные, полученные FUSE, HST/STIS

и VLT/UVES. Они получили  $\log N_{\text{H}_2} = 19.44 \pm 0.05$ , что находится в хорошем согласии с результатами, полученными в этой главе:  $\log N_{\text{H}_2} = 19.47 \pm 0.01$ . Полученная нами лучевая концентрация HD  $\log N_{\text{HD}} = 15.5^{+0.3}_{-2.1}$  оказалась с большими неопределенностями, включающими насыщенное решение, чем полученная в работе [127] ( $\log N_{\text{HD}} = 13.62^{+0.09}_{-0.12}$ ). В работе [127] авторы использовали среднее значение между результатом, полученным методом видимой оптической толщи (Apparent Optical Depth, AOD [136]) и подгонкой профилем Фойгта. Однако хорошо известно, что метод AOD не подходит для линий с большой оптической толщиной и/или низким разрешением (выше было указано, что разрешение спектров FUSE в большинстве случаев уменьшается), что может привести к тому, что результаты [127] могут быть недооценены.

Металлы в этой системе изучались в работах [137, 138], результаты измерений лучевой концентрации Zn II, полученные в данной главе ( $\log N_{\text{Zn II}} = 12.98^{+0.02}_{-0.01}$ ) согласуются с измерениями в работах [137, 138] ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.03 \pm 0.02$ ). Кроме того, в работе [138] также изучались линии C I, и их полная лучевая концентрация ( $\log N_{\text{C I, tot}} = 13.86 \pm 0.01$ ) несколько ниже полученной в данной главе ( $\log N_{\text{C I, tot}} = 14.02^{+0.02}_{-0.01}$ ). При этом населенности уровней тонкой структуры из работы [138] ( $\log N_{\text{C I}} = 13.65 \pm 0.02$ ,  $\log N_{\text{C I}^*} = 13.32 \pm 0.02$ ,  $\log N_{\text{C I}^{**}} = 12.86^{+0.04}_{-0.05}$ ), хорошо согласуются с населенностями для центральной компоненты C I в данной работе.

## 2. *Sk-68 135*

Звезда расположена на севере комплекса 30 Dor в БМО, одной из наиболее изученных областей звездообразования. Система в спектре этой звезды ранее была изучена в работе [127].

Лучевые концентрации HD, полученные в данной главе ( $14.0^{+0.6}_{-0.3}$ ) и в работе [127] ( $14.15^{+0.11}_{-0.15}$ ) хорошо согласуются, однако лучевая концентрация H<sub>2</sub> ( $19.99 \pm 0.01$ ) несколько выше, чем у [127] ( $19.87 \pm 0.05$ ). Вероятно, это связано с тем, что в [127] авторы использовали одноком-



понентную модель для подгонки  $H_2$ , в то время как нами была использована двухкомпонентная модель.

Кроме того, найденная в работе [139] концентрация  $H\ I$  гораздо выше, чем в работе [7]. В работе [139] для анализа использовалась линия Лайман  $\alpha$  из данных телескопа HST, в то время как в работе [7] использовали линию Лайман  $\beta$  из спектров FUSE. При этом анализ линии Лайман  $\beta$  затруднен, так как в крыльях линии много абсорбционных линий  $H_2$  и результат анализа линии Лайман  $\alpha$  предоставляет более надежный результат, поэтому для этой системы мы использовали значение из работы [139].

Линии металлов для этой системы изучались в работе [137], а  $C\ I$  – в работе [138]. Полученные результаты для населенностей уровней  $C\ I$  согласуются с результатами, полученными в работе [138], кроме уровня  $C\ I^*$ , который оказался немного ниже, чем в [138]. Лучевая концентрация  $Zn\ II$  ( $\log N_{Zn\ II} = 13.35 \pm 0.01$ ) хорошо согласуется с результатом, полученным в работе [137] ( $\log N_{Zn\ II} = 13.36 \pm 0.06$ ).

### 3. *Sk-69 246*

Звезда находится в комплексе 30 Dor, и абсорбционная система в ее спектре изучалась в работах [126, 127].

В работе [126] для анализа HD и  $H_2$  использовался метод построения кривой роста, однако результаты для HD, полученные нами ( $\log N_{HD} = 13.89 \pm 0.06$ ), находятся в хорошем согласии с результатами работы [126] ( $\log N_{HD} = 13.9 \pm 0.3$ ), а результаты для  $H_2$ , полученные в работе [126] ( $\log N_{H_2} = 19.63_{-0.08}^{+0.04}$ ) несколько ниже, чем в нашей ( $\log N_{H_2} = 19.76 \pm 0.01$ ). Лучевая концентрация  $H_2$ , полученная в [127] ( $19.66 \pm 0.04$ ), также близка к результатам этой главы. Однако концентрация HD из работы [127] ( $\log N_{HD} = 13.62_{-0.08}^{+0.07}$ ) оказалась ниже значений, полученных нами и в работе [126]. В работе [127] использовались только линии HD L5, L8 и L14, в то время мы использовали линии L3, L5, L7 и W0 (линия L14 не была использована, так как она не попадает в диапазон длин волн канала 1A LiF, а кроме того она слабая и зашумленная, а линия L8 блендирована линиями  $H_2$  и  $S\ II$ ). Кроме того, в работе [127] линия

L3 не использовалась, так как считалась блендированной, однако при подгонке она не противоречит остальным линиям, поэтому она вошла в анализ в нашей работе.

Полученные нами населенности C I близки к результатам из работы [127], несмотря на то, что авторы [127] использовали только спектры FUSE и линии около 1275 Å в спектре, полученном на HST/STIS, в то время как мы использовали также самые сильные линии на 1656, 1560 и 1328 Å. Также полученные лучевые концентрации C I находятся в хорошем согласии с результатами, полученными в работе [138]. Лучевая концентрация Zn II  $\log N_{\text{Zn II}} = 13.32_{-0.02}^{+0.01}$ , что немного ниже результатов из работы [138] (их  $\log N_{\text{Zn II}} = 13.38 \pm 0.05$ ).

#### 4. AV 95

Звезда AV 95 находится в баре в ММО; линии H<sub>2</sub> и HD в абсорбционной системе ее спектре ранее изучались в работе [127]. Значения лучевых концентраций HD и H<sub>2</sub> ( $\log N_{\text{HD}} = 13.82_{-0.18}^{+0.96}$ ,  $\log N_{\text{H}_2} = 19.43 \pm 0.04$ ), полученные авторами в работе [127], находятся в хорошем согласии с нашими результатами ( $\log N_{\text{HD}} = 13.75_{-0.29}^{+0.39}$ ,  $\log N_{\text{H}_2} = 19.48_{-0.02}^{+0.03}$ ).

В работе [127] также были получены населенности уровней C I, однако, как было упомянуто ранее, они использовали линии, которые видны в спектрах FUSE и линии около 1275 Å в спектре HST. Однако если добавить также более сильные линии C I, полученные на HST, то можно поставить лишь верхние пределы на лучевые концентрации C I для всех уровней тонкой структуры.

Оценка лучевой концентрации Zn II, полученная в данной работе ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.08 \pm 0.02$ ), хорошо согласуется с результатами, полученными в работах [137] ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.09_{-0.06}^{+0.05}$ ) и [140] ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.15 \pm 0.03$ ).

#### 5. AV 242

Звезда AV 242 расположена в юго-западной части области звездообразования NGC 346 в ММО и движется во внутреннюю область NGC 346 [141]. Среди нескольких абсорбционных систем в спектре AV 242

было найдено высокоскоростное облако (high velocity cloud, HVC [142]) на скорости  $v = 98.8$  км/с с концентрацией молекулярного водорода  $\log N_{\text{H}_2, \text{HVC}} = 17.18_{-0.16}^{+0.14}$ . Насколько известно, это первое высокоскоростное облако в направлении на ММО, в котором были найдены молекулы  $\text{H}_2$ , однако для HD в нем можно оценить лишь верхний предел  $\log N_{\text{HD}, \text{HVC}} \lesssim 14$ .

В этом облаке также был найден атомарный углерод  $\log N_{\text{C I}, \text{HVC}} = 12.91_{-0.08}^{+0.05}$  и линии Zn II  $\log N_{\text{Zn II}, \text{HVC}} = 12.66_{-0.10}^{+0.09}$ . Линии металлов в спектре AV 242 ранее изучались в работе [140], однако авторы использовали метод AOD, в котором компоненты не разделяются. Тем не менее, полная лучевая концентрация Zn II, полученная нами ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.17_{-0.05}^{+0.04}$ ), близка к значению, полученному в [140] ( $\log N_{\text{Zn II}} = 13.39_{-0.21}^{+0.14}$ ).

## 6. AV 488

Звезда находится в области Knot 1 в восточной части крыла ММО – наиболее спокойной части галактики.

Металлы и молекулы  $\text{H}_2$ , HD и CO ранее изучались в работе [127]. Результаты работы [127] для молекул HD и  $\text{H}_2$  ( $\log N_{\text{HD}} = 13.85_{-0.14}^{+0.11}$  и  $\log N_{\text{H}_2} = 19.21 \pm 0.06$ ) согласуются с полученными в этой главе ( $\log N_{\text{HD}} = 13.6_{-0.5}^{+0.6}$  и  $\log N_{\text{H}_2} = 19.30_{-0.02}^{+0.01}$ ).

## 7. Sk 191

В абсорбционной системе в спектре Sk 191 была найдена одна из самых высоких лучевых концентраций  $\text{H}_2$  в рассматриваемой выборке систем ( $\log N_{\text{H}_2} = 20.78_{-0.03}^{+0.02}$ ), при этом мы получили одну из самых низких концентраций Zn II ( $\log N_{\text{Zn II}} = 12.67 \pm 0.03$ ). С одной стороны, в абсорбционной системе действительно может быть исключительно низкая металличность, так как звезда расположена близко к Магелланову Мосту, в котором распространенности элементов существенно ниже, чем в ММО и БМО, поэтому и среда перед Sk 191 может иметь более низкую металличность, чем в других системах. С другой стороны, в среде может оказаться высокая степень деплеции, и, как следствие, на самом деле там может быть высокая металличность, что подтвержда-

ет предположительная идентификация O I [140]. Кроме того, высокая концентрация H<sub>2</sub>, вероятно, также подтверждает последнее предположение, так как H<sub>2</sub> формируется преимущественно на поверхности пыли и его концентрация коррелирует с количеством пыли [143].

Таблица 3.1: Лучевые концентрации HD, H<sub>2</sub> и HI в БМО

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
Sk-67 2	21.00	260.5	$20.46^{+0.15}_{-0.46}$	$\lesssim 17.1$
	' '	280.3	$20.40^{+0.14}_{-0.20}$	$\lesssim 17.3$
Sk-67 5	21.00	294.7	$19.47^{+0.01}_{-0.01}$	$15.5^{+0.3}_{-2.1}$
Sk-66 1 <sup>e</sup>		286.3	$19.32^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 15.9$
Sk-67 20 <sup>e</sup>		283.2	$19.04^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 14.2$
Sk-66 18 <sup>e</sup>		274.5	$17.70^{+0.11}_{-0.12}$	$\lesssim 14.0$
		291.2	$18.17^{+0.05}_{-0.05}$	$\lesssim 15.7$
PGMW 3070 <sup>e</sup>		264.5	$18.14^{+0.04}_{-0.04}$	$\lesssim 15.6$
		286.5	$19.12^{+0.02}_{-0.01}$	$\lesssim 16.0$
LH 10-3073 <sup>c,d,e</sup>		265.5	$19.27^{+0.01}_{-0.03}$	$14.3^{+0.9}_{-0.3}$
		285.8	$18.05^{+0.17}_{-0.14}$	$\lesssim 15.3$
LH 10-3102 <sup>d,e</sup>		264.0	$17.51^{+0.11}_{-0.06}$	$14.2^{+0.4}_{-0.3}$
		285.0	$18.62^{+0.03}_{-0.01}$	$\lesssim 15.6$
		299.7	$14.65^{+0.07}_{-0.05}$	$\lesssim 15.7$
LH 10-3120	21.48 <sup>b</sup>	272.2	$18.22^{+0.03}_{-0.04}$	$\lesssim 15.3$
	' '	289.1	$17.90^{+0.07}_{-0.05}$	$\lesssim 15.4$
PGMW 3157 <sup>e</sup>		266.9	$17.35^{+0.25}_{-0.38}$	$\lesssim 16.5$
		287.2	$19.13^{+0.03}_{-0.03}$	$\lesssim 16.5$
PGMW 3223	21.4 <sup>b</sup>	267.8	$18.78^{+0.02}_{-0.01}$	$\lesssim 15.9$
	' '	287.8	$15.27^{+0.22}_{-0.17}$	$\lesssim 15.7$
Sk-66 35	20.83 <sup>b</sup>	264.4	$18.34^{+0.24}_{-0.18}$	$\lesssim 16.2$
	' '	275.4	$19.35^{+0.07}_{-0.02}$	$\lesssim 15.9$
	' '	286.0	$18.64^{+0.18}_{-0.13}$	$\lesssim 15.7$
Sk-69 52 <sup>g</sup>		248.8	$18.64^{+0.03}_{-0.02}$	$\lesssim 15.9$
Sk-65 21	< 20.50	247.8	$18.38^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 15.9$
Sk-66 51 <sup>c,e</sup>		311.5	$18.08^{+0.20}_{-0.20}$	$\lesssim 15.3$
Sk-70 79 <sup>d</sup>	21.26 <sup>b</sup>	234.6	$20.38^{+0.01}_{-0.01}$	$15.6^{+0.7}_{-0.5}$
Sk-68 52	21.30 <sup>b</sup>	248.8	$19.51^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 15.6$
Sk-71 8	21.04	186.6	$18.21^{+0.04}_{-0.07}$	$\lesssim 16.4$
	' '	220.4	$18.66^{+0.04}_{-0.03}$	$\lesssim 14.3$
Sk-70 85 <sup>e</sup>		256.7	$18.57^{+0.05}_{-0.04}$	$\lesssim 16.0$
		283.3	$17.18^{+0.18}_{-0.30}$	$\lesssim 15.9$
Sk-69 106 <sup>e</sup>		253.4	$18.78^{+0.02}_{-0.01}$	$\lesssim 15.6$
Sk-68 73 <sup>d</sup>	21.66 <sup>b</sup>	294.2	$20.24^{+0.01}_{-0.01}$	$14.2^{+0.1}_{-0.1}$

*Продолжение на следующей странице*

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
Sk-67 105	21.25 <sup>b</sup>	301.9	19.42 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.01</sub>	~ 14.8
	' '	310.3	17.46 <sup>+0.29</sup> <sub>-0.85</sub>	~ 13.9
BI 184	21.12 <sup>b</sup>	240.4	19.89 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	~ 16.7
	' '	281.2	16.78 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.20</sub>	~ 15.8
Sk-71 38 <sup>e</sup>		201.3	17.46 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	~ 16.1
		243.0	18.53 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	~ 16.0
		280.1	17.45 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	~ 14.7
Sk-71 45	21.09	254.1	18.55 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	~ 13.3
Sk-71 46 <sup>d,e</sup>		243.4	20.32 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	14.60 <sup>+1.08</sup> <sub>-0.30</sub>
Sk-69 191	20.78 <sup>b</sup>	229.2	19.11 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	~ 15.9
	' '	257.7	15.34 <sup>+0.92</sup> <sub>-0.30</sub>	~ 15.1
J 0534-6932 <sup>d</sup>	21.60	270.6	19.88 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	14.5 <sup>+0.9</sup> <sub>-0.4</sub>
	' '	294.3	17.24 <sup>+0.26</sup> <sub>-0.41</sub>	~ 16.0
BI 237 <sup>d</sup>	21.62	296.2	20.20 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	14.4 <sup>+1.0</sup> <sub>-0.2</sub>
Sk-68 129	21.72	276.0	20.53 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.03</sub>	~ 17.2
Sk-69 220	21.28	283.3	19.29 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	~ 16.4
Sk-69 223	21.9	273.0	19.18 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	~ 16.3
	' '	308.3	19.94 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.02</sub>	~ 16.2
Sk-66 172	21.25	289.3	18.18 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.04</sub>	~ 16.1
	' '	301.5	16.62 <sup>+0.49</sup> <sub>-0.19</sub>	~ 16.1
	' '	331.0	16.35 <sup>+0.30</sup> <sub>-0.79</sub>	~ 14.9
	' '	375.3	15.97 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.67</sub>	~ 15.5
Sk-69 228	21.63	262.2	18.28 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.13</sub>	~ 16.8
	' '	296.3	18.87 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	~ 16.4
BI 253 <sup>d</sup>	21.67 <sup>b</sup>	267.3	20.01 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	15.3 <sup>+0.4</sup> <sub>-0.9</sub>
	' '	279.9	18.12 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.35</sub>	13.65 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.23</sub>
Sk-68 135	21.46 <sup>b</sup>	250.7	18.83 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.06</sub>	~ 15.9
	' '	272.4	19.99 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	14.0 <sup>+0.6</sup> <sub>-0.3</sub>
Sk-68 137 <sup>d</sup>	21.50	278.5	20.31 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.32</sub>	16.5 <sup>+0.2</sup> <sub>-1.6</sub>
	' '	302.9	20.53 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.11</sub>	14.5 <sup>+1.1</sup> <sub>-0.3</sub>
Brey 77	21.79	277.1	19.30 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.06</sub>	~ 15.7
	' '	296.1	19.42 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	~ 16.1
	' '	316.4	18.10 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.11</sub>	~ 16.4
Sk-69 243 <sup>c</sup>	21.80	271.0	18.29 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.19</sub>	~ 15.7
	' '	280.3	19.34 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.05</sub>	~ 15.6
	' '	290.0	19.66 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.04</sub>	~ 16.0
	' '	312.4	16.80 <sup>+0.45</sup> <sub>-0.16</sub>	~ 16.1
Sk-69 246	21.47 <sup>b</sup>	273.0	19.76 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	13.89 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>
Sk-68 140	21.47 <sup>b</sup>	275.6	20.40 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	~ 17.1
Sk-71 50	21.18	238.2	19.47 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	~ 16.7
	' '	267.5	19.43 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	~ 16.5
	' '	292.1	19.15 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.07</sub>	~ 16.8

*Продолжение на следующей странице*

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
Sk-69 279	21.59 <sup>b</sup>	249.4	19.19 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.44</sub>	$\gtrsim$ 17.1
	'-'	265.9	20.54 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.03</sub>	$\gtrsim$ 17.0
Sk-68 155	21.44 <sup>b</sup>	289.5	20.02 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.05</sub>	$\gtrsim$ 16.8
	'-'	307.7	19.03 <sup>+0.40</sup> <sub>-0.42</sub>	$\gtrsim$ 16.4
	'-'	333.7	19.00 <sup>+0.22</sup> <sub>-0.63</sub>	$\gtrsim$ 17.0
Sk-69 297 <sup>e</sup>		249.6	19.77 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	$\gtrsim$ 16.3
		295.1	19.07 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	$\gtrsim$ 16.4
Sk-70 115	21.13 <sup>b</sup>	215.6	19.97 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.01</sub>	$\gtrsim$ 16.3
	'-'	292.1	18.23 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	$\gtrsim$ 15.5

*a* Верхние пределы оценивались из одностороннего интервала на уровне значимости 99.7% ( $3\sigma$ ).

*b* Значения взяты из работы [139].

*c* Низкие значения параметра Доплера в этих системах могут приводить к переоценке  $\log N_{\text{H}_2}$ .

*d* Системы с новыми измерениями HD.

*e* В этих системах нет измерений лучевых концентраций HI.

Столбцы: (i) название звезды; (ii) полная лучевая концентрация HI, взятая из работ [7] (типичная точность измерения порядка 10%), кроме систем, обозначенных *b*; (iii) скоростной сдвиг компонент относительно локального стандарта покоя (local standard of rest, LSR) (в единицах км/с); (iv) лучевая концентрация H<sub>2</sub>; (v) лучевая концентрация HD.

Таблица 3.2: Лучевые концентрации HD и H<sub>2</sub> в ММО

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
AV 6	21.54	107.4	16.82 <sup>+0.26</sup> <sub>-0.46</sub>	$\gtrsim$ 15.9
	'-'	132.0	19.09 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	$\gtrsim$ 16.0
	'-'	150.5	17.42 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.67</sub>	$\gtrsim$ 16.2
AV 14	21.76	91.5	15.69 <sup>+0.44</sup> <sub>-0.29</sub>	$\gtrsim$ 14.4
	'-'	111.6	18.18 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.05</sub>	$\gtrsim$ 14.1
	'-'	131.2	18.33 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	$\gtrsim$ 15.3
	'-'	148.7	16.60 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.87</sub>	$\gtrsim$ 15.4

*Продолжение на следующей странице*

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
AV 15	21.58	119.9	$16.69^{+0.13}_{-0.12}$	$\lesssim 15.0$
	'-'	137.7	$18.45^{+0.01}_{-0.03}$	$\lesssim 15.3$
AV 16 <sup>d</sup>		128.0	$20.06^{+0.10}_{-0.07}$	$\lesssim 16.7$
		152.1	$19.99^{+0.10}_{-0.11}$	$\lesssim 16.4$
AV 18 <sup>c</sup>	22.04	103.4	$16.04^{+0.22}_{-0.15}$	$\lesssim 15.6$
	'-'	130.6	$20.46^{+0.03}_{-0.02}$	$14.63^{+0.28}_{-0.20}$
	'-'	154.2	$19.19^{+0.17}_{-0.26}$	$14.6^{+1.0}_{-0.2}$
	'-'	176.0	$19.83^{+0.05}_{-0.06}$	$\lesssim 16.2$
AV 22	< 20.80	112.4	$18.06^{+0.06}_{-0.08}$	$\lesssim 16.0$
	'-'	133.4	$17.50^{+0.18}_{-0.03}$	$\lesssim 15.8$
	'-'	153.8	$17.48^{+0.14}_{-0.08}$	$\lesssim 16.2$
AV 26 <sup>c</sup>	21.70	119.3	$19.19^{+0.24}_{-0.22}$	$\lesssim 16.7$
	'-'	132.5	$20.70^{+0.02}_{-0.01}$	$14.4^{+1.7}_{-0.4}$
	'-'	152.0	$18.66^{+0.40}_{-0.77}$	$\lesssim 16.4$
AV 39a	21.74	103.7	$17.22^{+0.21}_{-0.26}$	$\lesssim 16.1$
	'-'	117.1	$18.66^{+0.04}_{-0.04}$	$\lesssim 15.5$
	'-'	129.8	$17.08^{+0.44}_{-0.22}$	$\lesssim 16.3$
AV 47	21.32	116.5	$17.72^{+0.07}_{-0.02}$	$\lesssim 15.4$
	'-'	129.1	$18.45^{+0.02}_{-0.02}$	$\lesssim 13.5$
AV 60a	21.81	125.0	$18.76^{+0.13}_{-0.13}$	$\lesssim 15.9$
	'-'	143.6	$19.72^{+0.02}_{-0.03}$	$\lesssim 16.6$
	'-'	217.7	$18.12^{+0.15}_{-0.05}$	$\lesssim 16.1$
AV 69	21.59	112.8	$18.34^{+0.05}_{-0.05}$	$\lesssim 15.1$
	'-'	128.4	$18.89^{+0.02}_{-0.02}$	$\lesssim 15.3$
AV 75	21.79	113.4	$18.87^{+0.01}_{-0.02}$	$\lesssim 15.3$
	'-'	126.7	$17.74^{+0.11}_{-0.08}$	$\lesssim 13.7$
AV 80 <sup>c</sup>	21.81	118.8	$20.24^{+0.01}_{-0.01}$	$14.50^{+0.03}_{-0.04}$
	'-'	135.0	$18.75^{+0.24}_{-0.86}$	$\lesssim 15.4$
AV 81 <sup>d</sup>		111.9	$15.99^{+0.18}_{-0.10}$	$\lesssim 15.1$
		139.8	$18.58^{+0.03}_{-0.02}$	$\lesssim 15.5$
		177.3	$17.88^{+0.04}_{-0.08}$	$\lesssim 13.8$
AV 95	21.49	93.7	$15.46^{+0.05}_{-0.06}$	$\lesssim 13.4$
	'-'	124.5	$19.23^{+0.03}_{-0.04}$	$13.75^{+0.39}_{-0.29}$
	'-'	139.0	$19.11^{+0.05}_{-0.05}$	$\lesssim 13.6$
AV 104	21.45	119.4	$19.35^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 16.1$
	'-'	147.5	$16.77^{+0.28}_{-0.44}$	$\lesssim 15.9$
AV 170	21.14	138.1	$19.73^{+0.01}_{-0.01}$	$\lesssim 16.1$
AV 175 <sup>d</sup>		121.7	$19.49^{+0.17}_{-0.12}$	$\lesssim 16.6$
		138.5	$20.05^{+0.10}_{-0.09}$	$\lesssim 16.4$
NGC 346-12	21.81	138.9	$19.64^{+0.17}_{-0.07}$	$\lesssim 13.4$
	'-'	166.5	$18.87^{+0.46}_{-0.51}$	$\lesssim 15.6$
	'-'	183.3	$20.40^{+0.04}_{-0.06}$	$\lesssim 13.6$

*Продолжение на следующей странице*

Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
AV 207	21.43	160.1	$19.52^{+0.02}_{-0.04}$	$\sqrt{\sqrt{16.8}}$
	'-'	181.2	$18.93^{+0.08}_{-0.12}$	$\sqrt{\sqrt{16.5}}$
AV 208 <sup>c</sup>	21.85	160.1	$19.82^{+0.09}_{-0.12}$	$14.5^{+1.0}_{-0.3}$
	'-'	181.2	$19.88^{+0.07}_{-0.16}$	$\sqrt{\sqrt{16.8}}$
AV 210	21.85	129.3	$19.33^{+0.01}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{16.1}}$
	'-'	164.8	$17.62^{+0.26}_{-0.34}$	$\sqrt{\sqrt{16.6}}$
	'-'	182.1	$17.34^{+0.16}_{-0.22}$	$\sqrt{\sqrt{16.5}}$
AV 215	21.86	126.2	$19.38^{+0.05}_{-0.10}$	$\sqrt{\sqrt{16.6}}$
	'-'	145.7	$19.52^{+0.06}_{-0.05}$	$\sqrt{\sqrt{16.5}}$
AV 216	21.64	124.7	$17.68^{+0.16}_{-0.22}$	$\sqrt{\sqrt{15.7}}$
	'-'	139.1	$18.71^{+0.05}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{16.0}}$
	'-'	162.5	$15.99^{+0.31}_{-0.22}$	$\sqrt{\sqrt{16.2}}$
NGC 346-637	21.65	162.4	$19.44^{+0.02}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{17.0}}$
AV 243	21.52	128.4	$18.95^{+0.02}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{15.7}}$
	'-'	147.9	$17.25^{+0.18}_{-0.30}$	$\sqrt{\sqrt{16.1}}$
AV 242 <sup>b</sup>	21.32	98.8	$17.18^{+0.14}_{-0.16}$	$\sqrt{\sqrt{14.0}}$
	'-'	132.2	$15.00^{+0.16}_{-0.04}$	$\sqrt{\sqrt{15.7}}$
	'-'	163.9	$17.73^{+0.08}_{-0.11}$	$\sqrt{\sqrt{15.9}}$
	'-'	182.2	$16.75^{+0.14}_{-0.17}$	$\sqrt{\sqrt{14.9}}$
AV 261	21.43	93.2	$16.54^{+1.12}_{-0.37}$	$\sqrt{\sqrt{16.5}}$
	'-'	125.3	$19.38^{+0.03}_{-0.03}$	$\sqrt{\sqrt{16.7}}$
AV 266 <sup>d</sup>		106.4	$17.01^{+0.27}_{-0.68}$	$\sqrt{\sqrt{15.2}}$
		127.3	$19.81^{+0.01}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{15.6}}$
		132.5	$17.46^{+0.44}_{-0.23}$	$\sqrt{\sqrt{15.5}}$
AV 304	21.48	121.0	$19.55^{+0.03}_{-0.03}$	$\sqrt{\sqrt{15.8}}$
	'-'	137.6	$18.77^{+0.19}_{-0.27}$	$\sqrt{\sqrt{15.7}}$
AV 372 <sup>c</sup>	21.57	122.6	$15.52^{+0.15}_{-0.05}$	$\sqrt{\sqrt{15.6}}$
	'-'	140.9	$18.62^{+0.04}_{-0.21}$	$\sqrt{\sqrt{16.2}}$
	'-'	147.1	$18.45^{+0.10}_{-0.18}$	$13.97^{+0.22}_{-0.23}$
AV 374	21.14	86.5	$18.09^{+0.03}_{-0.04}$	$\sqrt{\sqrt{16.2}}$
	'-'	133.1	$18.65^{+0.02}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{15.9}}$
AV 423	21.49	141.8	$18.00^{+0.36}_{-0.34}$	$\sqrt{\sqrt{15.5}}$
	'-'	145.6	$18.49^{+0.10}_{-0.11}$	$\sqrt{\sqrt{14.2}}$
	'-'	184.1	$17.03^{+0.28}_{-0.20}$	$\sqrt{\sqrt{16.1}}$
AV 435 <sup>c</sup>	21.54	177.4	$19.92^{+0.01}_{-0.01}$	$15.6^{+0.2}_{-0.8}$
AV 440	21.38	130.5	$17.29^{+0.04}_{-0.03}$	$\sqrt{\sqrt{14.8}}$
	'-'	173.5	$19.06^{+0.01}_{-0.01}$	$\sqrt{\sqrt{15.8}}$
AV 472 <sup>c,d</sup>		137.8	$20.38^{+0.01}_{-0.01}$	$15.9^{+0.3}_{-0.8}$
AV 476	21.85	157.4	$20.84^{+0.03}_{-0.05}$	$\sqrt{\sqrt{17.1}}$
	'-'	167.1	$19.79^{+0.21}_{-0.35}$	$\sqrt{\sqrt{17.1}}$
AV 479	21.42	152.1	$18.73^{+0.01}_{-0.02}$	$\sqrt{\sqrt{15.2}}$
	'-'	167.8	$18.99^{+0.01}_{-0.01}$	$\sqrt{\sqrt{15.4}}$

Продолжение на следующей странице



Звезда	$\log N_{\text{HI}}$	$v_{\text{LSR}}$	$\log N_{\text{H}_2}$	$\log N_{\text{HD}}^a$
AV 480	21.42	183.8	$18.21^{+0.10}_{-0.16}$	$\sphericalangle 16.1$
	'-'	193.4	$18.53^{+0.07}_{-0.07}$	$\sphericalangle 16.2$
AV 483	21.13	145.9	$18.71^{+0.03}_{-0.04}$	$\sphericalangle 16.1$
	'-'	157.2	$18.48^{+0.06}_{-0.04}$	$\sphericalangle 16.4$
AV 486 <sup>c</sup>	21.18	145.5	$18.56^{+0.07}_{-0.07}$	$\sphericalangle 15.6$
	'-'	157.6	$19.07^{+0.02}_{-0.03}$	$14.0^{+0.9}_{-0.4}$
AV 488	21.15	146.6	$19.04^{+0.01}_{+0.03}$	$13.6^{+0.6}_{-0.5}$
	'-'	158.5	$18.96^{+0.03}_{-0.02}$	$\sphericalangle 14.6$
AV 490 <sup>c</sup>	21.46	132.0	$19.88^{+0.01}_{-0.01}$	$16.1^{+0.2}_{-0.7}$
	'-'	162.7	$17.94^{+0.29}_{-0.39}$	$\sphericalangle 15.6$
AV 491	21.40	97.7	$15.66^{+0.47}_{-0.71}$	$\sphericalangle 14.7$
	'-'	143.6	$18.99^{+0.05}_{-0.10}$	$\sphericalangle 15.5$
	'-'	155.6	$18.98^{+0.05}_{-0.26}$	$\sphericalangle 15.0$
	'-'	184.4	$15.09^{+0.81}_{-0.06}$	$\sphericalangle 14.6$
AV 506	21.35	132.3	$16.36^{+0.29}_{-0.12}$	$\sphericalangle 14.0$
	'-'	147.5	$19.03^{+0.01}_{-0.01}$	$\sphericalangle 15.7$
Sk 191 <sup>c</sup>	21.51	153.5	$20.78^{+0.02}_{-0.03}$	$14.7^{+1.2}_{-0.2}$
WR 9 <sup>b</sup>	21.48	87.7	$16.06^{+0.34}_{-0.25}$	$\sphericalangle 15.7$
	'-'	117.8	$18.69^{+0.08}_{-0.05}$	$\sphericalangle 15.9$
	'-'	135.5	$19.37^{+0.01}_{-0.02}$	$\sphericalangle 15.7$
	'-'	149.9	$16.43^{+0.42}_{-0.19}$	$\sphericalangle 15.7$
	'-'	167.9	$17.37^{+0.11}_{-0.44}$	$\sphericalangle 15.9$

*a* Верхние пределы оценивались из одностороннего интервала на уровне значимости 99.7% ( $3\sigma$ ).

*b* Низкие значения параметра Доплера в этих системах могут приводить к переоценке  $\log N_{\text{H}_2}$ .

*c* Системы с новыми измерениями HD.

*d* В этих системах нет измерений лучевых концентраций HI.

Столбцы: (i) название звезды; (ii) полная лучевая концентрация HI, взятая из работ [7] (типичная точность измерения порядка 10%); (iii) скоростной сдвиг компонент относительно локального стандарта покоя (local standard of rest, LSR) (в единицах км/с); (iv) лучевая концентрация H<sub>2</sub>; (v) лучевая концентрация HD.

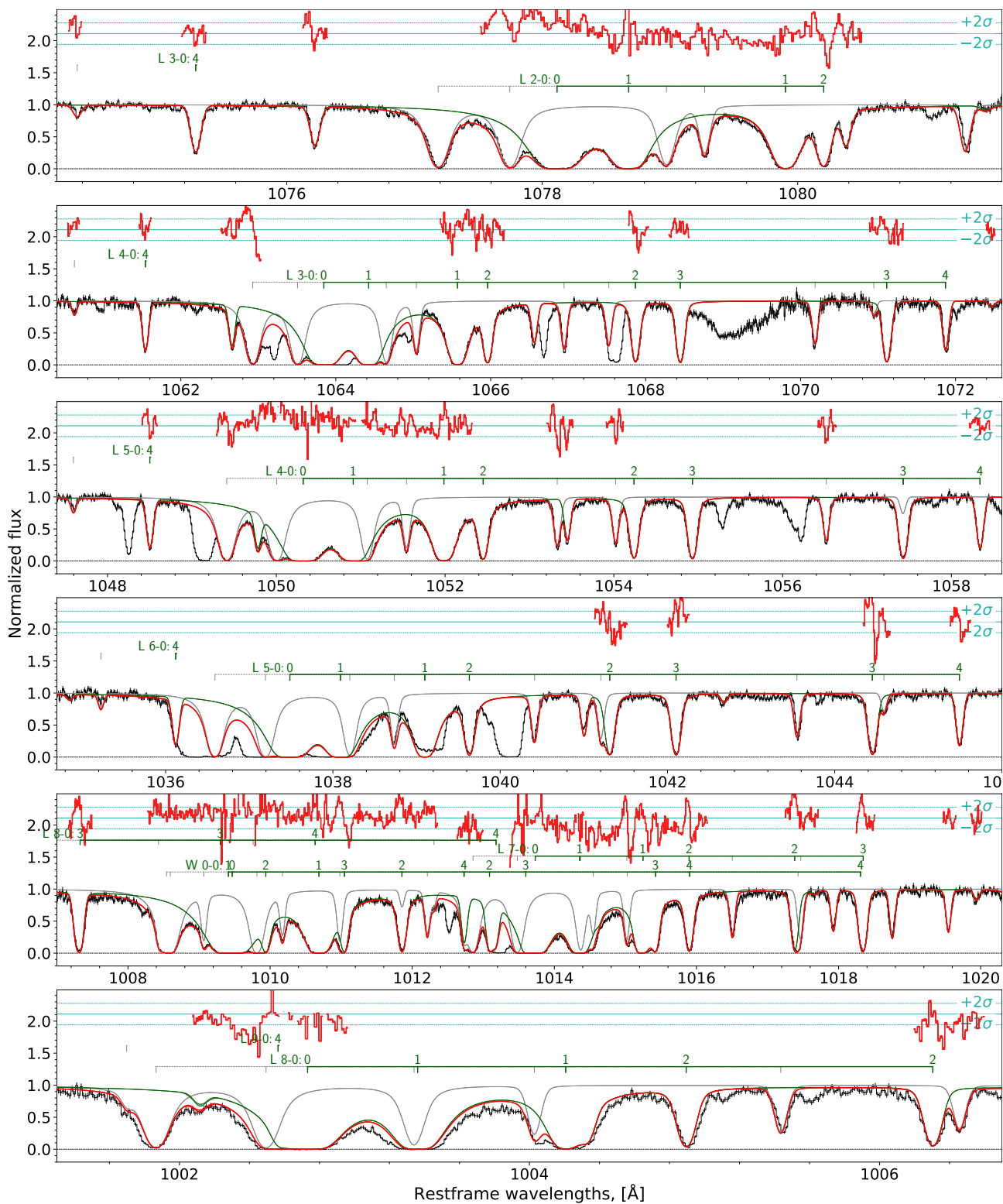


Рисунок 3.1: Подгонка абсорбционных линий  $\text{H}_2$  в спектре звезды Sk-69 246 в БМО. Черные линии показывают спектр, красные линии показывают полученные модельные линии HD. Область между красными линиями была рассчитана из апостериорной функции распределения параметров подгонки. Красные точки в верхней части панели показывают невязку. Зеленые линии показывают компоненты, полученные для БМО, серые – для Млечного Пути.

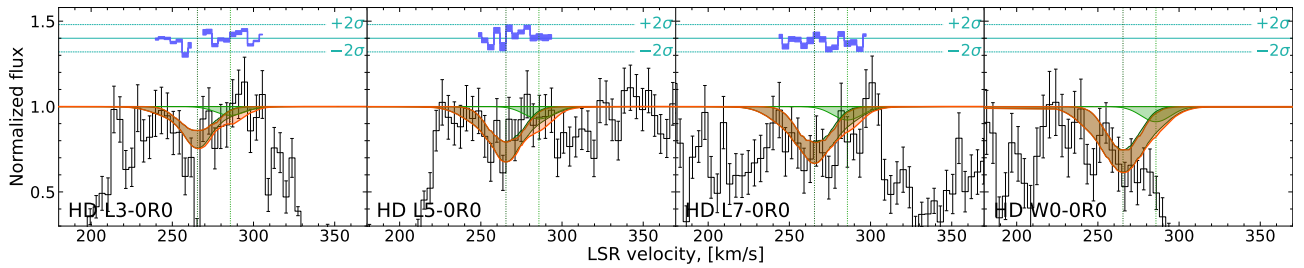


Рисунок 3.2: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды LH10 3073 в БМО. Черные линии показывают спектр, красные линии показывают полученные модельные линии HD. Зелеными кривыми показаны отдельные компоненты, соответствующие скорости движения БМО (вертикальными штриховыми линиями показаны центральные позиции скоростных компонент модельного профиля). Область между модельными линиями была рассчитана из апостериорной функции распределения параметров подгонки на уровне значимости 68.3% ( $1\sigma$ ). Голубые точки в верхней части панели показывают невязку. Показаны только компоненты, ассоциированные с Магеллановым Облаком.

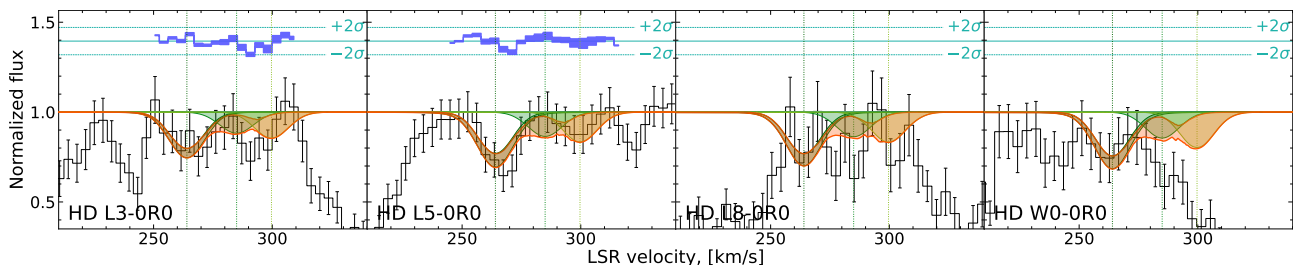


Рисунок 3.3: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды LH10 3102 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

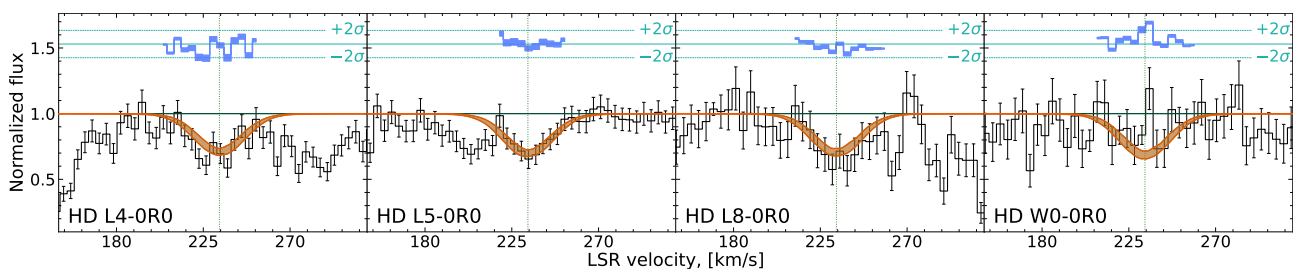


Рисунок 3.4: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды Sk-70 79 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

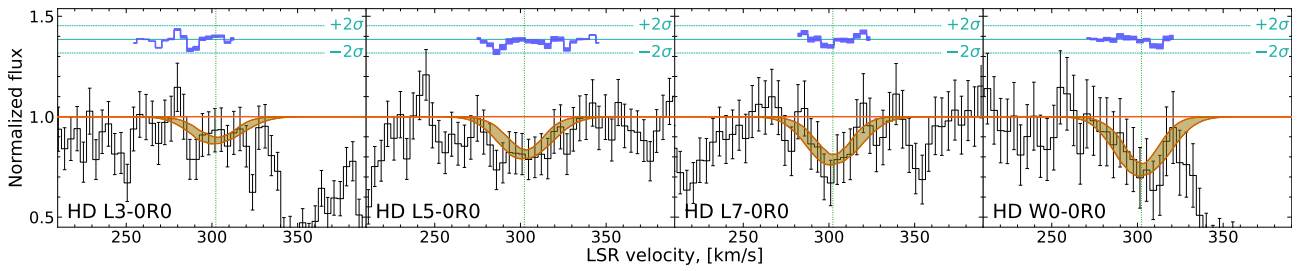


Рисунок 3.5: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды Sk-68 73 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

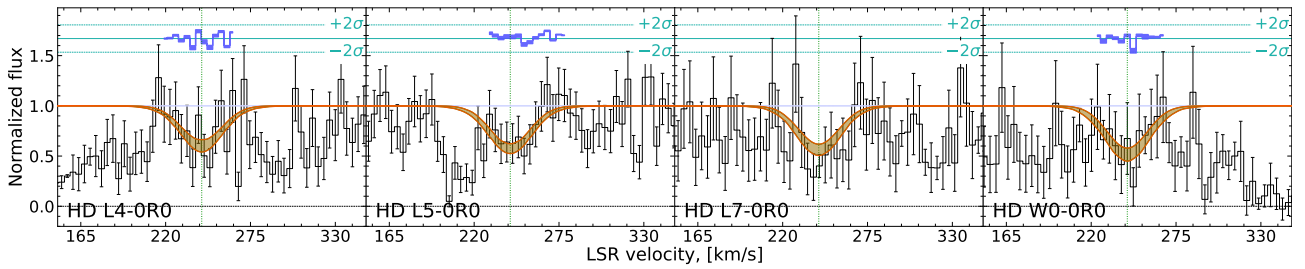


Рисунок 3.6: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды Sk-71 46 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

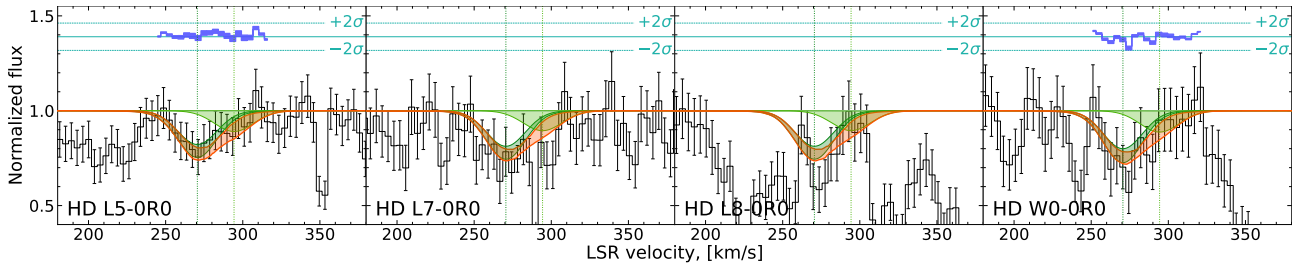


Рисунок 3.7: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды J0534-6932 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

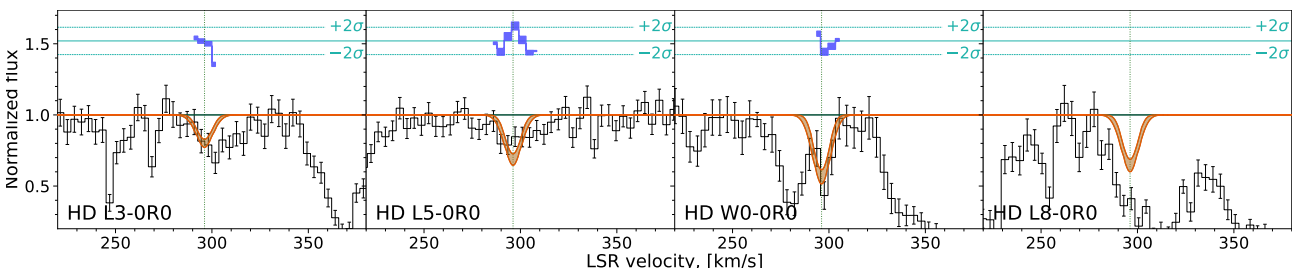


Рисунок 3.8: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды W1 237 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

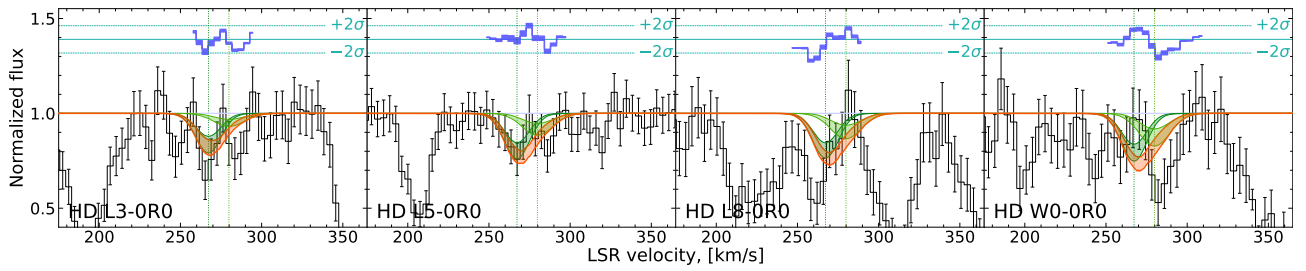


Рисунок 3.9: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды VI 253 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

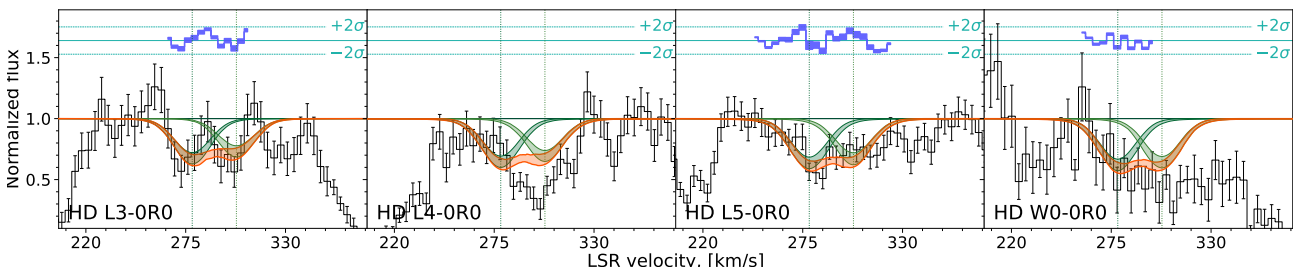


Рисунок 3.10: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды Sk-68 137 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

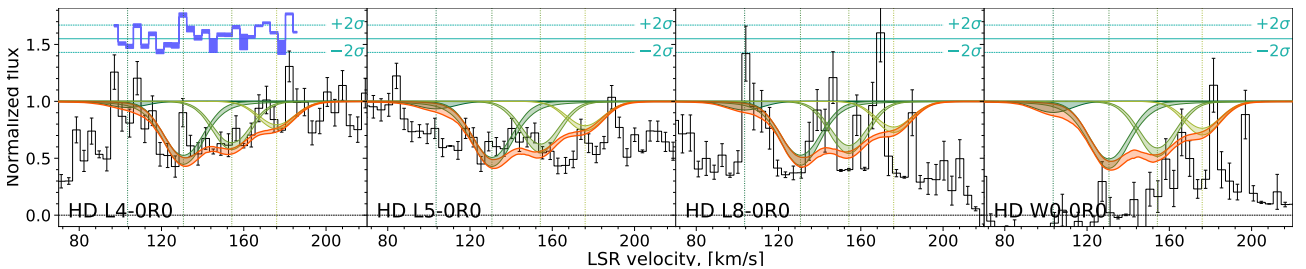


Рисунок 3.11: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 18 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

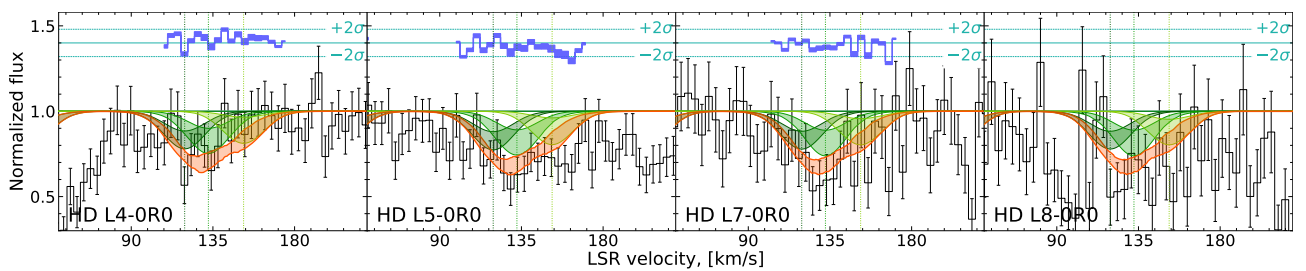


Рисунок 3.12: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 26 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

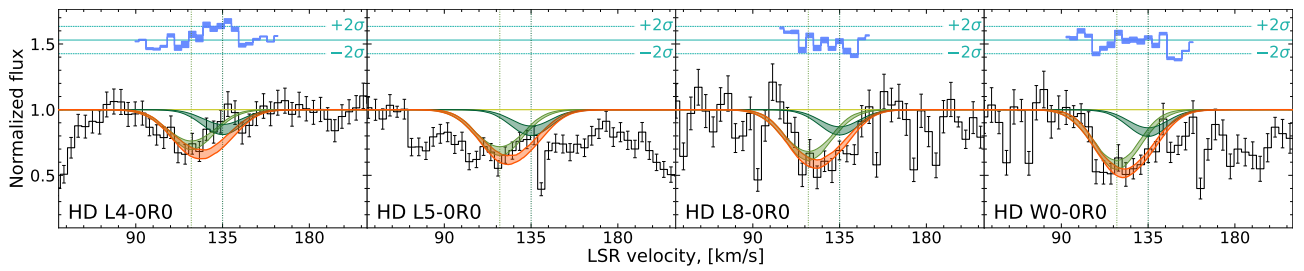


Рисунок 3.13: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 80 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

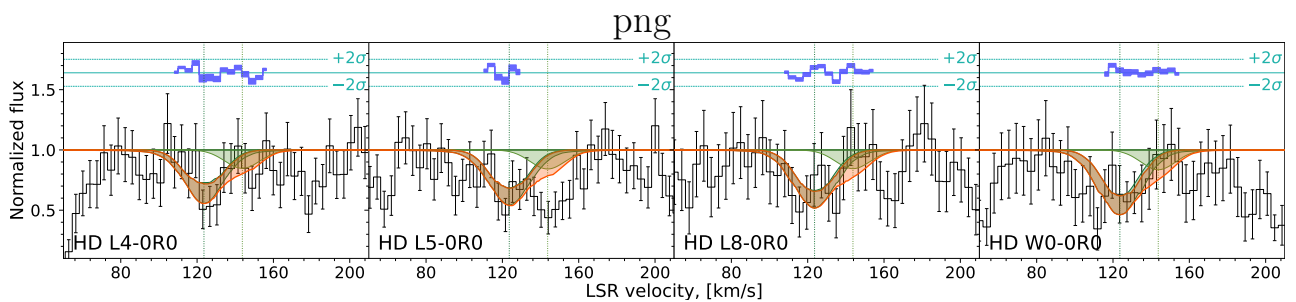


Рисунок 3.14: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 208 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

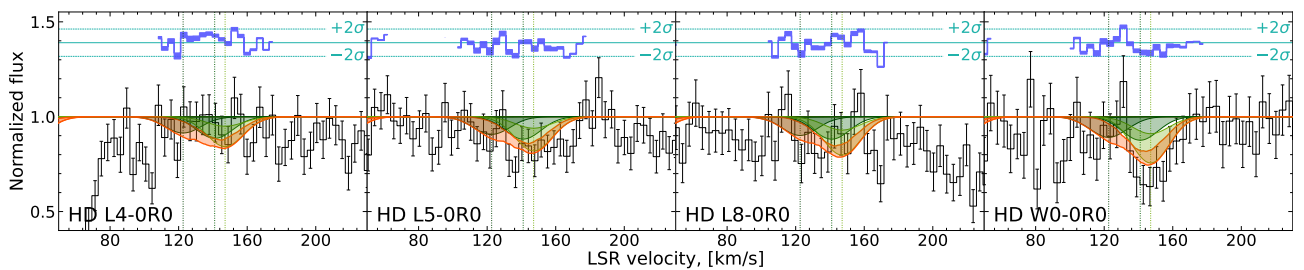


Рисунок 3.15: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 372 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

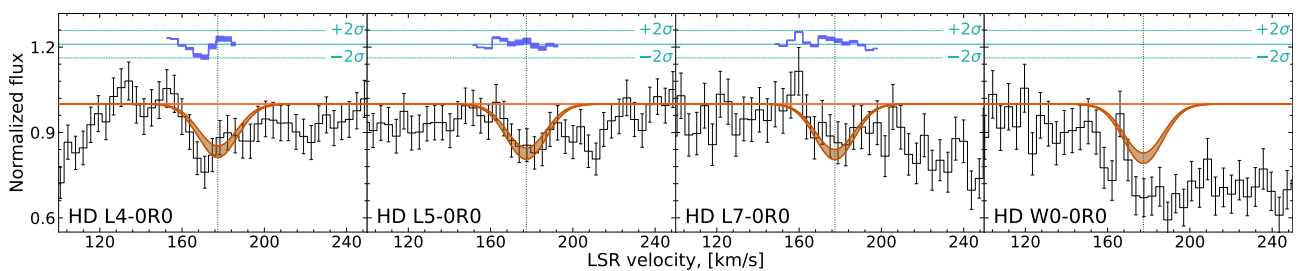


Рисунок 3.16: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 435 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

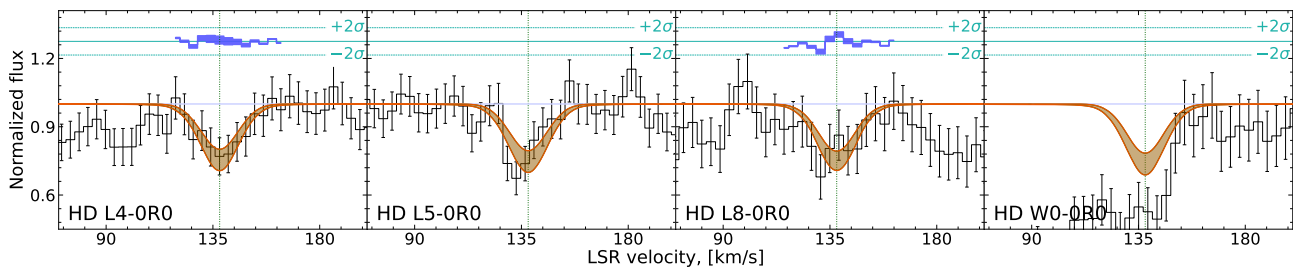


Рисунок 3.17: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 472 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

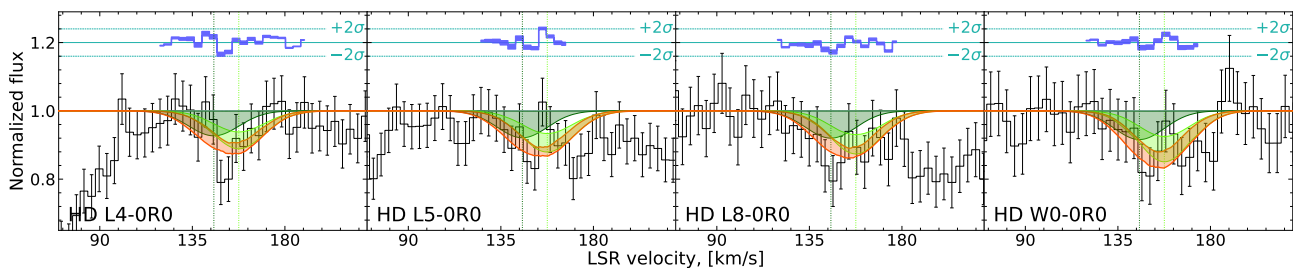


Рисунок 3.18: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 486 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

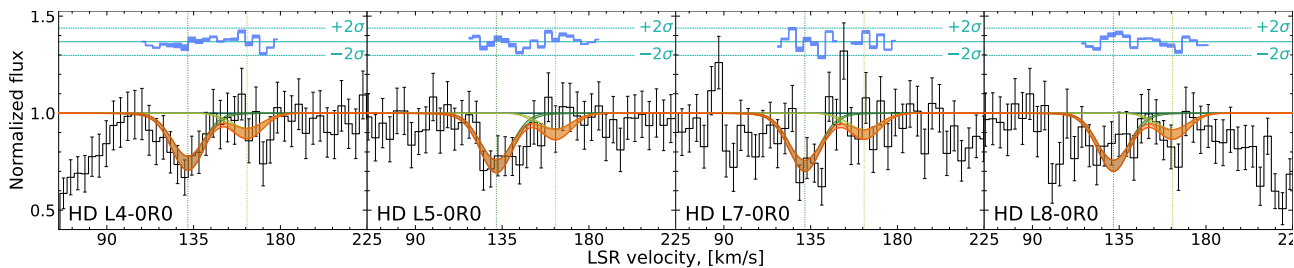


Рисунок 3.19: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды AV 490 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

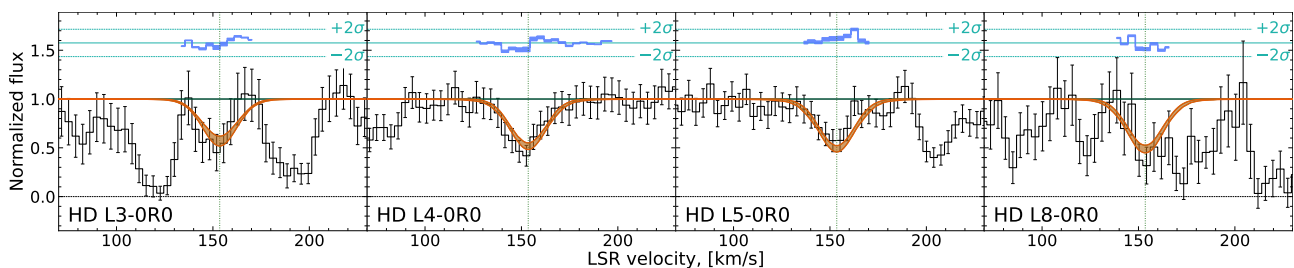


Рисунок 3.20: Подгонка абсорбционных линий HD в спектре звезды Sk 191 в ММО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2.

Таблица 3.3: Лучевые концентрации  $S I$  и металличности в Магеллановых Облаках, измеренные в этой работе.

Звезда	$v_{\text{LSR}}$ , км/с	$b$ , км/с	$\log N_{S I}$	$\log N_{S I^*}$	$\log N_{S I^{**}}$	$[X/H]$	$X$
Большое Магелланово Облако							
Sk-67 5	$279.8^{+0.4}_{-0.6}$	$5.7^{+1.5}_{-0.9}$	$12.96^{+0.05}_{-0.06}$	$12.64^{+0.07}_{-0.13}$	$12.17^{+0.22}_{-0.34}$	$-0.58^{+0.05}_{-0.05}$	Zn
	$287.35^{+0.05}_{-0.05}$	$1.2^{+0.1}_{-0.1}$	$13.64^{+0.03}_{-0.04}$	$13.29^{+0.02}_{-0.03}$	$12.71^{+0.04}_{-0.06}$	'_'	'_'
	$293.795^{+0.002}_{-0.025}$	$1.9^{+0.3}_{-0.1}$	$13.09^{+0.02}_{-0.03}$	$12.84^{+0.04}_{-0.04}$	$12.24^{+0.11}_{-0.13}$	'_'	'_'
Sk-70 79	$232.2^{+0.1}_{-0.1}$	$5.9^{+0.1}_{-0.1}$	$13.77^{+0.01}_{-0.01}$	$13.98^{+0.01}_{-0.01}$	$13.71^{+0.01}_{-0.01}$	$-0.63^{+0.06}_{-0.05}$	Zn
Sk-68 73	$292.7^{+0.3}_{-0.4}$	$8.7^{+0.5}_{-0.5}$	$13.71^{+0.03}_{-0.04}$	$13.84^{+0.03}_{-0.06}$	$13.59^{+0.05}_{-0.05}$	$-0.58^{+0.05}_{-0.05}$	Zn
	$295.4^{+0.1}_{-0.1}$	$1.2^{+0.3}_{-0.2}$	$13.76^{+0.13}_{-0.09}$	$14.08^{+0.16}_{-0.09}$	$13.70^{+0.11}_{-0.11}$	'_'	'_'
Sk-71 46	$249.7^{+1.2}_{-1.5}$	$10.1^{+0.3}_{-0.3}$	$13.38^{+0.04}_{-0.04}$	$13.42^{+0.04}_{-0.09}$	$13.14^{+0.08}_{-0.03}$		
	$230.6^{+0.8}_{-2.0}$	$10.0^{+0.1}_{-0.2}$	$13.26^{+0.06}_{-0.04}$	$13.54^{+0.03}_{-0.04}$	$12.75^{+0.13}_{-0.19}$		
BI 237	$290.5^{+0.7}_{-0.9}$	$11.6^{+2.5}_{-1.1}$	$13.51^{+0.04}_{-0.03}$	$13.36^{+0.06}_{-0.03}$	$\lesssim 13.2$	$-0.79^{+0.09}_{-0.08}$	Zn
BI 253	$275.0^{+1.0}_{-0.8}$	$14.8^{+0.2}_{-1.3}$	$13.68^{+0.21}_{-0.69}$	$13.4^{+0.3}_{-0.5}$	$13.1^{+0.4}_{-1.0}$	$-0.66^{+0.05}_{-0.05}$	Zn
Sk-68 135	$268.0^{+0.2}_{-0.1}$	$0.4^{+0.3}_{-0.2}$	$13.38^{+0.25}_{-0.40}$	$13.44^{+0.17}_{-0.12}$	$12.88^{+0.15}_{-0.14}$	$-0.67^{+0.06}_{-0.05}$	Zn
	$276.5^{+0.1}_{-0.1}$	$5.8^{+0.3}_{-0.2}$	$14.00^{+0.02}_{-0.02}$	$13.93^{+0.02}_{-0.02}$	$13.45^{+0.02}_{-0.01}$	'_'	'_'
Sk-69 246	$277.7^{+0.3}_{-0.2}$	$5.0^{+0.4}_{-0.5}$	$13.72^{+0.05}_{-0.07}$	$13.69^{+0.04}_{-0.06}$	$13.33^{+0.02}_{-0.03}$	$-0.65^{+0.06}_{-0.05}$	Zn
	$286.9^{+0.9}_{-1.8}$	$4.1^{+2.2}_{-1.1}$	$13.25^{+0.16}_{-0.11}$	$13.07^{+0.20}_{-0.15}$	$\lesssim 13.0$	'_'	'_'
Малое Магелланово Облако							
AV 26	$122.8^{+0.1}_{-0.1}$	$0.35^{+0.1}_{-0.1}$	$13.78^{+0.06}_{-0.07}$	$13.89^{+0.05}_{-0.06}$	$13.53^{+0.04}_{-0.04}$	$-1.06^{+0.03}_{-0.04}$	S
	$125.02^{+0.05}_{-0.07}$	$0.22^{+0.1}_{-0.1}$	$15.16^{+0.06}_{-0.09}$	$14.59^{+0.11}_{-0.09}$	$13.82^{+0.10}_{-0.07}$	'_'	'_'
AV 80	$116.3^{+0.2}_{-0.5}$	$8.9^{+0.9}_{-0.8}$	$13.35^{+0.04}_{-0.03}$	$13.16^{+0.04}_{-0.06}$	$12.63^{+0.11}_{-0.24}$	$-1.16^{+0.05}_{-0.05}$	Zn
AV 95	$122.3^{+0.9}_{-1.5}$	$5.2^{+2.7}_{-1.1}$	$\lesssim 13.0$	$\lesssim 12.8$	$\lesssim 12.9$	$-0.99^{+0.06}_{-0.06}$	Zn
AV 242	$92.9^{+0.6}_{-0.7}$	$3.6^{+1.0}_{-1.5}$	$12.70^{+0.06}_{-0.07}$	$\lesssim 12.7$	$\lesssim 12.4$	$-0.71^{+0.06}_{-0.07}$	Zn
	$158.4^{+0.4}_{-0.8}$	$4.1^{+1.4}_{-1.9}$	$12.86^{+0.13}_{-0.12}$	$\lesssim 12.8$	$\lesssim 12.4$	'_'	'_'
AV 372	$143.2^{+0.3}_{-0.2}$	$5.7^{+0.5}_{-0.5}$	$13.40^{+0.02}_{-0.03}$	$12.95^{+0.04}_{-0.08}$	$\lesssim 12.5$	$-1.06^{+0.05}_{-0.05}$	Zn
AV 472	$126.8^{+1.8}_{-1.8}$	$0.7^{+0.2}_{-0.2}$	$\lesssim 15.7$	$\lesssim 13.8$	$\lesssim 16.6$		
AV 488	$143.2^{+0.4}_{-0.5}$	$5.9^{+0.8}_{-0.9}$	$13.08^{+0.04}_{-0.04}$	$12.59^{+0.11}_{-0.14}$	$\lesssim 12.5$	$-0.81^{+0.05}_{-0.06}$	Zn
AV 490	$133.5^{+0.1}_{-0.1}$	$4.9^{+0.2}_{-0.1}$	$13.50^{+0.01}_{-0.01}$	$12.94^{+0.02}_{-0.02}$	$12.15^{+0.09}_{-0.07}$	$-1.06^{+0.05}_{-0.05}$	P
Sk 191	$134.6^{+1.5}_{-1.8}$	$9.2^{+3.8}_{-3.4}$	$12.88^{+0.09}_{-0.12}$	$\lesssim 13.10$	$\lesssim 12.74$	$-1.51^{+0.06}_{-0.06}$	Zn
	$153.7^{+0.4}_{-0.3}$	$4.5^{+1.0}_{-0.7}$	$13.34^{+0.03}_{-0.05}$	$13.42^{+0.03}_{-0.06}$	$13.05^{+0.07}_{-0.05}$	'_'	'_'

Столбцы: (i) название звезды; (ii) скоростной сдвиг компонент относительно локального стандарта покоя (LSR); (iii) параметр Доплера; (iv) лучевая концентрация  $S I$ ; (v) лучевая концентрация  $S I^*$ ; (vi) лучевая концентрация  $S I^{**}$ ; (vii) металличность относительно солнечной [99]:  $[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}$ ; (viii) элемент, используемый для оценки металличности.



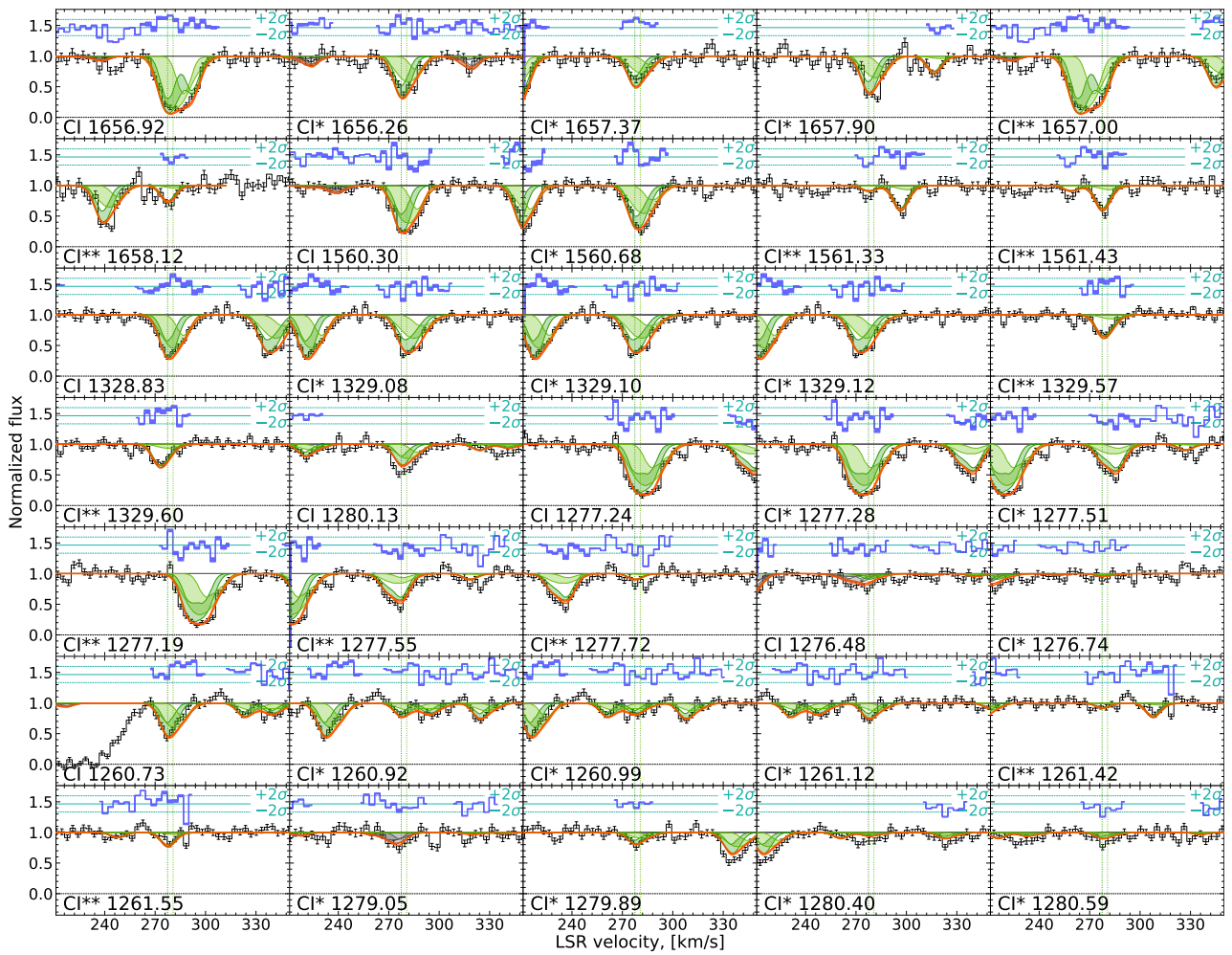


Рисунок 3.21: Подгонка абсорбционных линий C I в спектре звезды Sk-69 246 в БМО. Графические элементы такие же, как для рисунка 3.2

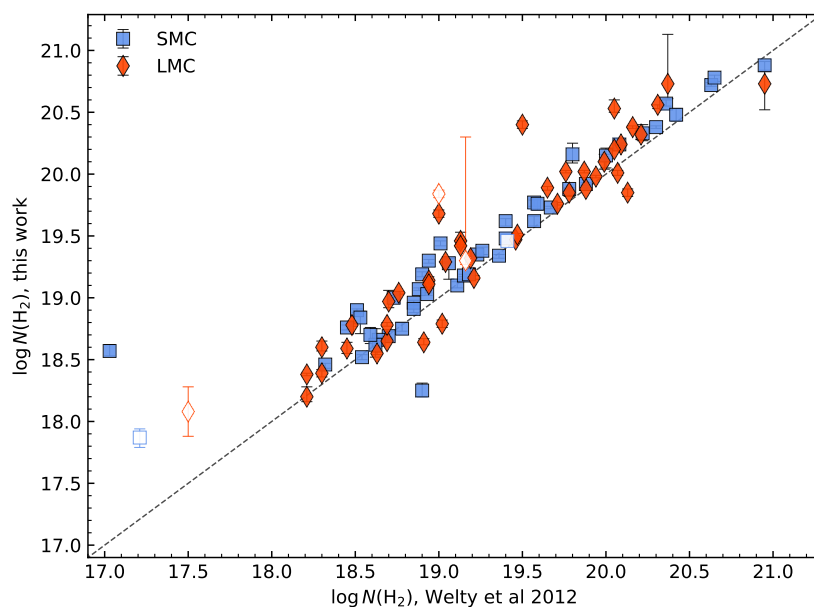


Рисунок 3.22: Сравнение полных лучевых концентраций  $\text{H}_2$ , полученных в работе [7] (ось абсцисс) и в данной главе (ось ординат). Голубые и красные символы показывают измерения в ММО и БМО, соответственно. Незаполненные символы соответствуют системам с малыми параметрами Доплера. Пунктирная прямая показывает точное соответствие лучевых концентраций.

На рисунке 3.22 показано сравнение результатов анализа  $\text{H}_2$ , полученных нами и в работе [7]. Для этого были сложены лучевые концентрации всех компонент, ассоциированных с Большим или Малым Магеллановым Облаком, для каждого спектра. К сожалению, в работе [7] неопределенности на полученные лучевые концентрации не были приведены, поэтому реальное расхождение между результатами неизвестно и количественно сравнивать результаты сложно. Тем не менее, видно, что результаты, полученные в данной главе, систематически выше результатов из работы [7]. Причиной может быть, во-первых, различие в методах анализа: в работе [7] детальный многокомпонентный анализ проводился лишь для  $\sim 40$  систем (в то время как для большинства систем использовались лишь линии для нижних вращательных уровней  $J = 0$  и  $1$ ), что могло привести к недооценке полной лучевой концентрации  $\text{H}_2$  для остальных систем. Во-вторых, расхождение могло возникнуть из-за различия в калибровке спектров и неопределенности разрешения спектров после сложения. В-третьих, анализ, описанный выше, основан на методе Монте-Карло, который в некоторых случаях дает результат с низким

параметром Доплера и может переоценить лучевые концентрации в случае низких концентраций  $\log N \lesssim 19$ , когда Лоренцевы крылья еще не видны (в таблицах 3.1 и 3.2 такие системы отмечены символами  $c$  и  $b$ , соответственно).

На рисунке 3.23 показаны полученные значения HD и H<sub>2</sub>; для сравнения показаны измерения в нашей Галактике [6] и на больших красных смещениях (см. главу 2), также первичное изотопическое отношение (D/H)<sub>p</sub> [1]. Из рисунка виден большой разброс в относительной распространенности HD/H<sub>2</sub> в Магеллановых Облаках ( $\approx 2$  порядка величины), что, вероятно, отражает различие в физических условиях в наблюдаемых системах. Тем не менее, из-за того, что качество спектров FUSE плохо подходит для измерения лучевых концентраций HD, нами было получено относительно мало измерений и в большинстве случаев были оценены только верхние пределы.

### 3.5 Выводы к главе

В данной главе был выполнен систематический поиск молекул HD в Большом и Малом Магеллановых Облаках, ближайших к Млечному Пути низкометаллических карликовых галактиках. Для анализа линий HD использовались архивные данные космического телескопа FUSE, анализ которых был выполнен в работах [130, 7]. Для того, чтобы сделать анализ однородным, был также проведен независимый анализ абсорбционных линий H<sub>2</sub>, а на скоростях, соответствующих компонентам H<sub>2</sub>, был выполнен поиск молекул HD. Также был выполнен анализ линий C I и оценка металличности для тех систем, для которых имеются архивные данные телескопа HST и в которых были идентифицированы молекулы HD. Так как большинство спектров FUSE плохо откалибровано по длине волны, была написана процедура, позволяющая улучшить качество калибровки спектров.

Из-за недостаточно хорошего качества, спектры FUSE плохо подходят для анализа линий HD и в большинстве случаев возможно оценить лишь верхний предел на лучевые концентрации HD. Измерения лучевых концентраций были получены для 24 систем, из которых 19 не были опубликованы ранее.

Основные результаты, полученные в главе:

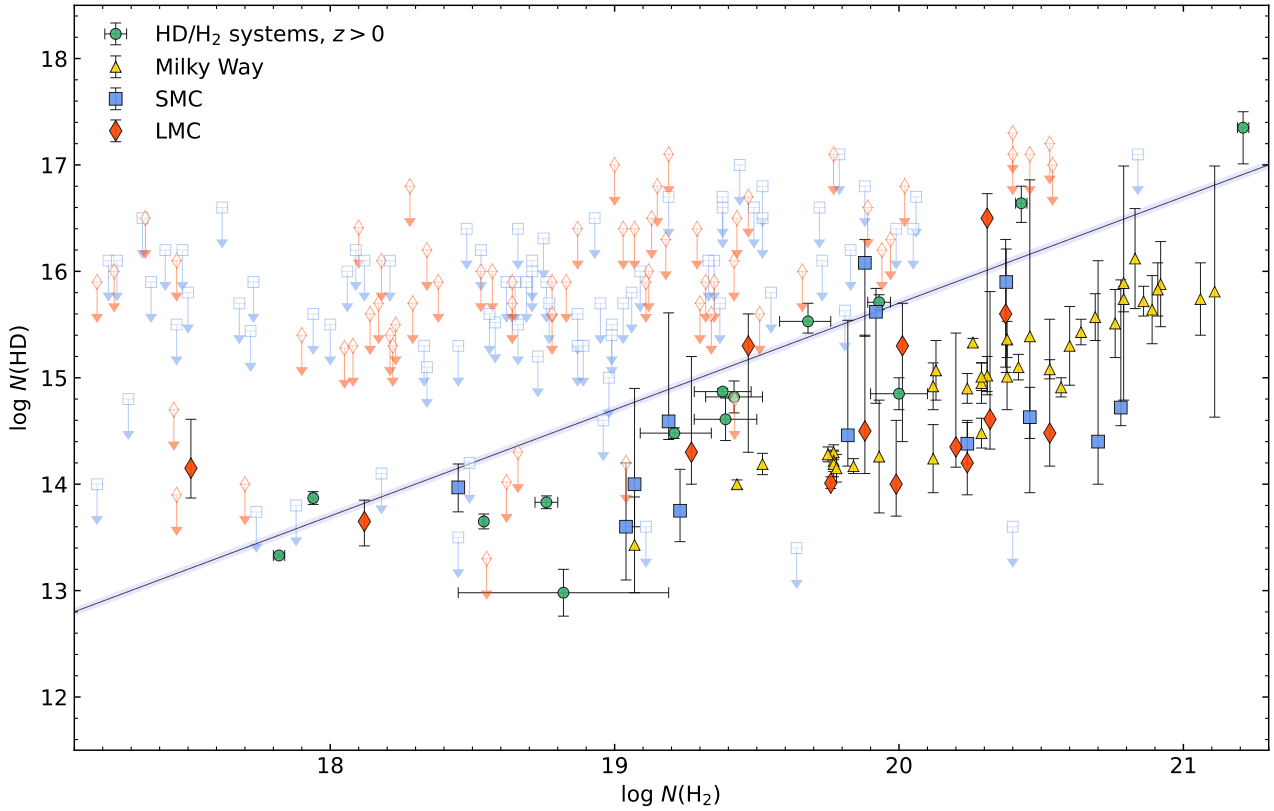


Рисунок 3.23: Относительная распространенность молекул HD и H<sub>2</sub>. Измерения в Большом и Малом Магеллановых Облаках показаны заполненными голубыми и красными символами, соответственно. Незаполненными символами показаны верхние пределы на лучевые концентрации HD, которые оценивались из одностороннего интервала на уровне значимости 99.7% (3 $\sigma$ ). Зелеными кружками показаны измерения на больших красных смещениях в спектрах квазаров (см. главу 2), желтые треугольники показывают измерения в нашей Галактике [6], сплошная голубая линия показывает первичное изотопическое отношение (D/H)<sub>p</sub> [1].

1. Выполнен независимый анализ абсорбционных систем, содержащих молекулы H<sub>2</sub> методом подгонки линий профилем Фойта, в спектрах 48 и 46 звезд в БМО и ММО, соответственно. Для каждой из систем получены населенности всех вращательных уровней, линии переходов которых идентифицируются в спектре.
2. В каждой из систем, содержащих H<sub>2</sub>, выполнен поиск молекул HD. Это позволило идентифицировать молекулы HD в 24 системах в Магелла-

новых Облаках, в 19 из них – впервые. В остальных 70 системах поставлены верхние пределы на лучевые концентрации HD.

3. В спектре звезды AV 242 в ММО найдено неопубликованное ранее высокоскоростное облако, содержащее H<sub>2</sub>.
4. В некоторых системах, содержащих H<sub>2</sub>, выполнен анализ абсорбционных линий C I и найдены населенности уровней тонкой структуры. Выполнена независимая оценка металличности по линиям Zn II, S II, P II.

## Глава 4

# Модель облака HD/H<sub>2</sub>

### 4.1 Введение

Измерения относительной распространенности HD/H<sub>2</sub> на больших красных смещениях показывают большой разброс относительно первичного изотопического отношения  $(D/H)_p$  (см., например, главу 2), при этом значения, полученные для нашей Галактики [6], оказались примерно на порядок ниже изотопического отношения [9, 10]. Такое различие не может быть объяснено только астрацией дейтерия в процессе звездной эволюции.

В предыдущих работах, посвященных моделированию химической эволюции молекул HD в межзвездной среде [57, 144, 10], было показано, что относительная распространенность HD/H<sub>2</sub> сильно зависит от физических условий в среде, а именно, от металличности, интенсивности УФ фона, объемной концентрации газа и степени ионизации среды. Однако в этих работах строились сложные модели, учитывающие не только молекулы H<sub>2</sub> и HD, но и H<sub>3</sub><sup>+</sup> [10, 144] и CO (и еще около 140 элементов [57]). Также в этих моделях рассчитывался тепловой баланс и в случае [57] – перенос излучения в среде. И хотя эти модели показали, что скорость формирования HD увеличивается при уменьшении металличности, авторы предполагали, что распространенности HD не хватает для существенного самоэкранирования и поэтому всегда  $HD/2H_2 \lesssim D/H$ , хотя и отмечали, что наблюдения некоторых систем на больших красных смещениях дают  $N_{HD}/2N_{H_2} > (D/H)_p$  [10]. Кроме того, сложность этих моделей увеличивает время расчетов, что значительно усложняет их использование для систематических оценок физических условий в среде.

В данной главе представлена простая полуаналитическая модель, описывающая относительную распространенность HD/H<sub>2</sub> в диффузной межзвезд-

ной среде и ее зависимость от физических условий. Эта модель применима для оценки физических параметров в полной выборке наблюдаемых систем как на больших красных смещениях, так и в Млечном Пути и соседних галактиках. Показано, что результаты полученной модели хорошо согласуются с результатами расчетов кодом Meudon PDR [13]. Показано, что отношение лучевых концентраций  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$  сильно зависит от физических параметров в среде. Найдено, что при уменьшении металличности скорость формирования HD возрастает, что ведет к увеличению распространенности HD, таким образом, объясняя различие в наблюдаемых значениях  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$  на больших красных смещениях и в нашей Галактике. Кроме того, получено, что при реалистичной комбинации физических параметров (например, низкой металличности и/или высокой скорости ионизации космическими лучами) самоэкранирование HD наступает раньше, чем для  $\text{H}_2$ , что ведет к появлению области внутри облака, где  $\text{HD}/\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$ , что может объяснить наблюдаемое различие между измерениями на больших красных смещениях и в нашей Галактике.

## 4.2 Модель облака HD/H<sub>2</sub>

Мы рассмотрели плоско-параллельный слой газа с объемной концентрацией водорода  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и металличностью  $Z$  (относительно солнечной), облучаемый УФ излучением с одной стороны (интенсивности  $\chi$  в единицах поля Дрейна [14]) и космическими лучами (скорость первичной ионизации космическими лучами на атом водорода  $\zeta$ , далее также используется обозначение скорости ионизации космическими лучами как  $\zeta_{-17}$ , в единицах  $10^{-17} \text{ c}^{-1}$ ). Температура была зафиксирована на  $T = 100 \text{ K}$ , так как при типичных температурах холодной фазы диффузной МЗС (50-200 K, см., например, [3]) реакции, рассматриваемые в работе, слабо зависят от температуры. В модели рассчитывается стационарный химический баланс в облаке, то есть считается, что все величины не зависят от времени. Тогда объемная концентрация молекул HD  $n_{\text{HD}}$  определяется уравнением баланса между процессами формирования и

разрушения, которое выглядит следующим образом:

$$F^{\text{HD}} n_{\text{H}_2} n_{\text{D}^+} + R^{\text{HD}} n_{\text{H}}^{\text{tot}} n_{\text{D}} = \frac{1}{2} \chi D^{\text{HD}} S^{\text{HD}} e^{-\tau_g} n_{\text{HD}}, \quad (4.1)$$

где слева описывается формирование HD в реакции (1.7) (первое слагаемое,  $F^{\text{HD}} \approx 2 \times 10^{-9} \text{ см}^3 \text{ с}^{-1}$  – скорость реакции (1.7) [57]) и на пыли (второе слагаемое,  $R^{\text{HD}} \approx 6.3 \times 10^{-17} Z \text{ см}^3 \text{ с}^{-1}$  – скорость формирования HD на пыли [57]), а справа – разрушение УФ излучением (где  $D^{\text{HD}} = 3.2 \times 10^{-11} \text{ с}^{-1}$  – скорость разрушения HD без учета экранирования), с учетом самоэкранирования HD (которое описывается функцией самоэкранирования  $S^{\text{HD}}$  [60]) и поглощения излучения пылью (оптическая толщина, описывающая поглощение фотонов пылью  $\tau_g = \sigma_g (N_{\text{H}} + 2N_{\text{H}_2})$ ). Объемная концентрация  $\text{D}^+$   $n_{\text{D}^+}$  в диффузной МЗС определяется в основном зарядово-обменной реакцией с водородом H:



и разрушением  $\text{D}^+$  в реакции (1.7); при этом образование  $\text{D}^+$  в реакции, обратной (1.7), пренебрежимо мало, так как это эндотермическая реакция с пороговым значением  $\sim 460 \text{ К}$ , подавленная в холодной среде. Тогда получаем объемную концентрацию  $\text{D}^+$ :

$$n_{\text{D}^+} = \frac{k}{k' n_{\text{H}}^{\text{tot}} + 2n_{\text{H}_2} B} \approx \frac{k}{k'} \frac{n_{\text{D}} n_{\text{H}^+}}{n_{\text{H}}^{\text{tot}}}, \quad (4.3)$$

где  $k$  и  $k'$  – это скорости прямой и обратной реакции (4.2), соответственно, а коэффициент  $B = F^{\text{HD}}/2k' - 1 \approx 0$ , так как, согласно скоростям реакций, взятым из работы [57],  $F^{\text{HD}} \approx 2k'$ .

Объемную концентрацию ионизованного водорода  $n_{\text{H}^+}$  можно оценить из уравнения ионизационного баланса. Ионизованный водород в основном образуется в результате ионизации космическими лучами H и  $\text{H}_2$ :

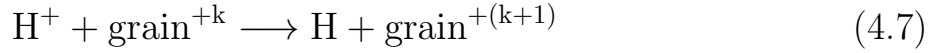


и разрушается в результате радиативной рекомбинации:





со скоростью  $\alpha^{\text{rr}} \approx 1.1 \times 10^{-11} \text{ см}^3\text{с}^{-1}$  [57] и рекомбинации на пыли:



со скоростью  $\alpha^{\text{gr}} \approx 1.6 \times 10^{-10} \chi^{-1} n_2 Z \text{ см}^3\text{с}^{-1}$  (которая является основным каналом при высоких металличностях) [145, 27]. Тогда

$$k_{\zeta}^{\text{H}} n_{\text{H}} + k_{\zeta}^{\text{H}_2} n_{\text{H}_2} = \alpha^{\text{rr}} n_{\text{H}^+} n_{\text{e}} + \alpha^{\text{gr}} n_{\text{e}} n_{\text{H}^+}. \quad (4.8)$$

Здесь  $k_{\zeta}^{\text{H}} = \zeta_{-17}(1 + \varphi_s) \times 10^{-17} \text{ с}^{-1}$  – полная скорость ионизации космическими лучами атомарного водорода в реакции (4.4) (фактор  $\varphi_s \approx 0.67$  учитывает вторичную ионизацию [27]), а  $k_{\zeta}^{\text{H}_2} \approx 0.1 k_{\zeta}^{\text{H}}$  – скорость разрушения молекул  $\text{H}_2$  при взаимодействии с космическими лучами в реакции (4.5).

Также в уравнении (4.8) можно учесть дополнительные каналы образования  $\text{H}^+$  в среде, однако при условиях, рассматриваемых в данной главе, они вносят не более 20% отличия от расчетов, не учитывающих эти реакции. Так, например, образование  $\text{H}^+$  в реакции (4.2) практически не вносит вклад, так как уравнивается обратной реакцией, в которой  $\text{H}^+$  разрушается. Реакции образования  $\text{H}^+$  с участием  $\text{He}^+$ ,  $\text{N}_2^+$  и зарядово-обменная реакция с  $\text{O}$  также вносят малый вклад в концентрацию  $\text{H}^+$ . Подробно учет этих реакций рассмотрен в нашей работе [69]. На рисунке 4.1 показано сравнение расчетов  $n_{\text{H}^+}$  с учетом и без учета дополнительных реакций, и видно, что расхождение составляет не более нескольких процентов. Наибольшее расхождение (при низкой металличности и интенсивности УФ фона и высокой плотности) связано с увеличением концентрации  $\text{O}^+$ . В данной главе для упрощения расчетов дополнительные реакции не учитываются.

Объемная концентрация электронов в холодной фазе МЗС:  $n_{\text{e}} \approx n_{\text{H}^+} + n_{\text{C}^+}$ , так как при рассматриваемых условиях практически весь углерод однократно ионизован, а вклад от остальных элементов ( $\text{He}^+$ ,  $\text{O}^+$  и других) мал. Тогда можно получить выражение для степени ионизации в среде:

$$f_{\text{H}^+} \equiv \frac{n_{\text{H}^+}}{n_{\text{H}}^{\text{tot}}} = \frac{x_{\text{C}}}{2} \left( \sqrt{\frac{4(k_{\zeta}^{\text{H}} - f_{\text{H}_2}(k_{\zeta}^{\text{H}} - 0.5k_{\zeta}^{\text{H}_2}))}{(\alpha^{\text{gr}} + \alpha^{\text{rr}})n_{\text{H}}^{\text{tot}}x_{\text{C}}^2} + 1} - 1 \right), \quad (4.9)$$

где  $x_{\text{C}} = n_{\text{C}}/n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 2.7 \times 10^{-4} Z d$  – распространенность углерода [99] (здесь  $d$  – это деплеция углерода на пыли),  $f_{\text{H}_2} = 2n_{\text{H}_2}/(n_{\text{H}} + 2n_{\text{H}_2})$  – степень молеку-

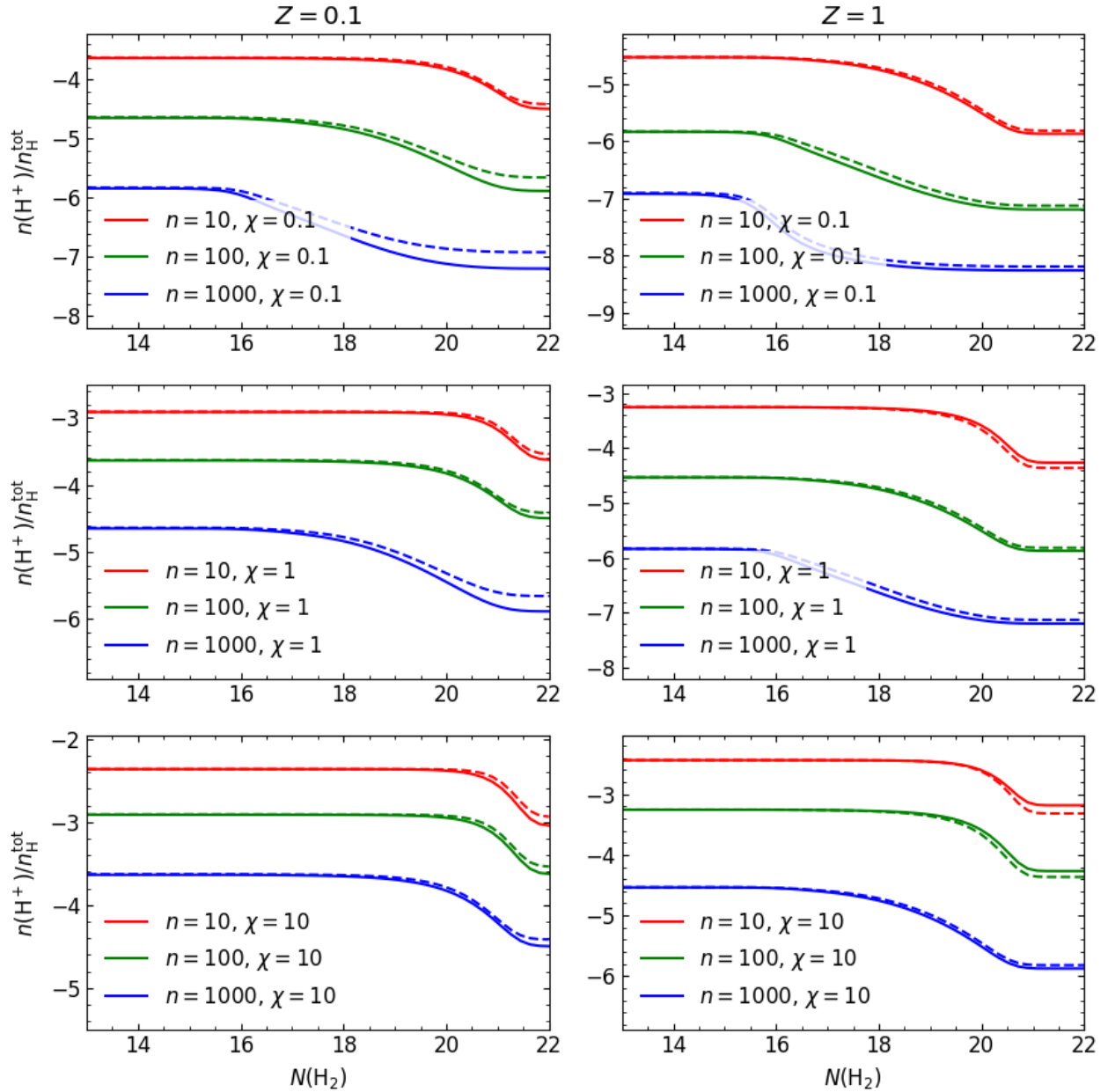


Рисунок 4.1: Сравнение профилей концентраций  $\text{H}^+$ , рассчитанных с учетом  $\text{He}^+$ ,  $\text{H}_2^+$  и  $\text{O}^+$  (пунктирные кривые) и без (сплошные кривые). Кривые рассчитаны на сетке параметров  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = [10, 100, 1000]$  и  $\chi = [0.1, 1, 10]$  (предполагается, что  $\log \zeta / 10^{-16} \text{c}^{-1} = \log \chi$ ) для  $Z = 0.1$  (левая колонка) и  $Z = 1$  (правая колонка).

ляризации. Тогда, подставляя (4.3) и (4.9) в уравнение (4.1), получаем

$$n_{\text{HD}} = n_{\text{D}} (\beta^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} + \beta^{\text{dust}}), \quad (4.10)$$

где

$$\beta^{\text{chem}} = \frac{kF^{\text{HD}} n_{\text{H}}^{\text{tot}} f_{\text{H}^+}}{k' \chi D^{\text{HD}} S^{\text{HD}} e^{-\tau_g}} \equiv \frac{\beta_0^{\text{chem}}}{S^{\text{HD}} e^{-\tau_g}} \quad (4.11)$$

– отношение скорости формирования HD в реакции (1.7) к скорости разрушения HD УФ излучением;

$$\beta^{\text{dust}} = \frac{2R^{\text{HD}} n_{\text{H}}^{\text{tot}}}{\chi D^{\text{HD}} S^{\text{HD}} e^{-\tau_g}} \equiv \frac{\beta_0^{\text{dust}}}{S^{\text{HD}} e^{-\tau_g}} \quad (4.12)$$

– отношение скорости формирования HD на поверхности пыли к скорости разрушения HD УФ излучением. Здесь  $\beta_0^{\text{chem}}$  и  $\beta_0^{\text{dust}}$  – это значения  $\beta^{\text{chem}}$  и  $\beta^{\text{dust}}$  в случае отсутствия экранирования УФ поля, т.е. при  $S^{\text{HD}} = 1$ ,  $\tau_g = 0$ ; они могут быть записаны как функции от физических условий и степени молекуляризации  $\text{H}_2$ :

$$\beta_0^{\text{chem}} = 0.6 \frac{n_2 Z d_C}{\chi} \left( \sqrt{\frac{0.8 \zeta_{-17} (1 - 0.95 f_{\text{H}_2})}{n_2 Z^2 d_C^2 (1 + 15 \chi^{-1} n_2 Z)}} + 1 - 1 \right), \quad (4.13)$$

$$\beta_0^{\text{dust}} = 1.2 \times 10^{-4} \frac{n_2 Z}{\chi}, \quad (4.14)$$

где  $n_2 = n_{\text{H}}^{\text{tot}}/100 \text{ см}^{-3}$ . Учитывая, что  $n_{\text{D}} + n_{\text{HD}} = n_{\text{D}}^{\text{tot}}$ , а  $n_{\text{D}}^{\text{tot}}/n_{\text{H}}^{\text{tot}} = \text{D}/\text{H}$  – изотопическое отношение дейтерия к водороду, получаем

$$\frac{n_{\text{HD}}}{2n_{\text{H}_2}} = \frac{\text{D}}{\text{H}} \frac{1}{f_{\text{H}_2}} \left( \frac{1}{\beta^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} + \beta^{\text{dust}}} + 1 \right)^{-1}. \quad (4.15)$$

Пользуясь формализмом, представленным в работах [47, 48], можно задать  $f_{\text{H}_2}$  как функцию  $N_{\text{H}_2}$  и параметра  $\alpha \equiv \chi D^{\text{H}_2}/R^{\text{H}_2} n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 1.3 \times 10^4 \chi/n_2 Z$ . Параметры  $\beta^{\text{chem}}$  и  $\beta^{\text{dust}}$  также зависят от  $N_{\text{H}_2}$  и  $N_{\text{HD}}$ . Таким образом, учитывая, что  $n_{\text{HD}}/n_{\text{H}_2} = dN_{\text{HD}}/dN_{\text{H}_2}$  (а также  $N_{\text{HD}} = \int n_{\text{HD}} dl = \int \frac{n_{\text{HD}}}{n_{\text{H}_2}} dN_{\text{H}_2}$ ), уравнение (4.15) можно переписать как дифференциальное уравнение для лучевой концентрации  $N_{\text{HD}}$  как функции  $N_{\text{H}_2}$ .

На рисунке 4.2 показаны полученные из решения дифференциального уравнения (4.15) профили отношений лучевых концентраций HD и  $\text{H}_2$   $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  как функции  $N_{\text{H}_2}$  для облака с  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 100 \text{ см}^{-3}$ ,  $\zeta = 3 \times 10^{-17} \text{ с}^{-1}$ ,

$\chi = 1$  (что соответствует типичным условиям в холодной фазе диффузной МЗС) и металличностей  $Z = 1$  (солнечная металличность, левая панель) и  $Z = 0.1$  (правая панель). Из рисунка видно, что при уменьшении металличности отношение  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  сильно возрастает и может быть выше, чем изотопическое отношение, что естественным образом может объяснить наблюдаемое различие между измерениями относительной лучевой концентрации HD/2H<sub>2</sub> в Млечном Пути и на больших красных смещениях [10]. Основная причина такого увеличения заключается в увеличении степени ионизации H<sup>+</sup> (и, следовательно, D<sup>+</sup>), так как при меньшей металличности уменьшается скорость разрушения H<sup>+</sup> в правой части уравнения (4.8) за счет уменьшения количества пыли, а также уменьшения количества электронов из-за уменьшения содержания углерода.

Анализируя уравнение (4.15) можно найти три асимптотики для отношения  $n_{\text{HD}}/n_{\text{H}_2}$  (аналогичные асимптотики получаются для отношения  $N_{\text{HD}}/N_{\text{H}_2}$ ). На рисунке 4.2 эти асимптотики показаны пунктирными линиями.

- Полностью самоэкранированная область HD ( $S^{\text{HD}} \rightarrow 0$ ).

При этом  $\beta^{\text{chem}} \gg 1$ ,  $\beta^{\text{dust}} \gg 1$  и  $f_{\text{H}_2} \rightarrow 1$ ; тогда

$$\frac{n_{\text{HD}}}{2n_{\text{H}_2}} = \frac{\text{D}}{\text{H}}, \quad (4.16)$$

то есть весь водород и дейтерий находится в молекулах H<sub>2</sub> и HD. В нашей модели не учитываются такие реакции, как разрушение молекул космическими лучами, деплеция элементов на пыли и обогащение дейтерием сложных молекул, из-за чего даже в самоэкранированной области не весь дейтерий находится в форме молекул HD.

- Слабое самоэкранирование HD и промежуточные значения  $f_{\text{H}_2}$ .

Для  $\log N_{\text{HD}} \lesssim 14$ :  $S^{\text{HD}} \rightarrow 1$  и промежуточных значений  $f_{\text{H}_2} \gtrsim 10^{-4}$ ,  $\beta_0^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} > \beta_0^{\text{dust}}$  (то есть формирование HD в реакции (1.7) доминирует над формированием на поверхности пыли) и тогда:

$$\frac{n_{\text{HD}}}{2n_{\text{H}_2}} \approx \frac{\text{D}}{\text{H}} \beta_0^{\text{chem}}. \quad (4.17)$$

- Слабое самоэкранирование HD и низкие значения  $f_{\text{H}_2}$ .

Соответствует внешней части облака, где, следуя [47], можно написать  $f_{\text{H}_2} = 4/\alpha$  и в уравнении (4.15) доминирует слагаемое с  $\beta^{\text{dust}}$  (то есть HD образуется преимущественно на пыли, так как содержание  $\text{H}_2$  относительно мало), поэтому

$$\frac{n_{\text{HD}}}{2n_{\text{H}_2}} = \frac{D}{\text{H}} \frac{\beta_0^{\text{dust}}}{f_{\text{H}_2}} = \frac{\alpha D}{4 \text{H}} \beta_0^{\text{dust}} = \frac{D}{\text{H}} \frac{R^{\text{HD}} D^{\text{H}_2}}{2R^{\text{H}_2} D^{\text{HD}}} \approx 1.3 \frac{D}{\text{H}}. \quad (4.18)$$

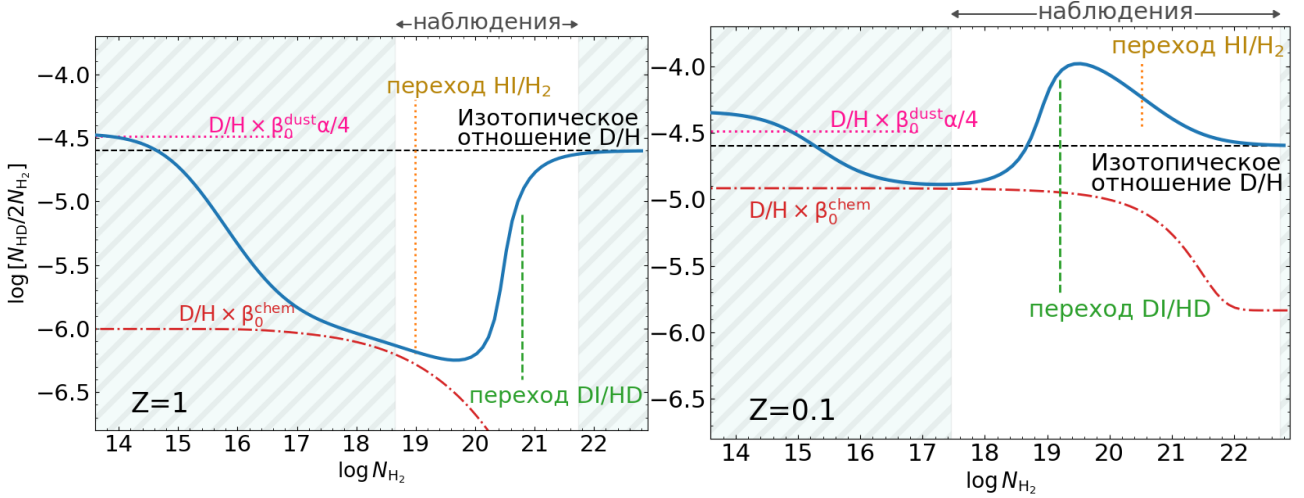


Рисунок 4.2: Отношение лучевых концентраций HD/2H<sub>2</sub> как функция  $N_{\text{H}_2}$  для модели облака с  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 100 \text{ см}^{-3}$ ,  $T = 100 \text{ K}$ ,  $\chi = 1$  и  $\zeta = 3 \times 10^{-17} \text{ с}^{-1}$  и для значений металличности  $Z = 1$  и  $Z = 0.1$  на левой и правой панелях, соответственно. Сплошная голубая кривая показывает решение уравнения (4.15), розовая пунктирная линия показывает асимптотику в неэкранированной части облака (4.18), красная штрих-пунктирная линия – это асимптотика в случае (4.17) и черная штриховая линия соответствует изотопическому отношению D/H. Зеленая и оранжевая вертикальные линии показывают лучевые концентрации  $\text{H}_2$ , при которых происходят переходы DI/HD (4.20) и HI/H<sub>2</sub> [48], соответственно. Незаштрихованная область условно показывает диапазон лучевых концентраций  $\text{H}_2$ , в котором могут в принципе быть задетектированы линии HD при помощи современных инструментов (рассчитывалась из условий  $\log N_{\text{HD}} > 12.5$  и  $A_V < 3$ , соответствующих левой и правой границе на каждой панели).

На рисунке 4.3 показаны профили лучевых концентраций HD, рассчитанные для разных комбинаций параметров. Базовая модель имела параметры

$Z = 0.3$ ,  $\zeta = 3 \times 10^{-17} \text{ c}^{-1}$ ,  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 100 \text{ cm}^{-3}$ ,  $\chi = 1$ . Затем независимо менялись  $Z$ ,  $\zeta_{-17}$ ,  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  в пределах значений  $(0.1, 0.3, 1)$ ,  $(0.3, 3, 30)$ ,  $(10, 100, 1000)$  и  $(0.1, 1, 10)$ , соответственно. Из рисунка видно, что на определенной глубине облака при разных условиях лучевые концентрации HD могут существенно отличаться (до трех порядков величины). Также показано, что при низкой металличности и объемной концентрации водорода и высокой скорости ионизации космическими лучами отношение  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  превышает изотопическое отношение D/H.

### 4.3 Переход D I/HD

Рассматриваемые процессы формирования и разрушения молекул HD подразумевают, что объемная концентрация HD  $n_{\text{HD}}$  постепенно увеличивается с увеличением глубины проникновения УФ излучения (определяемой  $N_{\text{H}_2}$ ), начиная с некоторого малого значения на внешней части облака до  $n_{\text{D}}^{\text{tot}}$ . С другой стороны,  $n_{\text{D}}$  уменьшается от  $n_{\text{D}}^{\text{tot}}$  с глубиной проникновения УФ излучения в облако, то есть  $n_{\text{HD}}$  и  $n_{\text{D}}$  – растущая и убывающая функции глубины (или  $N_{\text{H}_2}$ ), соответственно.

Тогда на определенной глубине облака есть так называемая точка перехода D I/HD, в которой  $n_{\text{D}} = n_{\text{HD}}$ , и которую можно получить из уравнения (4.10):

$$\beta^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} + \beta^{\text{dust}} = 1. \quad (4.19)$$

Для характерных параметров в диффузной МЗС  $\beta^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} \gg \beta^{\text{dust}}$  на глубине перехода D I/HD (см. выражения (4.13) и (4.14)), тогда лучевую концентрацию  $N_{\text{H}_2}$ , при которой происходит этот переход, можно получить из уравнения

$$f_{\text{H}_2} = \frac{S^{\text{HD}} e^{-\tau_g}}{(\beta_0^{\text{chem}})^{-1}}. \quad (4.20)$$

Учитывая, что  $f_{\text{H}_2} = 1/2$  определяет точку перехода H I/H<sub>2</sub>, можно определить комбинацию параметров, при которых переход D I/HD происходит на меньшей глубине облака, чем H I/H<sub>2</sub>:  $\beta_0^{\text{chem}} > 2S^{\text{HD}} e^{-\tau_{\text{tran}}}$ , где  $\tau_{\text{tran}}$  – оптическая толщина, при которой происходит переход H I/H<sub>2</sub> [48]. Типичная ситуация, удовлетворяющая этому неравенству, соответствует низким металличностям

$Z \lesssim 0.1$ . При этом оказывается, что  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2} > \text{D}/\text{H}$  на глубинах проникновения около точек перехода  $\text{D I}/\text{HD}$  и  $\text{H I}/\text{H}_2$ , что можно увидеть на правой панели рисунка 4.2, где глубины переходов  $\text{D I}/\text{HD}$  и  $\text{H I}/\text{H}_2$  показаны вертикальными линиями зеленого (для перехода  $\text{D I}/\text{HD}$ ) и оранжевого (для перехода  $\text{H I}/\text{H}_2$ ) цвета.

## 4.4 Сравнение с Meudon PDR code

Meudon PDR [13] – это код, позволяющий построить модель стационарного плоско-параллельного облака, облучаемого УФ излучением и космическими лучами. Он итеративно рассчитывает перенос УФ излучения, учитывая его поглощение пылью в континууме и поглощение в линиях, тепловой баланс между процессами нагрева (в основном за счет фотоэффекта на пыли, химических процессов и космических лучей) и охлаждения (в основном за счет излучения ионов, атомов и молекул), населенности уровней и содержание элементов. Код включает несколько сотен элементов (ионов, атомов и молекул) и рассчитывает несколько тысяч химических реакций, включая реакции на поверхности пыли, разрушение элементов космическими лучами и УФ излучением.

Meudon PDR был использован, чтобы проверить расчеты рассмотренной выше модели. Был рассмотрен слой газа, облучаемый УФ излучением (со спектром поля Дрейна [14]) с одной стороны и рассчитана сетка моделей при фиксированной однородной температуре  $T = 100$  К. На рисунке 4.3 видно, что расчеты нашей полуаналитической модели (сплошные кривые) находятся в хорошем согласии с результатами кода Meudon PDR (пунктирные кривые). Детальный анализ показал, что некоторое расхождение связано с расчетом степени ионизации и отличием в расчетах функций самоэкранирования HD и  $\text{H}_2$  (так как в нашей модели используются аппроксимации функций самоэкранирования HD и  $\text{H}_2$  [60, 54], в то время как Meudon PDR рассчитывает их самосогласованно).

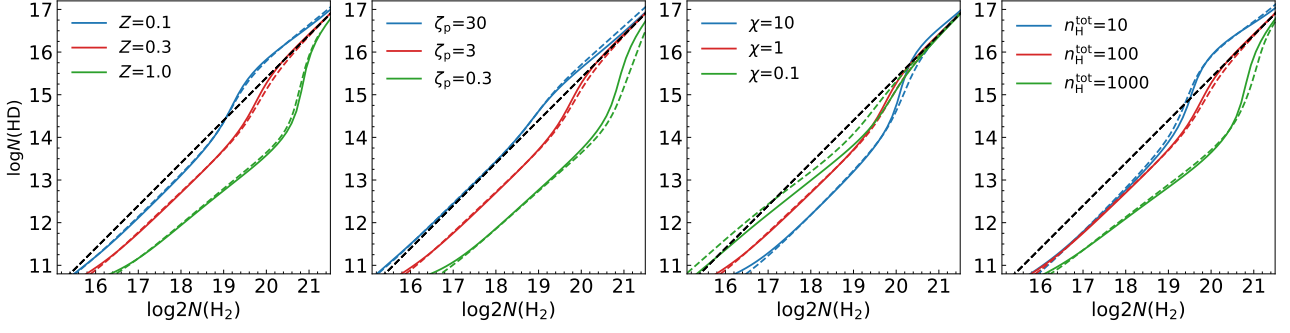
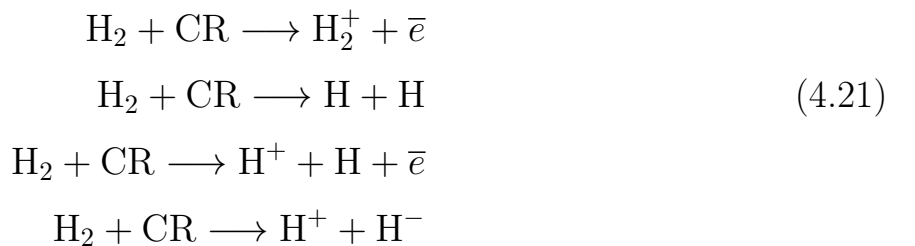


Рисунок 4.3: Зависимость  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  от физических параметров в МЗС. Красные кривые показывают базовую модель с  $Z = 0.3$ ,  $\chi = 1$  относительно поля Дрейна [14],  $\zeta = 3 \times 10^{-17} \text{ c}^{-1}$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 100 \text{ cm}^{-3}$ . Здесь  $\zeta_p = \zeta/10^{-17} \text{ c}^{-1}$ . Каждая панель соответствует изменению одного из параметров базовой модели: металличности, скорости ионизации космическими лучами, интенсивности УФ излучения и объемной концентрации слева направо, соответственно. Сплошные кривые показывают решение уравнения (4.15), а штриховые кривые – расчеты кодом Meudon PDR [13]. Черная штриховая линия соответствует изотопическому отношению D/H.

## 4.5 Учет разрушения HD и H<sub>2</sub> космическими лучами

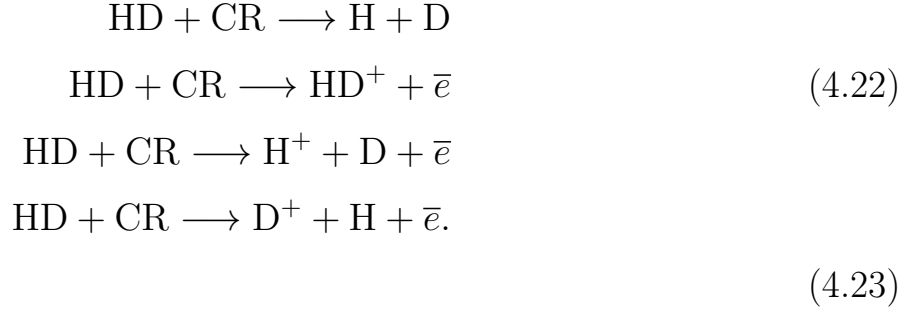
В модели, описанной разделе 4.2, учитывается лишь разрушение молекул УФ излучением. Однако при высоких значениях  $\zeta$  также возможно разрушение молекул космическими лучами. Учет этого процесса важен в областях облака, (само)экранированных от УФ излучения, так как он может препятствовать полной молекуляризации облака. В данном разделе рассмотрен учет разрушения молекул HD и H<sub>2</sub> в модели, описанной выше, и обсуждается изменение распространенностей молекул HD и H<sub>2</sub> при учете этих процессов.

Основные каналы разрушения молекул H<sub>2</sub> космическими лучами (см., например, базу данных химических реакций UMIST [146]):





и молекул HD:



Значения скоростей реакций были взяты равными скоростям, используемым в коде Meudon PDR.

Тогда уравнение баланса для  $\text{H}_2$  приобретает вид

$$R^{\text{H}_2} n_{\text{H}}^{\text{tot}} n_{\text{H}} = \frac{1}{2} D^{\text{H}_2} \chi S^{\text{H}_2} e^{-\tau_{\text{g}}} n_{\text{H}_2} + k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{H}_2} n_{\text{H}_2}, \tag{4.24}$$

где  $k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{H}_2}$  – это суммарная скорость реакций (4.21). Тогда

$$\frac{n_{\text{H}}}{n_{\text{H}_2}} = \frac{1}{2} \alpha S^{\text{H}_2} e^{-\tau_{\text{g}}} + \alpha^{\text{CR}}, \tag{4.25}$$

здесь  $\alpha^{\text{CR}} = k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{H}_2} / R^{\text{H}_2} n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ .

Уравнение баланса для HD:

$$F^{\text{HD}} n_{\text{H}_2} n_{\text{D}^+} + R^{\text{HD}} n_{\text{H}}^{\text{tot}} n_{\text{D}} = \frac{1}{2} \chi D^{\text{HD}} S^{\text{HD}} e^{-\tau_{\text{g}}} n_{\text{HD}} + k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{HD}} n_{\text{HD}}, \tag{4.26}$$

где  $k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{HD}}$  – сумма скоростей каналов реакций (4.22) и тогда  $\beta^{\text{CR}} = 2k_{\zeta, \text{tot}}^{\text{HD}} / \chi D^{\text{HD}} S^{\text{HD}} e^{-\tau_{\text{g}}} = \beta_0^{\text{CR}} / S^{\text{HD}} e^{-\tau_{\text{g}}}$ . Тогда с учетом реакций (4.22) выражение для  $N_{\text{HD}}$  изменяется по сравнению с уравнением (4.10) следующим образом:

$$n_{\text{HD}}(1 + \beta^{\text{CR}}) = n_{\text{D}}(\beta^{\text{dust}} + f_{\text{H}_2} \beta^{\text{chem}}), \tag{4.27}$$

и уравнение (4.15) преобразуется как:

$$\frac{n_{\text{HD}}}{n_{\text{H}_2}} = \frac{dN_{\text{HD}}}{dN_{\text{H}_2}} = 2 \frac{\text{D}}{\text{H}} \frac{1}{f_{\text{H}_2}} \left[ \frac{1 + \beta^{\text{CR}}}{f_{\text{H}_2} \beta^{\text{chem}} + \beta^{\text{dust}}} + 1 \right]^{-1}. \tag{4.28}$$

В работах [147, 148] было показано, что космические лучи низких энергий ( $E \lesssim 100$  МэВ, которые вносят наибольший вклад в ионизацию среды и разрушение молекул) при проникновении в среду с большой лучевой концентрацией могут испытывать значительные потери энергии, поэтому скорость

ионизации космическими лучами может уменьшаться в такой среде. И хотя спектры низкоэнергетических космических лучей неизвестны, так как из-за эффектов солнечной модуляции они не могут наблюдаться внутри Солнечной системы<sup>1</sup>, для оценки влияния затухания  $\zeta$  (от некоторого начального значения  $\zeta_0$ ) при проникновении вглубь облака можно воспользоваться моделью, предложенной в работе [148]:

$$\zeta(N) = \begin{cases} \zeta_0, & \text{если } N < 10^{19}, \\ \zeta_0 \left( \frac{N}{10^{19}} \right)^{-q}, & \text{если } N > 10^{19}. \end{cases} \quad (4.29)$$

Следуя за моделями, описанными в работах [150, 151], мы использовали модель спектра космических лучей  $\mathcal{H}^2$  из работ [63, 148] (считающаяся верхним пределом для среднего спектра галактической компоненты космических лучей), для которой показатель степени  $q = 0.385$ . Здесь  $N = N_{\text{H}} + 2N_{\text{H}_2}$  – полная лучевая концентрация водорода в среде.

На рисунках 4.4 и 4.5 показано сравнение результатов расчетов нашей модели с учетом и без учета разрушения молекул космическими лучами для металличностей  $Z = 0.1$  и  $Z = 1$ , соответственно. Справа показаны профили объемных концентраций  $\text{H}_2$  и  $\text{H}$ , а слева –  $\text{HD}$  и  $\text{D}$ . На рисунке 4.6 показаны профили отношений лучевых концентраций  $N_{\text{HD}}/2N_{\text{H}_2}$  для металличностей  $Z = 0.1$  (слева) и  $Z = 1$  (справа).

Из рисунков видно, что при  $\zeta \lesssim 10^{-13} \text{ с}^{-1}$  разрушение  $\text{HD}$  космическими лучами мало влияет на  $n_{\text{HD}}$  даже без учета потерь космических лучей внутри облака, так как увеличивается скорость реакции (1.7), компенсируя уменьшение концентрации  $\text{H}_2$  (из правых колонок этих рисунков видно, что разру-

---

<sup>1</sup>Единственное прямое измерение спектра космических лучей низких энергий, доступное на данный момент, – это измерения космических аппаратов Вояджер 1 и 2 после пересечения границы ударной волны Солнечной системы [149, 64, 65]. Однако ими стоит пользоваться с осторожностью, так как, во-первых, они еще не вышли в межзвездное пространство, а во-вторых, возможно влияние локальных источников на фон космических лучей, из-за чего спектр космических лучей может сильно отличаться от среднегалактического значения.

<sup>2</sup>Вторая модель спектра низкоэнергичных космических лучей, рассмотренная в работе [63], модель  $\mathcal{L}$ , была получена из экстраполяции данных, полученных Вояджером 1 [149], однако скорость ионизации космическими лучами, рассчитанная с помощью этого спектра, не согласуется со значениями  $\zeta$ , полученными из анализа  $\text{H}_3^+$  [68]. Поэтому эта модель интерпретировалась как нижний предел на спектр космических лучей низких энергий.

шение  $\text{H}_2$  становится существенным уже при  $\zeta \gtrsim 10^{-15} \text{ с}^{-1}$ ). Если учесть затухание космическими лучами при проникновении вглубь облака, то влияние космических лучей на содержание HD и  $\text{H}_2$ , а также на их отношение значительно уменьшается. Тогда видно, что модель, описанная в разделе 4.2, может применяться без учета разрушения молекул космическими лучами вплоть до значений скорости ионизации космическими лучами  $\zeta \sim 10^{-14} \text{ с}^{-1}$ .

Кроме того, из рисунка 4.6 видно, что при высоком значении  $\zeta$  отношение  $\text{HD}/2\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$  из-за возрастания скорости реакции (1.7) и, следовательно, увеличения распространенности HD. При этом, если не учитывать разрушение молекул космическими лучами, то отношение  $\text{HD}/2\text{H}_2$  будет стремиться к изотопическому отношению  $\text{D}/\text{H}$ , а при учете реакций (4.21) и (4.22) отношение  $\text{HD}/2\text{H}_2$  может оказаться выше изотопического даже при высоком значении  $N_{\text{H}_2}$ . Таким образом, высокое наблюдаемое значение  $\text{HD}/\text{H}_2$  может свидетельствовать о высоком значении  $\zeta$  даже при высоком значении металличности в среде.

## 4.6 Выводы к главе

В данной главе представлена полуаналитическая модель холодного диффузного облака, содержащего молекулы HD и  $\text{H}_2$ , построенная на основе имеющейся модели для расчета профилей концентрации  $\text{H}_2$  в облаке [47, 48], а также на решении уравнения баланса между процессами формирования и разрушения молекул HD.

В рамках этой модели в облаке содержатся водород и дейтерий, из которых посредством химических реакций образуются молекулы HD и  $\text{H}_2$ . Содержание этих элементов зависит от физических параметров, а именно, от  $\zeta$ ,  $\chi$ ,  $Z$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ . Модель позволяет рассчитать профили объемных и лучевых концентраций HD и  $\text{H}_2$  в облаке в зависимости от глубины проникновения УФ излучения для различных значений физических параметров. Примеры рассчитанных профилей концентраций приведены на рисунках 4.2 и 4.3. Дополнительно произведен учет разрушения молекул  $\text{H}_2$  и HD космическими лучами, которое становится значимым при  $\zeta \gtrsim 10^{-14} \text{ с}^{-1}$ .

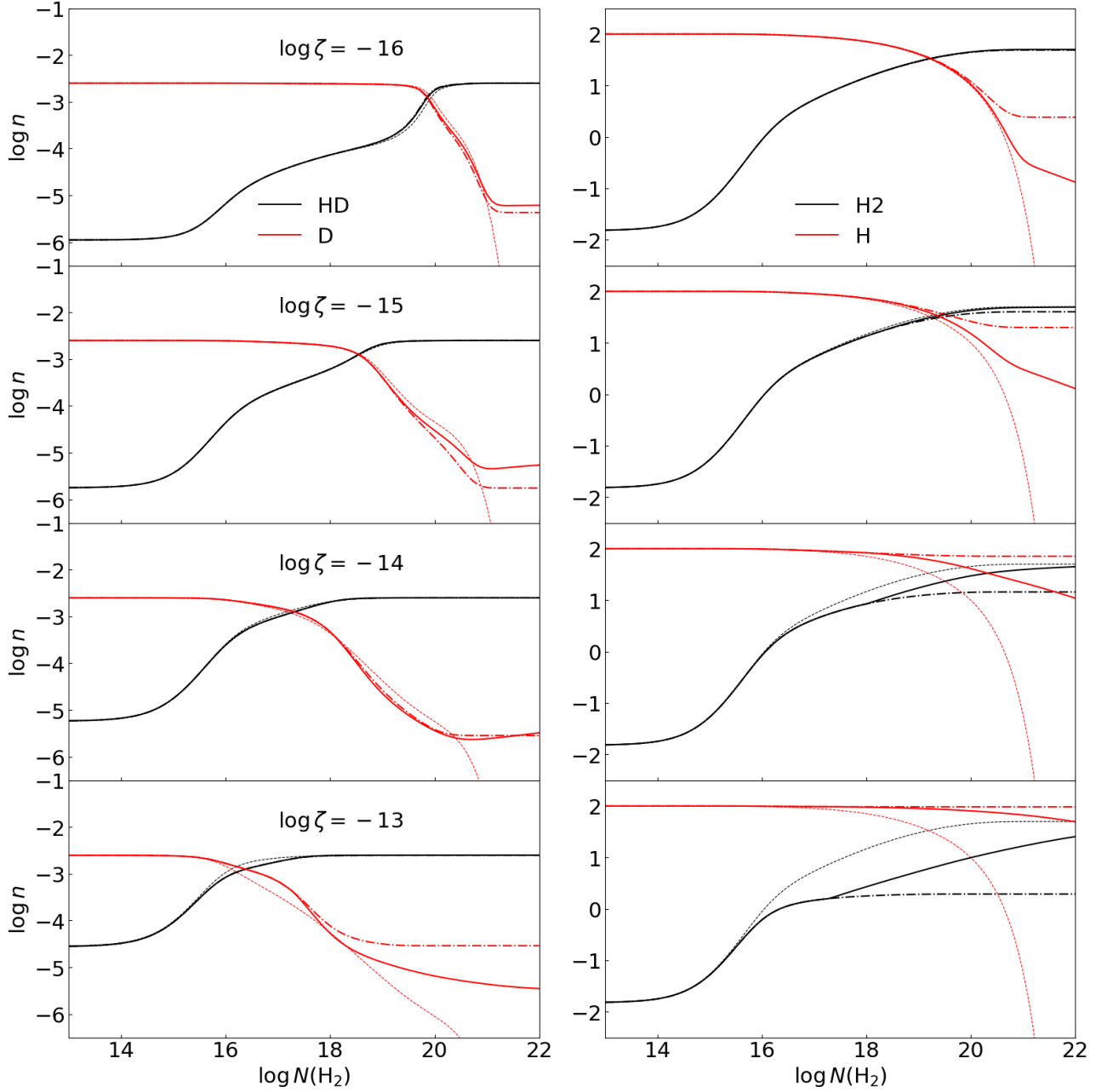


Рисунок 4.4: Профили объемных концентраций D и HD (левая панель) и H и H<sub>2</sub> (правая панель), где красными кривыми показаны профили концентраций H и D, а черными – H<sub>2</sub> и HD. Сплошными кривыми показаны результаты модели с учетом разрушения молекул космическими лучами и затухания космических лучей при проникновении вглубь облака (уравнения (4.28) и (4.25)), штрих-пунктирные кривые не учитывают затухание космических лучей, а штриховые кривые – модель без разрушения молекул космическими лучами (уравнения (4.15) и (1.3)). Модели рассчитаны для металличности  $Z = 1$ ,  $n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 100 \text{ см}^{-3}$ ,  $\chi = 1$  и  $\log \zeta$  от -16 до -13 с шагом 1 (панели сверху вниз).

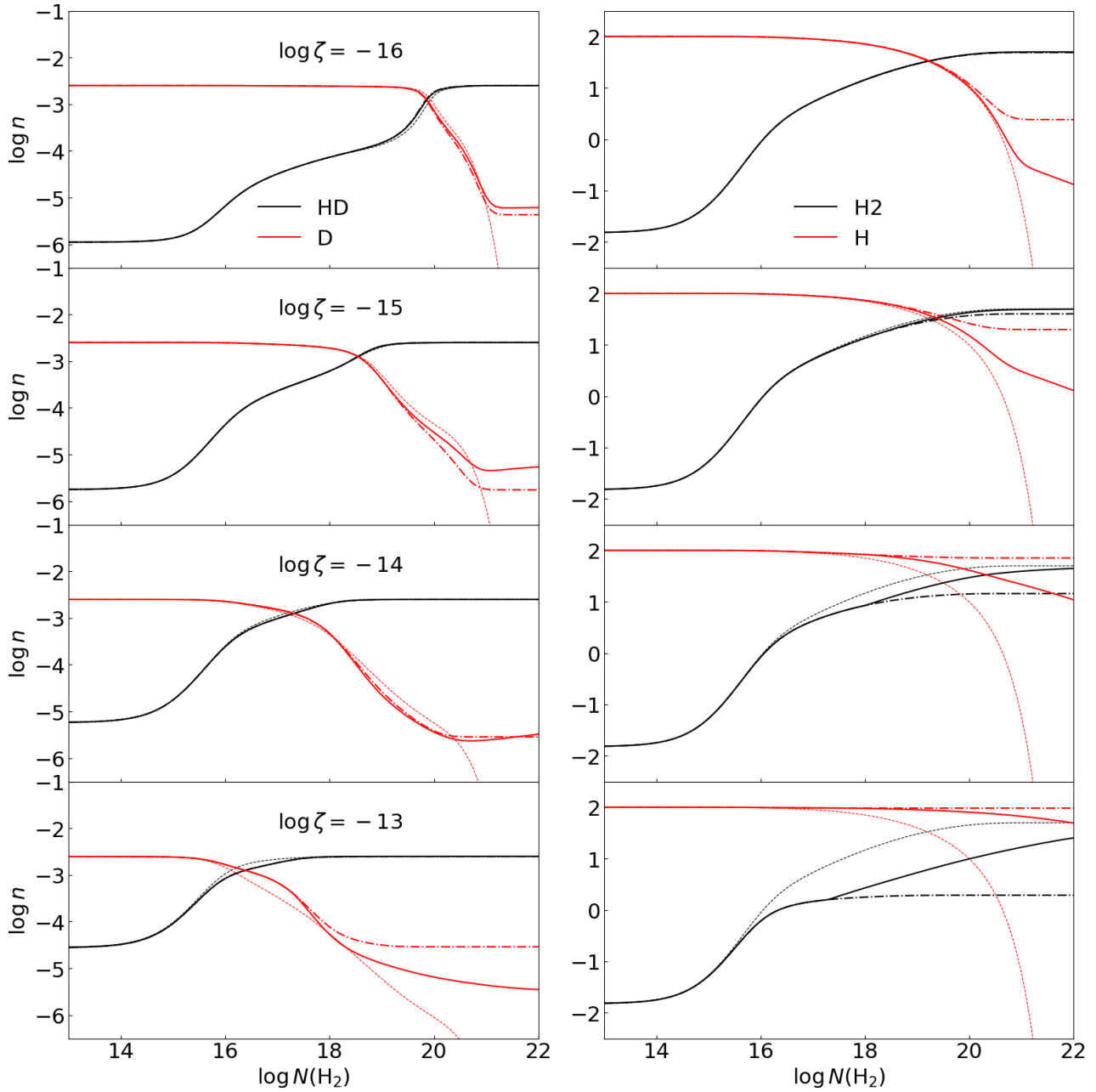


Рисунок 4.5: Кривые такие же, как для рисунка 4.5, но для металличности  $Z = 0.1$ .

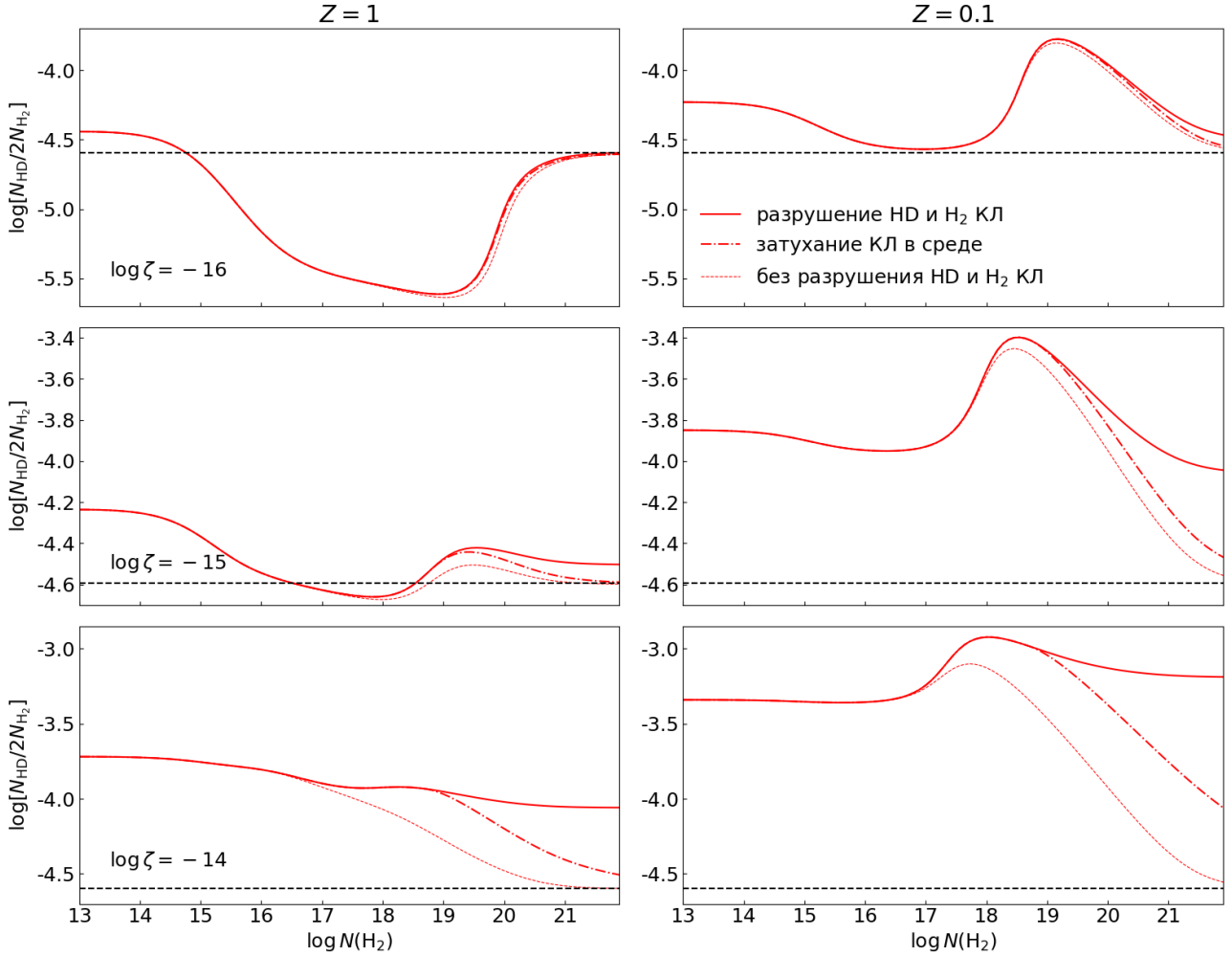


Рисунок 4.6: Профили отношения лучевых концентраций HD/2H<sub>2</sub> для log ζ от -16 до -14 (сверху вниз) и металличностей Z = 1 (слева) и Z = 0.1 (справа). Сплошными кривыми показаны результаты модели с учетом разрушения молекул космическими лучами и затухания космических лучей при проникновении вглубь облака (уравнение 4.28), штрих-пунктирные кривые – без учета затухания космических лучей, штриховые кривые – без учета разрушения молекул космическими лучами (уравнение 4.15). Черная штриховая прямая – изотопическое отношение D/H.

Несмотря на простоту модели, показано, что профили концентраций, рассчитанные в рамках этой модели, находятся в хорошем согласии с расчетами кодом Meudon PDR, который производит расчет переноса излучения, теплового баланса и учитывает несколько тысяч реакций, из-за чего на расчет одной модели требуется значительно больше времени. Поэтому в целях сокращения времени для расчетов концентраций HD и H<sub>2</sub> можно использовать представленную нами модель.

Также показано, что при уменьшении металличности скорость формирования HD в реакции (1.7) увеличивается за счет увеличения содержания H<sup>+</sup> (а, следовательно, и D<sup>+</sup>). Это приводит к тому, что становится возможна ситуация, когда переход DI/HD происходит на меньших глубинах проникновения УФ излучения, чем HI/H<sub>2</sub>. В этом случае в облаке возникает область, в которой HD/2H<sub>2</sub> > D/H, поэтому полученное при наблюдениях отношение лучевых концентраций HD/H<sub>2</sub> не может использоваться даже для оценки верхней границы на изотопическое отношение D/H.

На рисунке 4.3 показано, что отношение лучевых концентраций HD/H<sub>2</sub> сильно меняется при различных комбинациях физических параметров в среде, поэтому измеренные лучевые концентрации HD и H<sub>2</sub> могут служить для оценки физических условий. Далее в главе 5 эта модель будет применяться для определения параметров в наблюдаемых системах на больших красных смещениях и в Магеллановых Облаках.

Основные результаты, полученные в главе:

1. Построена простая полуаналитическая модель облака, содержащего HD и H<sub>2</sub>, основанная на решении уравнения баланса между процессами формирования и разрушения молекул HD. Получены выражения для предельных случаев при неэкранированном УФ фоне и в центральной части облака. Произведено сравнение с результатами моделирования более полного кода Meudon PDR.
2. Показано, что при низких металличностях и/или высокой скорости ионизации космическими лучами из-за увеличения скорости формирования HD возможен случай, когда DI перейдет в HD на меньших глубинах проникновения излучения в облако, чем HI в H<sub>2</sub>, что приведет

к появлению области в облаке, где  $\text{HD}/2\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$ . Получено неравенство на комбинацию параметров, при которой возможен такой случай.



## Глава 5

# Оценка физических условий в облаках, содержащих HD/H<sub>2</sub>

### 5.1 Введение

На сегодняшний день единственная возможность систематического изучения космических лучей низких энергий – это оценка скорости ионизации космическими лучами по распространенностям элементов в МЗС при помощи моделирования (см. раздел 1.4). Одна из наиболее чувствительных к скорости ионизации космическими лучами молекул – это ионизованный трехатомный водород H<sub>3</sub><sup>+</sup> [67]. При этом его химия достаточно проста для оценок физических условий, поэтому данный способ применялся к большой выборке систем в нашей Галактике [67, 68], и было получено характерное значение  $\zeta \sim 10^{-16} \text{ с}^{-1}$ . Также по концентрациям H<sub>3</sub><sup>+</sup> скорость ионизации космическими лучами оценивалась в центральной молекулярной зоне нашей Галактики [152]:  $\zeta \sim 10^{-13} - 10^{-14} \text{ с}^{-1}$ . Помимо этого, для оценки  $\zeta$  часто применяются молекулы, содержащие кислород (OH<sup>+</sup>, H<sub>2</sub>O<sup>+</sup>, H<sub>3</sub>O<sup>+</sup> и др.). Химия этих молекул детально описана в нашей работе [69], и темп их образования сильно зависит от степени ионизации в среде, которая регулируется космическими лучами. Оценки  $\zeta$  таким способом были сделаны для большой выборки облаков в нашей Галактике [70, 71], а также в некоторых других галактиках: в субмиллиметровых галактиках на  $z > 2$  [72], в известном гравитационно-линзированном квазаре PKS 1830-211 на  $z = 0.89$  [73], в близких ярких инфракрасных галактиках Arp 220, NGC 4418 [74] и Mrk 231 [75]. Вдобавок, уже давно было замечено, что концентрация молекул HD также сильно зависит от степени ионизации в среде. Однако для оценки этого параметра по концентрации HD строились достаточно громоздкие модели, поэтому такой

метод применялся лишь к нескольким системам в Млечном Пути:  $\zeta$ Per,  $\vartheta$ Per,  $\zeta$ Orh,  $\epsilon$ Per,  $\alpha$ Cam,  $\xi$ Per [12, 153, 154, 155, 156].

Перечисленные оценки показали, что значения скорости ионизации космическими лучами значительно варьируются (от  $\sim 10^{-18}$  до  $10^{-12}$  с $^{-1}$ ) как для далеких галактик [73, 157, 72], так и для соседних [158, 74, 75]. Из оценок в Млечном Пути и в линзированной системе PKS 1830-211 [73] видно, что этот параметр может сильно меняться от одного луча зрения к другому в одной галактике, в основном, по-видимому, в зависимости от расстояния до источника космических лучей. Более того, в работе [152] было показано, что скорость ионизации космическими лучами увеличивается в центральной области Млечного Пути ( $\zeta \sim 10^{-13} - 10^{-14}$  с $^{-1}$ ) по сравнению с диском ( $\zeta \sim 10^{-15} - 10^{-18}$  с $^{-1}$ ). Однако, несмотря на большой разброс значений  $\zeta$  для отдельных систем, в среднем было получено, что для диффузных облаков  $\zeta \sim 10^{-16}$  с $^{-1}$ , а для плотных  $\zeta \sim 10^{-17}$  с $^{-1}$ .

Модель, представленная в главе 4, хорошо описывает зависимость относительной распространенности молекул HD/H $_2$  от физических условий, в частности, от скорости ионизации космическими лучами. Кроме того, наша модель не требует больших вычислительных ресурсов, и поэтому ее можно применить к полной выборке абсорбционных систем, в которых были найдены молекулы HD, как на больших красных смещениях, так и в ближайших галактиках.

## 5.2 Оценка физических условий

Как было показано в главе 4, относительная концентрация HD/H $_2$  сильно зависит от физических условий в среде, а именно, от металличности  $Z$ , скорости ионизации космическими лучами  $\zeta$ , объемной концентрации водорода  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и интенсивности УФ поля  $\chi$ . Функциональную зависимость лучевой концентрации  $N_{\text{HD}}$  от  $N_{\text{H}_2}$  можно получить из решения дифференциального уравнения:

$$\frac{dN_{\text{HD}}}{dN_{\text{H}_2}} = 2 \frac{D}{\text{H}} \frac{1}{f_{\text{H}_2}} \left( \frac{1}{\beta^{\text{chem}} f_{\text{H}_2} + \beta^{\text{dust}}} + 1 \right)^{-1}, \quad (5.1)$$

где  $f_{\text{H}_2}$ ,  $\beta^{\text{chem}}$ ,  $\beta^{\text{dust}}$  зависят от  $N_{\text{H}_2}$  и физических параметров, что позволяет оценивать эти параметры по измеренным лучевым концентрациям HD и  $\text{H}_2$ .

Для того, чтобы получить распределение параметров из измеренных значений лучевых концентраций HD и  $\text{H}_2$ , мы использовали сэмплирование апостериорной функции распределения параметров методом Монте-Карло по схеме марковских цепей [159]. Была использована стандартная функция правдоподобия, предполагающая гауссову функцию распределения для измеренных лучевых концентраций HD:

$$\ln L = -\frac{1}{2} \left( \frac{N_{\text{HD}}^{\text{obs}} - N_{\text{HD}}^{\text{model}}}{\sigma} \right)^2, \quad (5.2)$$

где  $N_{\text{HD}}^{\text{obs}}$  – измеряемая в данной системе лучевая концентрация HD с неопределенностью  $\sigma$ , а  $N_{\text{HD}}^{\text{model}}$  – модельное значение лучевой концентрации HD. Модельная лучевая концентрации HD – это решение уравнения (5.1), при этом глубина облака, на которой берется  $N_{\text{HD}}^{\text{model}}$ , определяется измеряемой лучевой концентрацией  $\text{H}_2$ , которая фиксируется в расчетах. Параметрами задачи выступали  $\zeta$ ,  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ ,  $\chi$ . При этом в расчетах мы фиксировали значение металличности, величина которой оценивается из анализа линий металлов в спектре абсорбционной системы. Так как в большинстве случаев невозможно оценить концентрацию нейтрального водорода в отдельных компонентах абсорбционной системы, мы использовали оценку на среднюю металличность системы.

В работе [160] показано, что можно получить оценки на  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$ , используя совместный анализ  $\text{H}_2$  и C I. Для этого измеренные населенности уровней тонкой структуры C I и вращательных уровней  $\text{H}_2$  сравниваются с рассчитанными значениями на сетках моделей кода Meudon PDR<sup>1</sup> [13]. Полученные оценки мы использовали как априорные вероятности этих параметров, входящих в уравнение 5.1, что позволяет получить более жесткие ограничения на функцию распределения  $\zeta$ , для которой использовались равномерные априорные вероятности. Такая априорная вероятность аппроксимирует неизвестное широкое распределение значений этого параметра. Фактически, скорость ионизации космическими лучами является главным параметром, ко-

<sup>1</sup>Из-за того, что Meudon PDR выполняет полное моделирование облака, на расчет одной модели уходит несколько часов, что затрудняет оценку физических условий для индивидуальных систем.

торый оценивается в нашей модели по относительной распространенности HD/H<sub>2</sub>.

Мы применили описанный выше метод для оценки физических условий во всех абсорбционных системах, представленных в главах 2 и 3, в которых были найдены молекулы HD, а также для некоторых ранее опубликованных систем на больших красных смещениях.

## 5.3 Большие красные смещения

Для абсорбционных систем на больших красных смещениях значения металличностей были взяты из работ [22, 107, 103, 20, 104, 94, 97, 106, 108, 89, 86, 92, 9, 3, 84, 95, 85, 24, 87, 88]. Априорные вероятности  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  оценивались двумя способами. Сначала мы брали значения  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  из работ [22, 160, 92, 23], где эти значения оценивались на сетке моделей Meudon PDR в предположении постоянного значения  $\zeta = 10^{-16} \text{ c}^{-1}$  для каждой модели. Затем, чтобы изучить влияние выбранных априорных вероятностей на рассчитанные значения  $\zeta$ , мы оценили значения  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  на сетке моделей Meudon PDR, где скорости ионизации космическими лучами были связаны с интенсивностью УФ излучения как  $\log \zeta / 10^{-16} \text{ c}^{-1} = \log \chi$ .

### 5.3.1 Априорные вероятности $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ и $\chi$ при $\zeta = \text{const}$

Полученные значения параметров показаны в таблице 5.1. Пример маргинализованной апостериорной функции распределения параметров для одной из DLA систем рассматриваемой выборки показан на рисунке 5.1. Для абсорбционных систем в спектрах квазаров J 1513+0352 и J 1311+2225 (третья компонента) из-за больших неопределенностей на лучевые концентрации HD функции распределения  $\zeta$  оказались слишком широкими, поэтому значения в таблице не приведены. Полученные значения скорости ионизации космическими лучами значительно варьируются в диапазоне от  $10^{-18}$  до  $10^{-15} \text{ c}^{-1}$ , что находится в согласии с  $\zeta$ , оцененными как в далеких галактиках [73, 157, 72], так и в соседних [158, 74, 75], и в Млечном Пути (см. обзор [161]). При этом предыдущие оценки  $\zeta$  в других галактиках проводились по измеренным кон-

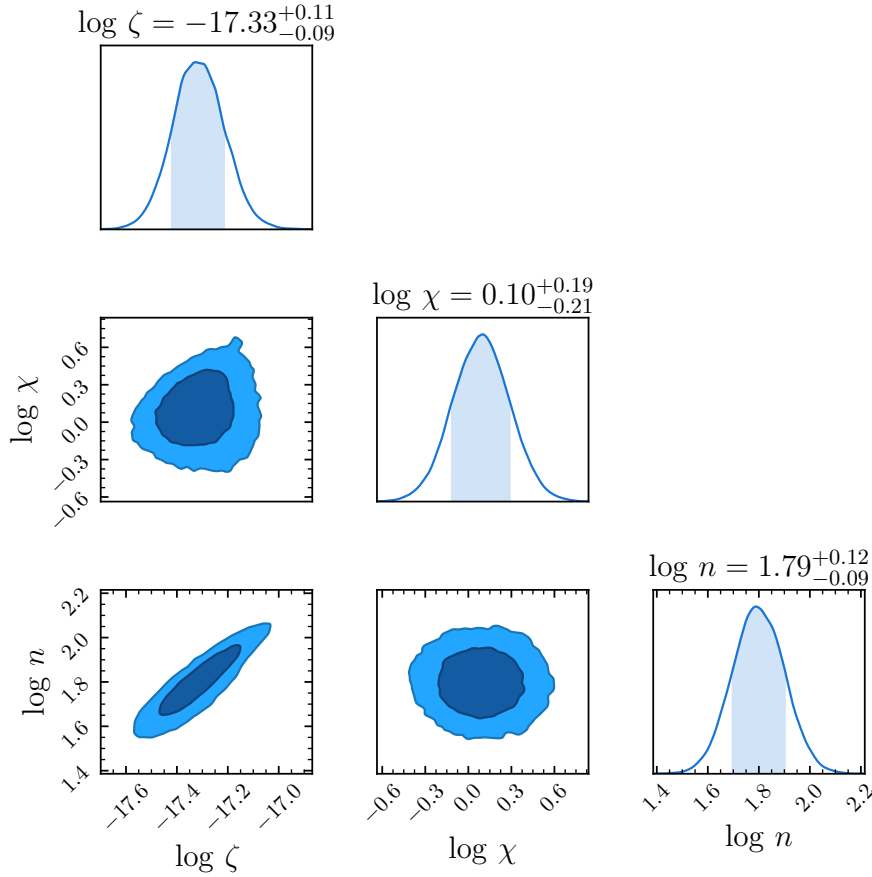


Рисунок 5.1: Апостериорная функция распределения  $\zeta$ ,  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  для системы на  $z = 2.625241$  в спектре квазара J0858+1749. Диагональные панели показывают одномерные маргинализованные апостериорные функции распределения, заполненные области соответствуют доверительному интервалу на уровне 68.3% ( $1\sigma$ ), недиагональные – двухмерные апостериорные функции, где темно- и светло-голубые области соответствуют доверительным интервалам на уровне 68.3% ( $1\sigma$ ) и 95.4% ( $2\sigma$ ), соответственно.

Таблица 5.1: Оценки физических параметров для DLA систем на больших красных смещениях. Априорные вероятности  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  получены без учета зависимости  $\zeta$  и  $\chi$ .

Квазар	$\log \zeta$	$\log \chi$	$\log n_{\text{H}}^{\text{tot}}$	Литература
J 0000+0048	$\gtrsim -16.3$	$0.0^{+0.3}_{-0.3}$	$1.2^{+0.5}_{-0.4}$	[160]
Q 0528–2505	$-14.9^{+0.2}_{-0.1}$	$1.1^{+0.1}_{-0.1}$	$2.4^{+0.1}_{-0.1}$	[92]
J 0812+3208, c1	$-16.6^{+1.4}_{-0.5}$	$-0.1^{+0.2}_{-0.1}$	$2.4^{+0.2}_{-0.2}$	[160]
J 0812+3208, c2	$\lesssim -19.2$	$-0.8^{+0.2}_{-0.2}$	$0.8^{+0.3}_{-0.3}$	[160]
J 0843+0221	$-16.5^{+0.9}_{-1.1}$	$2.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.9^{+0.1}_{-0.1}$	[160]
J 0858+1749	$-17.3^{+0.1}_{-0.1}$	$0.1^{+0.2}_{-0.2}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	[22]
J 1232+0815	$-18.3^{+0.3}_{-0.3}$	$-0.4^{+0.2}_{-0.2}$	$1.6^{+0.1}_{-0.1}$	[160]
J 1237+0647	$-14.8^{+0.2}_{-0.2}$	$1.1^{+0.1}_{-0.1}$	$1.3^{+0.1}_{-0.1}$	[160]
J 1311+2225, c2	$-16.2^{+0.1}_{-0.1}$	$1.1^{+0.1}_{-0.1}$	$1.7^{+0.2}_{-0.2}$	[23]
J 1311+2225, c3	–	$1.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.9^{+0.1}_{-0.1}$	[23]
J 1311+2225, c4	$-15.1^{+0.2}_{-0.3}$	$0.6^{+0.2}_{-0.2}$	$2.1^{+0.3}_{-0.2}$	[23]
J 1439+1118	$-15.4^{+0.3}_{-0.2}$	$0.8^{+0.2}_{-0.2}$	$0.9^{+0.2}_{-0.2}$	[160]
J 1513+0352	–	$0.6^{+0.3}_{-0.2}$	$1.9^{+0.1}_{-0.2}$	[160]
J 2100–0641	$-17.2^{+0.3}_{-0.2}$	$-0.3^{+0.3}_{-0.3}$	$1.4^{+0.3}_{-0.3}$	[160]
J 2340–0053, c4	$-16.4^{+0.7}_{-0.7}$	$-0.1^{+0.2}_{-0.3}$	$0.6^{+0.3}_{-0.4}$	[23]
J 2340–0053, c5	$-14.8^{+0.2}_{-0.2}$	$0.6^{+0.1}_{-0.1}$	$1.2^{+0.1}_{-0.1}$	[23]
J 2340–0053, c7	$-15.4^{+0.8}_{-1.0}$	$-0.2^{+0.2}_{-0.2}$	$0.8^{+0.4}_{-0.4}$	[23]
J 2347–0051	$-17.6^{+0.6}_{-0.5}$	$-0.4^{+0.4}_{-0.4}$	$2.8^{+0.1}_{-0.1}$	[22]

Столбцы: (i) название квазара (c1 – c7 обозначают номер компоненты в спектре соответствующего квазара); (ii) оценка на логарифм скорости ионизации космическими лучами (в единицах  $\text{с}^{-1}$ ); (iii) оценка на логарифм интенсивности УФ фона (в единицах поля Дрейна [14]); (iv) оценка на логарифм объемной концентрации водорода (в единицах  $\text{см}^{-3}$ ); (v) ссылки на работы, откуда брались априорные вероятности  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ .

Верхние и нижние пределы оценивались из одностороннего доверительного интервала на уровне 68.3% ( $1\sigma$ ).

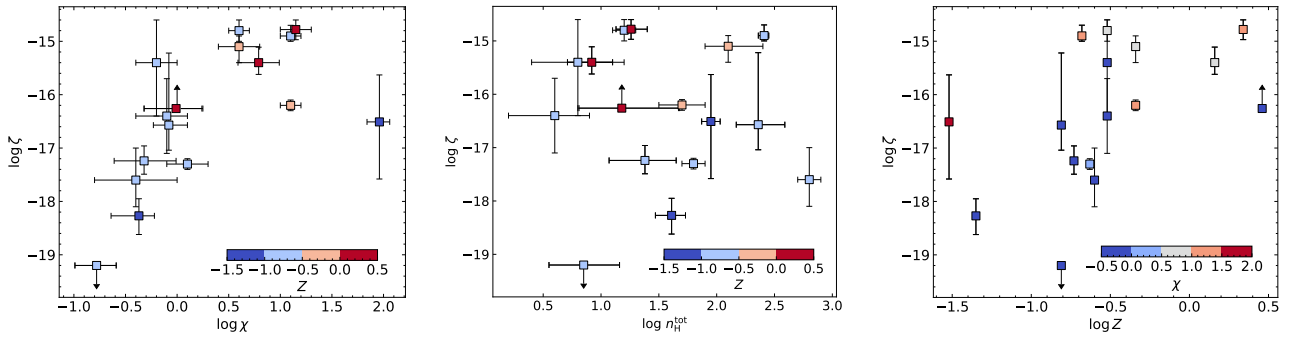


Рисунок 5.2: Полученные значения  $\zeta$  как функции интенсивности УФ фона (левая панель), объемной концентрации (центральная панель) и металличности (правая панель). Цветом показаны значения металличностей в каждой из систем (левая и центральная панели) и интенсивности УФ фона (правая панель), значения этих параметров показаны цветовой шкалой на каждой панели.

центрациям молекул, содержащих кислород ( $\text{OH}^+$  и  $\text{H}_2\text{O}^+$ ), для ярких галактик с высоким темпом звездообразования и металличностью, близкой к солнечной. Поэтому в таких галактиках получается ожидаемо более высокое значение скорости ионизации космических лучей [74, 75]  $\zeta \sim 10^{-12} - 10^{-14} \text{ c}^{-1}$ .

На рисунке 5.2 показаны полученные значения  $\zeta$  в зависимости от интенсивности УФ излучения, объемной концентрации и металличности. Для выборки, рассматриваемой в этой работе, найдена сильная корреляция между  $\zeta$  и  $\chi$ . Без учета предполагаемого выброса, соответствующего системе в спектре квазара J 0843+0221 ( $\chi \sim 2$ , см. также следующий раздел) и верхнего и нижнего пределов в системах в спектрах квазаров J 0000+0048 и J 0812+3208 (вторая компонента) коэффициент корреляции Пирсона  $r = 0.75$ , р-значение равно 0.002. При этом, по-видимому, корреляции между  $\zeta$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  отсутствует, а между  $\zeta$  и  $Z$  вероятно видна лишь слабая корреляция.

В модели, описывающей относительную распространенность  $\text{HD}/\text{H}_2$ , показано, что  $\text{HD}/\text{H}_2$  увеличивается при увеличении  $\zeta$  и/или при уменьшении  $\chi$ , поэтому найденная корреляция между  $\zeta$  и  $\chi$  может иметь искусственное происхождение. Однако при изучении апостериорных распределений для каждой из систем (см., например, рисунок 5.1) видно, что для некоторых систем  $\zeta$  коррелирует с  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  сильнее, чем с  $\chi$ . Дополнительно, при рассмотрении всей выборки систем корреляции между  $\zeta$  с  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  нет, но при этом корреляция

между  $\zeta$  и  $\chi$  есть. Поэтому мы предполагаем, что корреляция между скоростью ионизации космических лучей и интенсивностью УФ фона скорее всего имеет физическую природу. Это может быть связано с тем, что источники космических лучей и УФ излучения связаны с областями звездообразования.

### 5.3.2 Априорные вероятности $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ и $\chi$ при $\zeta \propto \chi$

В работах [61, 62] было показано, что при низкой металличности ( $Z \lesssim 0.2$ ) нагрев МЗС космическими лучами становится сравнимым с фотоэлектрическим нагревом и даже может преобладать, тем самым влияя на тепловой баланс среды. В этом случае величина  $\zeta$  (от которой зависит скорость нагрева космическими лучами) должна влиять на населенности С I и Н<sub>2</sub>, что может повлечь за собой изменение оценки интенсивности УФ фона и объемной концентрации, а также зависимости между полученными параметрами. Кроме того, выше было показано, что, вероятно, имеется корреляция между  $\zeta$  и  $\chi$ . Поэтому мы решили проверить, изменится ли (и если да, то как) полученная зависимость  $\zeta$  от  $\chi$ , если учесть, что  $\zeta$  зависит от  $\chi$  на этапе оценки априорных значений  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и затем оценить  $\zeta$  уже с новыми значениями априорных вероятностей  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ .

Чтобы учесть влияние космических лучей при оценке параметров, были рассчитаны сетки моделей Meudon PDR по интенсивностям УФ фона и объемным концентрациям для металличностей  $Z = 0.1, 0.3, 0.5, 1$ , в которых скорости ионизации космическими лучами были заданы как  $\log \zeta / 10^{-16} \text{ c}^{-1} = \log \chi$ . Такая зависимость была взята для простоты, исходя из предположения, что космические лучи и УФ излучение в основном происходят из областей звездообразования, и поэтому обе эти величины масштабируются с темпом звездообразования. Для того, чтобы сгладить полученные значения  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$ , модельные населенности Н<sub>2</sub> и С I интерполировались по сетке параметров, и затем найденные при наблюдениях значения населенностей уровней тонкой структуры С I и вращательных уровней Н<sub>2</sub> сравнивались с рассчитанными значениями. Эта модель подробно описана в работе [160].

Для оценки  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  использовались только два нижних вращательных уровня Н<sub>2</sub> ( $J = 0, 1$ ), так как они населяются преимущественно столкновени-



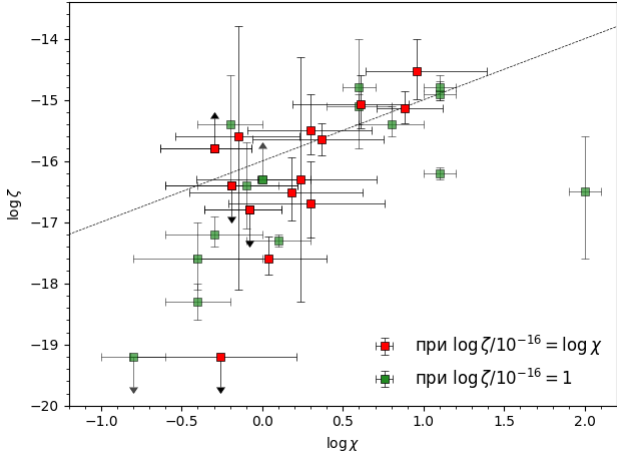


Рисунок 5.3: Зависимость  $\zeta$  от  $\chi$ . Красными символами показаны значения, полученные с учетом зависимости  $\zeta$  и  $\chi$  при оценке априорной вероятности  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  (см. раздел 5.3.2), зелеными – без (см. раздел 5.3.1). Пунктирной прямой показана линейная зависимость  $\log \zeta / 10^{-16} \text{ c}^{-1} = \log \chi$ .

ями, а поэтому отражают тепловой баланс в среде. В свою очередь, верхние вращательные уровни  $\text{H}_2$  ( $J \gtrsim 2$ ) могут быть в значительной мере населены УФ накачкой. Кроме того, верхние уровни населяются преимущественно во внешних частях облака [9, 53], в которых молекулы  $\text{H}_2$  не самоэкранированы от УФ излучения, и из-за гидродинамических движений эта область может быть больше по размерам, чем предсказывают статические модели [160]. Поэтому для корректного расчета населенностей верхних уровней по-видимому необходимо использовать более сложные динамические модели. Также нами было замечено, что учет уровня  $J = 2$  приводит к систематическому увеличению интенсивности УФ фона, поэтому были оставлены лишь уровни  $J = 0, 1$ . Для C I использовались относительные населенности уровней тонкой структуры, так как концентрация углерода зависит от химических свойств газа, степени ионизации и свойств пыли, поэтому для воспроизведения наблюдаемой распространенности C I также требуются подробные химические модели [162]. При этом относительная населенность уровней тонкой структуры C I определяется в основном столкновениями и оказывается примерно постоянной внутри облака. Измеренные населенности уровней C I и  $\text{H}_2$  сравнивались с модельно рассчитанными, откуда оценивались  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$ .

С учетом значений  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$ , полученных на новых сетках Meudon PDR, мы заново оценили скорости ионизации космическими лучами по методу, описанному в разделе 5.2. Полученные результаты показаны в таблице 5.2.

На рисунке 5.3 сравниваются значения  $\zeta$  и  $\chi$ , полученные с использованием априорных вероятностей, оцененных при постоянном значении  $\zeta$  (см. раздел 5.3.1) и с учетом линейной зависимости  $\log \zeta / 10^{-16} \text{ c}^{-1} = \log \chi$ . И хотя

Таблица 5.2: Оценка физических параметров для абсорбционных систем на  $z > 2$ . Априорные вероятности  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  получены с учетом линейной зависимости  $\log \zeta \propto \log \chi$ .

Квазар	$\log \zeta$	$\log \chi$	$\log n_{\text{H}}^{\text{tot}}$
J 0000+0048	–	$-0.3^{+0.2}_{-0.3}$	$1.9^{+0.2}_{-0.3}$
J 0528-2505	$-15.1^{+0.2}_{-0.3}$	$0.9^{+0.2}_{-0.2}$	$2.3^{+0.4}_{-0.3}$
J 0812+3208, c1	$\gtrsim -15.8$	$-0.3^{+0.2}_{-0.3}$	$2.3^{+0.4}_{-0.2}$
J 0812+3208, c2	$\lesssim -19.2$	$-0.3^{+0.5}_{-0.5}$	$1.9^{+0.4}_{-0.6}$
J 0843+0221	–	$0.8^{+0.3}_{-0.2}$	$2.4^{+0.3}_{-0.2}$
J 0858+1749	$-17.6^{+0.4}_{-0.3}$	$0.0^{+0.4}_{-0.4}$	$1.3^{+0.3}_{-0.2}$
J 1232+0815	$\lesssim 17.8$	$-0.1^{+0.2}_{-0.3}$	$1.8^{+0.3}_{-0.2}$
J 1237+0647	$-15.7^{+0.3}_{-0.2}$	$0.4^{+0.4}_{-0.5}$	$1.6^{+0.3}_{-0.3}$
J 1311+2225, c2	$-16.5^{+0.6}_{-0.5}$	$0.2^{+0.4}_{-0.7}$	$1.6^{+0.6}_{-0.7}$
J 1311+2225, c3	–	$0.7^{+0.4}_{-0.5}$	$2.1^{+0.5}_{-0.5}$
J 1311+2225, c4	$-15.1^{+0.5}_{-0.4}$	$0.6^{+0.3}_{-0.4}$	$2.2^{+0.4}_{-0.4}$
J 1439+1118	$-14.6^{+0.5}_{-0.3}$	$1.0^{+0.3}_{-0.3}$	$2.5^{+0.4}_{-0.4}$
J 1513+0352	–	$0.2^{+0.3}_{-0.1}$	$2.1^{+0.2}_{-0.3}$
J 2100-0641	$-16.7^{+0.7}_{-0.6}$	$0.3^{+0.5}_{-0.5}$	$1.4^{+0.4}_{-0.6}$
J 2340-0053, c4	$-16.3^{+0.2}_{-0.2}$	$0.2^{+0.5}_{-0.6}$	$0.9^{+0.4}_{-0.4}$
J 2340-0053, c5	$-15.5^{+0.6}_{-0.4}$	$0.3^{+0.4}_{-0.4}$	$1.5^{+0.3}_{-0.3}$
J 2340-0053, c7	$-15.6^{+1.8}_{-2.5}$	$-0.2^{+0.4}_{-0.3}$	$0.8^{+0.5}_{-0.5}$
J 2347-0051	$\lesssim -18.4$	$-0.2^{+0.4}_{-0.4}$	$1.4^{+0.6}_{-0.3}$

Столбцы: (i) название квазара (c1 – c7 обозначают номер компоненты в спектре соответствующего квазара); (ii) оценка на логарифм скорости ионизации космическими лучами (в единицах  $s^{-1}$ ); (iii) оценка на логарифм интенсивности УФ фона (в единицах поля Дрейна [14]); (iv) оценка на логарифм объемной концентрации водорода (в единицах  $\text{cm}^{-3}$ ).

Верхние и нижние пределы оценивались из одностороннего доверительного интервала на уровне 68.3% ( $1\sigma$ ).

из сравнения таблиц 5.1 и 5.2 можно заметить, что для некоторых систем значения  $\zeta$  и поменялись минимум на порядок, на рисунке видно, что сильная корреляция сохранилась, и, по-видимому, не зависит от сетки моделей, на которой были посчитаны априорные вероятности. Также видно, что зависимость  $\zeta$  и  $\chi$  остается близкой к квадратичной.

Кроме того, интенсивность УФ фона для абсорбционной системы в спектре J0843+0221, полученная в этом разделе ( $\log \chi \sim 0.8$ ), скорее всего более корректно подходит для описания наблюдаемых условий в этой системе [3]. Металличность в этой системе оказалась одной из самых низких среди всех DLA систем, содержащих  $\text{H}_2$ ,  $\log Z \sim -1.5$ , что указывает на то, что среди процессов нагрева газа в этой системе должен доминировать нагрев космическими лучами [61]. Поэтому использование сетки моделей Meudon PDR с фиксированным значением  $\zeta = 10^{-16} \text{ c}^{-1}$  приводит к высокому значению интенсивности УФ излучения, и в разделе 5.3.1 оценка интенсивности УФ фона оказалась самой высокой из всей выборки систем ( $\log \chi \sim 2$ ).

## 5.4 Магеллановы Облака

В этом разделе мы выполнили оценку  $\zeta$  для абсорбционных систем в Магеллановых Облаках. В главе 3 представлены лучевые концентрации молекул HD в спектрах 24 звезд в Магеллановых Облаках, для 11 из которых также есть архивные данные HST, позволяющие оценивать металличности и населенности уровней тонкой структуры C I. Также для каждой из этих систем были измерены населенности вращательных уровней  $\text{H}_2$ . Эти данные использовались для получения априорных вероятностей  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  методом, описанным выше [160]. Были рассчитаны две сетки моделей Meudon PDR с металличностями, соответствующими средним металличностям Большого и Малого Магелланова Облака. Для каждой сетки менялись значения  $\log n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  (в единицах  $\text{cm}^{-3}$ ) и  $\log \chi$  (в единицах поля Матиса [163]) в диапазонах  $[0, 4.5]$  и  $[-1, 3]$  с шагом 0.5. Также предполагалось, что скорость ионизации космическими лучами пропорциональна интенсивности УФ фона (аналогично тому, как это было сделано в разделе 5.3.2),  $\log \zeta / 10^{-16} \text{ c}^{-1} = \log \chi$ .

Так как разрешение данных, полученных на FUSE, в большинстве случаев гораздо ниже разрешения спектров, полученных на HST<sup>2</sup>, то в спектрах FUSE невозможно разрешить скоростную структуру, как это можно сделать в данных HST. Из-за этого не всегда получается однозначно ассоциировать компоненты, полученные независимо для H<sub>2</sub> и C I. Поэтому для оценки априорной вероятности  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  были использованы полные лучевые концентрации, просуммированные по всем компонентам Магеллановых Облаков.

Полученные физические параметры для Магеллановых Облаков показаны в таблице 5.3. Из 11 рассматриваемых систем только в одной системе в спектре звезды Sk-69 246 в БМО было получено измерение скорости ионизации космическими лучами, а в пяти были оценены верхние пределы. В остальных системах апостериорные функции распределения оказались слишком широкими, включающими весь диапазон значений этого параметра. Как показало выполненное нами моделирование, это связано с большими неопределенностями в измерениях лучевых концентраций HD, что связано с качеством спектров FUSE. На рисунке 5.4 сравниваются профили линий и оценки параметров подгонки абсорбционных линий HD для реального спектра, полученного телескопом FUSE для звезды AV 490, и сгенерированного синтетического спектра с высоким разрешением и отношением сигнала к шуму ( $R = 50000$  и  $\text{SNR}=20$ ). При использовании данных FUSE видно вырождение между решениями с высоким и низким значениями лучевых концентраций, что приводит к большим неопределенностям ( $\sim 2$  порядка величины) на оценку лучевой концентрации. Но можно заметить, что использование спектров высокого разрешения позволяет не только разделить скоростные компоненты, но и значительно уменьшает неопределенность на лучевую концентрацию HD. Более того, учет наиболее слабой линии L0-0R(0) (которая не попадает в диапазон измерений канала 1A LiF и поэтому не вошла в анализ) позволяет еще больше уменьшить этот интервал. Меньшие неопределенности на лучевые концентрации HD позволяют получить более строгую оценку скорости

---

<sup>2</sup>номинальное разрешение спектрографа COS близко к разрешению FUSE, однако качество спектров COS в большинстве случаев выше; кроме того, в большинстве случаев разрешение данных, полученных на FUSE, ниже номинального, как было показано в главе 3.

ионизации космическими лучами, что показано на правой панели рисунка 5.4.

## 5.5 Млечный Путь

Описанный метод мы также применили для оценки скорости ионизации космическими лучами в нашей Галактике. Для этого были использованы лучевые концентрации HD, полученные в спектрах 41 звезды из работы [6]. В этом случае абсорбционных систем много и задача становится достаточно объемной, а кроме того, для большинства систем нет данных по населенностям вращательных уровней  $\text{H}_2$  и уровней тонкой структуры C I. При этом относительная распространенность HD/ $\text{H}_2$  имеет небольшой разброс значений на данной выборке, поэтому мы сделали усредненные оценки, используя одновременную подгонку всех систем. Для расчетов использовались априорные вероятности интенсивности УФ фона  $\log \chi = 0.7 \pm 0.3$  и объемной концентрации  $\log n_{\text{H}}^{\text{tot}} = 1.8 \pm 0.3$ , которые были взяты из работы [31]. В итоге было получено усредненное значение скорости ионизации космическими лучами в Галактике  $\zeta = (1.3_{-0.5}^{+1.3}) \times 10^{-17} \text{ c}^{-1}$ .

Однако необходимо учитывать, что это значение получено в предположении одинаковых физических условий вдоль всех лучей зрения. Хотя очевидно, что УФ фон и скорость ионизации космическими лучами могут достаточно сильно отличаться вдоль различных лучей зрения из-за наличия локальных источников, например, областей звездообразования и/или остатков сверхновых, где  $\chi$  и  $\zeta$  могут сильно превышать среднегалактические значения. Кроме того, предыдущие оценки лучевых концентраций HD были получены методом кривой роста, которая, по-видимому, дает оценки на ошибки измерения меньше, чем метод подгонки линий профилем Фойта, поэтому для аккуратных оценок необходимо провести независимый анализ линий HD. Также в работе [31] оценки на  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  были выполнены в рамках упрощенной модели, в основе которой лежит анализ населенностей уровней тонкой структуры C I. Вероятно, использование модели, описанной в работе [160], или более подробных моделей [162] может привести к смещению оценки на  $\chi$  и  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$ . Поэтому необходимо также выполнить новые оценки этих параметров

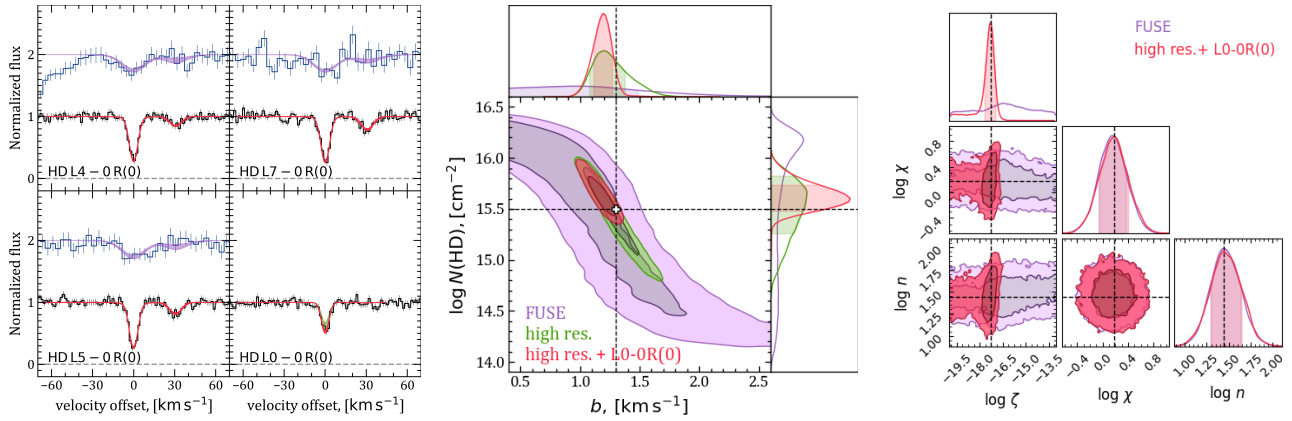


Рисунок 5.4: Левая панель: профили абсорбционных линий HD. Голубая и черная линии показывают спектр звезды AV 490, полученный телескопом FUSE, и синтетический спектр высокого разрешения, соответственно. Синтетический спектр был сгенерирован для параметров  $b = 1.3 \text{ км с}^{-1}$  и  $\log N_{\text{HD}} = 15.5$  (показаны штриховыми линиями на средней панели). Подгонка линии HD проводилась двухкомпонентным профилем Фойта и показана фиолетовыми, зелеными и красными линиями и областями, что соответствует спектру, измеренному FUSE (где для подгонки использовались линии L4-OR(0), L5-OR(0), L7-OR(0)), синтетическому спектру (при том же наборе линий HD) и синтетическому спектру с дополнительным учетом линии L0-OR(0), соответственно. Средняя панель: апостериорные функции распределения параметров Доплера и лучевых концентраций, полученных при подгонке абсорбционных линий HD (цвета областей соответствуют цветам линий с левой панели). Правая панель: оценки скорости ионизации космическими лучами, оцененные из измерений лучевых концентраций из анализа спектра FUSE (фиолетовые линии и области) и синтетического спектра высокого разрешения (красные).

Таблица 5.3: Физические условия, оцененные в абсорбционных системах, ассоциированных с ММО и БМО.

Звезда	$\log n_{\text{H}}^{\text{tot}}$	$\log \chi$	$\log \zeta$
БМО			
Sk-67 5 <sup>†</sup>	$2.0^{+0.2}_{-0.2}$	$0.4^{+0.2}_{-0.2}$	–
Sk-70 79 <sup>†</sup>	$2.8^{+0.3}_{-0.4}$	$1.8^{+0.2}_{-0.2}$	–
Sk-71 46	$2.5^{+0.3}_{-0.3}$	$1.2^{+0.3}_{-0.2}$	$\gtrsim -15.8$
Sk-68 135 <sup>†</sup>	$2.0^{+0.2}_{-0.2}$	$1.6^{+0.3}_{-0.2}$	–
Sk-69 246	$2.4^{+0.2}_{-0.2}$	$1.7^{+0.2}_{-0.3}$	$-16.7^{+0.3}_{-0.2}$
ММО			
AV 26	$2.0^{+0.2}_{-0.1}$	$0.4^{+0.6}_{-0.7}$	$\gtrsim -17.0$
AV 80	$3.9^{+0.1}_{-0.2}$	$2.0^{+0.3}_{-0.3}$	$\gtrsim -16.5$
AV 372 <sup>†</sup>	$1.4^{+0.1}_{-0.1}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	–
AV 488	$2.0^{+0.4}_{-0.4}$	$1.0^{+0.7}_{-0.5}$	$\gtrsim -14.7$
AV 490 <sup>†</sup>	$2.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.4^{+0.2}_{-0.2}$	–
Sk 191	$3.7^{+0.5}_{-0.7}$	$1.4^{+0.2}_{-0.2}$	$\lesssim -17.1$

Столбцы: (i) название звезды; (ii) оценка на логарифм скорости ионизации космическими лучами (в единицах  $\text{с}^{-1}$ ); (iii) оценка на логарифм интенсивности УФ фона в единицах поля Дрейна [14]); (iv) оценка на логарифм объемной концентрации водорода (в единицах  $\text{см}^{-3}$ ).

Верхние пределы оценивались из одностороннего доверительного интервала на уровне 99.7% ( $3\sigma$ )

Для системы в спектре Sk-71 46 в литературе не было найдено значения лучевой концентрации HI, что не позволяет оценить металличность, поэтому была использована средняя металличность для БМО:  $[X/\text{H}] = -0.3$

† В этих системах  $\zeta$  не была оценена из-за широкой апостериорной функции распределения

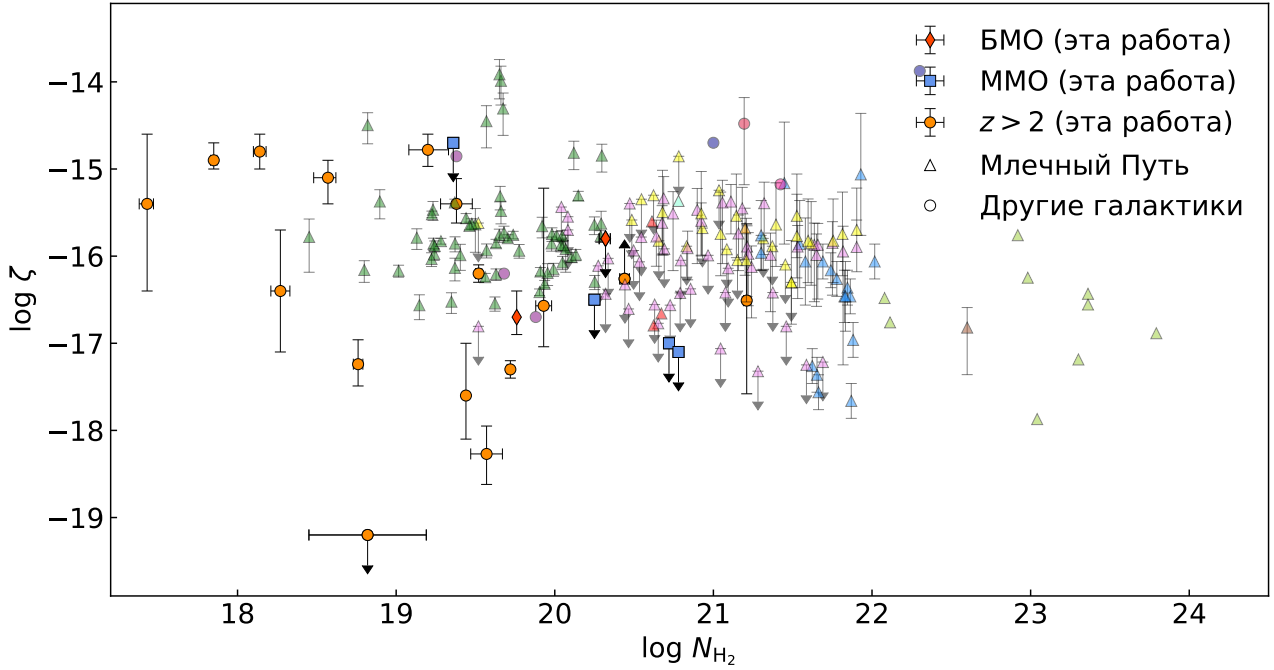


Рисунок 5.5: Значения скорости ионизации космическими лучами в зависимости от лучевой концентрации  $\text{H}_2$ . Оранжевые кружки – результаты, полученные нами для систем на больших красных смещениях (см. раздел 5.3.1), голубые квадраты и красные ромбы – значения для Большого и Малого Магеллановых Облаков (раздел 5.4). Бледные символы показывают известные значения: треугольники – для нашей Галактики (желтые [67], светло-зеленые – из таблицы 6 в работе [147], голубые [164], светло-голубые [165], коричневые [166], фиолетовые [68], темно-зеленые [70]), кружки – для других галактик (голубые [73], фиолетовые [157], розовые [72]).

для уточнения оценки скорости ионизации космическими лучами в нашей Галактике.

## 5.6 Результаты

На рисунке 5.5 произведено сравнение значений  $\zeta$ , полученных в разделах 5.3.1 и 5.4 для систем на больших красных смещениях и в Магеллановых Облаках, соответственно, и значений из литературы; измерения приведены на плоскости  $\zeta - \text{H}_2$ . Несмотря на то, что при увеличении лучевой концентрации  $\text{H}_2$  предполагается уменьшение скорости ионизации космическими лучами из-за потерь энергии космическими лучами [147, 148], на нашей выборке не



видно значительной корреляции между  $\zeta$  и  $N_{\text{H}_2}$  (для систем на больших красных смещениях коэффициент корреляции Пирсона  $r = -0.49$ , р-значение равно 0.08). Это может быть связано с тем, что в работе рассматривается диффузная среда, в которой лучевая концентрация недостаточно велика для значительных потерь космических лучей. При этом из предыдущих оценок в других галактиках и в особенности в Млечном Пути видно, что скорость ионизации космическими лучами уменьшается для больших  $N_{\text{H}_2}$  (для нашей Галактики без учета протозвездных оболочек коэффициент корреляции Пирсона  $r = -0.43$ , р-значение равно  $5 \times 10^{-3}$ ). К сожалению, проверить наличие эффекта затухания  $\zeta$  с ростом  $N_{\text{H}_2}$  для Магеллановых Облаков не удалось, так как в большинстве систем удалось поставить лишь верхние пределы на  $\zeta$ .

## 5.7 Выводы к главе

В этой главе рассмотрен метод оценки физических условий в среде, в частности скорости ионизации космическими лучами, по измеренным значениям лучевых концентраций молекул HD и  $\text{H}_2$ . Этот метод основан на расчете зависимости лучевой концентрации HD от  $\text{H}_2$ , описанной в главе 4. Так как результаты расчета зависят от металличности, интенсивности УФ излучения, объемной концентрации и скорости ионизации космическими лучами, это позволяет делать оценки на параметры по наблюдаемым значениям  $N_{\text{HD}}$  и  $N_{\text{H}_2}$ . Чтобы получить значения параметров, было использовано сэмплирование апостериорной функции распределения методом Монте-Карло по схеме марковских цепей. При расчетах металличность оценивалась из анализа линий металлов в абсорбционной системе, а для  $n_{\text{H}}^{\text{tot}}$  и  $\chi$  использовались априорные вероятности, полученные из одновременного сравнения населенностей уровней тонкой структуры C I и вращательных уровней  $\text{H}_2$  с модельными значениями, рассчитанными с помощью кода Meudon PDR.

Этот метод был использован для оценки скорости ионизации космическими лучами на больших красных смещениях во всех системах, где были найдены молекулы HD (значительная часть из которых была получена в главе 2). Полученные значения  $\zeta$  меняются в широком диапазоне от  $10^{-18}$  до  $10^{-15} \text{ с}^{-1}$ , что согласуется с оценками, выполненными ранее.

Также были оценены скорости ионизации космическими лучами для некоторых систем в Магеллановых Облаках, в которых были идентифицированы молекулы HD. Для получения априорной вероятности объемной концентрации водорода и интенсивности УФ излучения, а также металличности были использованы архивные данные телескопа HST. К сожалению, качество данных телескопа FUSE плохо подходит для анализа линий HD в Магеллановых Облаках, поэтому измерения были получены с большими неопределенностями на лучевые концентрации. Это привело к тому, что мы получили лишь одно измерение скорости ионизации космическими лучами, в системе в спектре Sk-69 246, еще в пяти системах были оценены верхние пределы на значение  $\zeta$ .

Также получена оценка на среднюю скорость ионизации космическими лучами в Млечном Пути, оцененная совместно по всем системам, для которых измерены лучевые концентрации молекул HD и H<sub>2</sub>.

Основные результаты, полученные в этой главе:

1. Разработан оригинальный метод оценки физических параметров, в частности, скорости ионизации космическими лучами, по наблюдаемым лучевым концентрациям молекул HD и H<sub>2</sub>.
2. Выполнены оценки скорости ионизации космическими лучами для 16 DLA систем на больших красных смещениях, двух систем в Большом Магеллановом Облаке и четырех систем в Малом Магеллановом Облаке. Получены значения в диапазоне от  $\sim 10^{-18}$  до  $\sim 10^{-15}$  с<sup>-1</sup>. Была получена оценка на среднюю скорость ионизации космическими лучами для ближайших облаков в Млечном Пути, равная  $(1.3_{-0.5}^{+1.3}) \times 10^{-17}$  с<sup>-1</sup>.

# Заключение

В диссертации представлено исследование холодных диффузных облаков, содержащих молекулы HD и H<sub>2</sub>, как с точки зрения наблюдений, так и моделирования. В главе 2 проведен систематический поиск новых систем, содержащих молекулы HD, на больших красных смещениях. Глава 3 посвящена систематическому поиску молекул HD в Магеллановых Облаках. В главе 4 представлена простая полуаналитическая модель облака, содержащего HD/H<sub>2</sub>, и исследована зависимость относительной концентрации HD/H<sub>2</sub> от физических условий в среде. В главе 5 описан метод оценки физических параметров по наблюдаемым лучевым концентрациям  $N_{\text{HD}}$  и  $N_{\text{H}_2}$ . Также в этой главе произведена оценка скорости ионизации космическими лучами для всех систем, в которых были найдены молекулы HD.

Основные результаты, полученные в работе:

1. Выполнен систематический поиск молекул HD в абсорбционных системах на красных смещениях  $z \gtrsim 2$ , содержащих молекулы H<sub>2</sub>. Найдены молекулы HD в пяти системах в спектрах квазаров J 0858+1749, J 1513+0352, J 2347+0051, J 1311+2225 и J 2340-0053. В системах в спектрах квазаров J 1311+2225 и J 2340-0053 молекулы HD были найдены в нескольких компонентах. В 12 системах на лучевые концентрации HD были поставлены верхние пределы. Подтвержден большой разброс относительной лучевой концентрации HD/H<sub>2</sub> на красных смещениях  $z \gtrsim 2$  относительно первичного изотопического отношения  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}}$ .
2. В спектре квазара J 0812+3208 на красном смещении  $z = 2.066780$  найдена новая абсорбционная система, содержащая молекулярный водород.
3. Выполнен независимый однородный анализ абсорбционных систем, содержащих молекулы H<sub>2</sub> методом подгонки линий профилем Фойта, в

спектрах 48 и 46 звезд в Большом и Малом Магеллановых Облаках, соответственно. Для каждой из систем получены населенности всех вращательных уровней  $\text{H}_2$ , линии переходов которых идентифицируются в спектре.

4. В каждой из абсорбционных систем, содержащих  $\text{H}_2$ , выполнен поиск молекул HD. Это позволило идентифицировать молекулы HD в 24 системах в Магеллановых Облаках, в 19 из них – впервые. В остальных 70 системах поставлены верхние пределы на лучевые концентрации HD.
5. В спектре звезды AV 242 в ММО найдено неопубликованное ранее высокоскоростное облако, содержащее  $\text{H}_2$ .
6. В некоторых абсорбционных системах, содержащих  $\text{H}_2$ , выполнен анализ абсорбционных линий C I и определены населенности уровней тонкой структуры. Выполнена независимая оценка металличности по линиям Zn II, S II, P II.
7. Построена простая полуаналитическая модель облака, содержащего HD и  $\text{H}_2$ , основанная на решении уравнения баланса между процессами формирования и разрушения молекул HD. Получены выражения для предельных случаев во внешней и центральной частях облака. Произведено сравнение с результатами моделирования кода Meudon PDR. Показано, что при низких металличностях и/или высокой скорости ионизации космическими лучами из-за увеличения скорости формирования HD возможен случай, когда переход D I/HD происходит на меньших глубинах проникновения УФ излучения в облако, чем H I/ $\text{H}_2$ , что приводит к появлению области в облаке, где  $\text{HD}/2\text{H}_2 > \text{D}/\text{H}$ . Получено неравенство, показывающее, при какой комбинации физических параметров реализуется такой случай.
8. Разработан оригинальный метод оценки физических параметров, в частности скорости ионизации космическими лучами, по наблюдаемым лучевым концентрациям молекул HD и  $\text{H}_2$ . Выполнены оценки скорости ионизации космическими лучами для 13 DLA систем на красных

смещениях  $z \gtrsim 2$ , двух систем в Большом Магеллановом Облаке и четырех систем в Малом Магеллановом Облаке. Получены значения  $\zeta$  в диапазоне от  $\sim 10^{-18}$  до  $\sim 10^{-15} \text{ с}^{-1}$ . Получена оценка на среднюю скорость ионизации космическими лучами для Млечного Пути, равная  $(1.3_{-0.5}^{+1.3}) \times 10^{-17} \text{ с}^{-1}$ .

# Благодарности

Я благодарна моему научному руководителю, Балашеву Сергею Александровичу, за чуткое руководство, интересные задачи, готовность поделиться опытом и неизменную доброжелательность. Я благодарна моим соавторам за бесценный опыт. Также я признательна Штернину Петру Сергеевичу за вычитку диссертации и автореферата и помощь в их оформлении. Я благодарна коллективу сектора теоретической астрофизики за готовность всегда помочь и теплую дружескую атмосферу.

Я благодарна моими родным и друзьям за поддержку во время работы над диссертацией.

# Литература

1. Aghanim N., Akrami Y., Ashdown M. et al. Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters // *Astron. Astroph.* — 2020. — Vol. 641. — P. A6.
2. Варшалович Д. А., Иванчик А. В., Петижан П. и др. Молекулярные линии HD в абсорбционной системе с красным смещением  $z=2.3377$  // *Письма в Астрономический журнал*. — 2001. — Т. 27. — С. 803–806.
3. Balashev S. A., Noterdaeme P., Rahmani H. et al. CO-dark molecular gas at high redshift: very large H<sub>2</sub> content and high pressure in a low-metallicity damped Lyman alpha system // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 470. — P. 2890–2910.
4. Wakker B. P. A FUSE Survey of High-Latitude Galactic Molecular Hydrogen // *Astroph. J. Suppl.* — 2006. — Vol. 163, no. 2. — P. 282–305.
5. Shull J. M., Danforth C. W., Anderson K. L. A Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Survey of Interstellar Molecular Hydrogen in the Galactic Disk // *Astroph. J.* — 2021. — Vol. 911, no. 1. — P. 55.
6. Snow T. P., Ross T. L., Destree J. D. et al. A New FUSE Survey of Interstellar HD // *Astroph. J.* — 2008. — Vol. 688. — P. 1124–1136.
7. Welty D. E., Xue R., Wong T. Interstellar H I and H<sub>2</sub> in the Magellanic Clouds: An Expanded Sample Based on Ultraviolet Absorption-line Data // *Astroph. J.* — 2012. — Vol. 745, no. 2. — P. 173.
8. Russell S. C., Dopita M. A. Abundances of the Heavy Elements in the Magellanic Clouds. III. Interpretation of Results // *Astroph. J.* — 1992. — Vol. 384. — P. 508.

9. Балашев С. А., Иванчик А. В., Варшалович Д. А. Молекулярные облака HD/H<sub>2</sub> в ранней Вселенной. Проблема первичного дейтерия // Письма в Астрономический журнал. — 2010. — Т. 36. — С. 803–815.
10. Liszt H. S. HD/H<sub>2</sub> as a Probe of the Roles of Gas, Dust, Light, Metallicity, and Cosmic Rays in Promoting the Growth of Molecular Hydrogen in the Diffuse Interstellar Medium // *Astroph. J.* — 2015. — Vol. 799. — P. 66.
11. Dvorkin I., Vangioni E., Silk J. et al. Evolution of dispersion in the cosmic deuterium abundance // *MNRAS*. — 2016. — Vol. 458. — P. L104–L108.
12. Black J. H., Dalgarno A. The Cosmic Abundance of Deuterium // *Astroph. J. Lett.* — 1973. — Vol. 184. — P. L101.
13. Le Petit F., Nehmé C., Le Bourlot J., Roueff E. A Model for Atomic and Molecular Interstellar Gas: The Meudon PDR Code // *Astroph. J. Suppl.* — 2006. — Vol. 164, no. 2. — P. 506–529.
14. Draine B. T. Photoelectric heating of interstellar gas // *Astroph. J. Suppl.* — 1978. — Vol. 36. — P. 595–619.
15. Field G. B., Goldsmith D. W., Habing H. J. Cosmic-Ray Heating of the Interstellar Gas // *Astroph. J. Lett.* — 1969. — Vol. 155. — P. L149.
16. McKee C. F., Ostriker J. P. A theory of the interstellar medium: three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate. // *Astroph. J.* — 1977. — Vol. 218. — P. 148–169.
17. Hollenbach D. J., Tielens A. G. G. M. Photodissociation regions in the interstellar medium of galaxies // *Reviews of Modern Physics*. — 1999. — Vol. 71, no. 1. — P. 173–230.
18. Wolfe A. M., Gawiser E., Prochaska J. X. Damped Ly  $\alpha$  Systems // *Ann. Rev. Astron. Astroph.* — 2005. — Vol. 43. — P. 861–918.
19. Noterdaeme P., Petitjean P., Ledoux C., Srianand R. Evolution of the cosmological mass density of neutral gas from Sloan Digital Sky Survey II - Data Release 7 // *Astron. Astroph.* — 2009. — Vol. 505, no. 3. — P. 1087–1098.



20. Ranjan A., Noterdaeme P., Krogager J. K. et al. Chemical enrichment and host galaxies of extremely strong intervening DLAs towards quasars. Do they probe the same galactic environments as DLAs associated with  $\gamma$ -ray burst afterglows? // *Astron. Astroph.* — 2020. — Vol. 633. — P. A125.
21. Levshakov S. A., Varshalovich D. A. Molecular hydrogen in the  $z=2.811$  absorbing material toward the quasar PKS 0528-250. // *MNRAS*. — 1985. — Vol. 212. — P. 517–521.
22. Balashev S. A., Klimenko V. V., Noterdaeme P. et al. X-shooter observations of strong H<sub>2</sub>-bearing DLAs at high redshift // *MNRAS*. — 2019. — Vol. 490, no. 2. — P. 2668–2678.
23. Kosenko D. N., Balashev S. A., Noterdaeme P. et al. HD molecules at high redshift: cosmic ray ionization rate in the diffuse interstellar medium // *MNRAS*. — 2021. — Vol. 505, no. 3. — P. 3810–3822.
24. Srianand R., Noterdaeme P., Ledoux C., Petitjean P. First detection of CO in a high-redshift damped Lyman- $\alpha$  system // *Astron. Astroph.* — 2008. — Vol. 482. — P. L39–L42.
25. Noterdaeme P., Ledoux C., Zou S. et al. Spotting high- $z$  molecular absorbers using neutral carbon. Results from a complete spectroscopic survey with the VLT // *Astron. Astroph.* — 2018. — Vol. 612. — P. A58.
26. Balashev S. A., Noterdaeme P. Constraining the H<sub>2</sub> column density distribution at  $z \sim 3$  from composite DLA spectra // *MNRAS*. — 2018. — Jul. — Vol. 478, no. 1. — P. L7–L11.
27. Draine B. T. *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*. — Princeton: Princeton University Press, 2011.
28. Balashev S. A., Klimenko V. V., Ivanchik A. V. et al. Molecular hydrogen absorption systems in Sloan Digital Sky Survey // *MNRAS*. — 2014. — Vol. 440. — P. 225–239.
29. Ledoux C., Noterdaeme P., Petitjean P., Srianand R. Neutral atomic-carbon quasar absorption-line systems at  $z > 1.5$ . Sample selection, H i content,

- reddening, and 2175 Å extinction feature // *Astron. Astroph.* — 2015. — Vol. 580. — P. A8.
30. De Cia Annalisa, Jenkins Edward B., Fox Andrew J. et al. Large metallicity variations in the Galactic interstellar medium // *Nature*. — 2021. — Vol. 597, no. 7875. — P. 206–208.
31. Jenkins E. B., Tripp T. M. The Distribution of Thermal Pressures in the Diffuse, Cold Neutral Medium of Our Galaxy. II. An Expanded Survey of Interstellar C I Fine-structure Excitations // *Astroph. J.* — 2011. — Vol. 734, no. 1. — P. 65.
32. Carruthers G. R. An Upper Limit of the Concentration of Molecular Hydrogen in Interstellar Space // *Astroph. J. Lett.* — 1967. — Vol. 148. — P. L141.
33. Carruthers George R. Rocket Observation of Interstellar Molecular Hydrogen // *Astroph. J. Lett.* — 1970. — Vol. 161. — P. L81.
34. Savage B. D., Bohlin R. C., Drake J. F., Budich W. A survey of interstellar molecular hydrogen. I. // *Astroph. J.* — 1977. — Vol. 216. — P. 291–307.
35. Bluhm H., de Boer K. S., Marggraf O. et al. Interstellar H<sub>2</sub> in M 33 detected with FUSE // *Astron. Astroph.* — 2003. — Vol. 398. — P. 983–991.
36. Hoopes Charles G., Sembach Kenneth R., Heckman Timothy M. et al. Far-Ultraviolet Observations of Molecular Hydrogen in the Diffuse Interstellar Medium of Starburst Galaxies // *Astroph. J.* — 2004. — Vol. 612, no. 2. — P. 825–836.
37. Cannon John M., Skillman Evan D., Sembach Kenneth R., Bomans Dominik J. Probing the Multiphase Interstellar Medium of the Dwarf Starburst Galaxy NGC 625 with Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Spectroscopy // *Astroph. J.* — 2005. — Vol. 618, no. 1. — P. 247–258.
38. Wakelam Valentine, Bron Emeric, Cazaux Stephanie et al. H<sub>2</sub> formation on interstellar dust grains: The viewpoints of theory, experiments, models and observations // *Molecular Astrophysics*. — 2017. — Vol. 9. — P. 1–36.

39. Froebrich D., Makin S. V., Davis C. J. et al. Extended H<sub>2</sub> emission line sources from UWISH2 // MNRAS. — 2015. — Vol. 454, no. 3. — P. 2586–2605.
40. Bron Emeric, Le Petit Franck, Le Bourlot Jacques. Efficient ortho-para conversion of H<sub>2</sub> on interstellar grain surfaces // Astron. Astroph.. — 2016. — Vol. 588. — P. A27.
41. Gould Robert J., Salpeter Edwin E. The Interstellar Abundance of the Hydrogen Molecule. I. Basic Processes. // Astroph. J.. — 1963. — Vol. 138. — P. 393.
42. Gnedin Nickolay Y., Kravtsov Andrey V. On the Kennicutt-Schmidt Relation of Low-Metallicity High-Redshift Galaxies // Astroph. J.. — 2010. — Vol. 714, no. 1. — P. 287–295.
43. Tacconi L. J., Neri R., Genzel R. et al. Phibss: Molecular Gas Content and Scaling Relations in  $z \sim 1-3$  Massive, Main-sequence Star-forming Galaxies // Astroph. J.. — 2013. — Vol. 768, no. 1. — P. 74.
44. Röllig M., Abel N. P., Bell T. et al. A photon dominated region code comparison study // Astron. Astroph.. — 2007. — Vol. 467, no. 1. — P. 187–206.
45. Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A. et al. CLOUDY 90: Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra // Pub. Astron. Soc. Pacific. — 1998. — Vol. 110, no. 749. — P. 761–778.
46. Sternberg Amiel. The Infrared Response of Molecular Hydrogen Gas to Ultraviolet Radiation: A Scaling Law // Astroph. J.. — 1988. — Vol. 332. — P. 400.
47. Sternberg A., Le Petit F., Roueff E., Le Bourlot J. H I-to-H<sub>2</sub> Transitions and H I Column Densities in Galaxy Star-forming Regions // Astroph. J.. — 2014. — Vol. 790. — P. 10.
48. Bialy Shmuel, Sternberg Amiel. Analytic H I-to-H<sub>2</sub> Photodissociation Transition Profiles // Astroph. J.. — 2016. — Vol. 822, no. 2. — P. 83.

49. Hollenbach David J., Werner Michael W., Salpeter Edwin E. Molecular Hydrogen in H I Regions // *Astroph. J.* — 1971. — Vol. 163. — P. 165.
50. Bauschlicher Charles W. Jr. The Reaction of Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Cations with Hydrogen Atoms: The Astrophysical Implications // *Astroph. J. Lett.* — 1998. — Vol. 509, no. 2. — P. L125–L127.
51. Boschman L., Cazaux S., Spaans M. et al. H<sub>2</sub> formation on PAHs in photodissociation regions: a high-temperature pathway to molecular hydrogen // *Astron. Astroph.* — 2015. — Vol. 579. — P. A72.
52. Stecher T. P., Williams D. A. Photodestruction of Hydrogen Molecules in H I Regions // *Astroph. J. Lett.* — 1967. — Vol. 149. — P. L29.
53. Abgrall H., Le Boulrot J., Pineau Des Forets G. et al. Photodissociation of H<sub>2</sub> and the H/H<sub>2</sub> transition in interstellar clouds // *Astron. Astroph.* — 1992. — Vol. 253, no. 2. — P. 525–536.
54. Draine B. T., Bertoldi F. Structure of Stationary Photodissociation Fronts // *Astroph. J.* — 1996. — Vol. 468. — P. 269.
55. Jura M. Interstellar clouds containing optically thin H<sub>2</sub>. // *Astroph. J.* — 1975. — Vol. 197. — P. 575–580.
56. Draine B. T. Interstellar Dust Grains // *Annual Review of Astronomy and Astrophysics.* — 2003. — Jan. — Vol. 41. — P. 241–289.
57. Le Petit F., Roueff E., Le Boulrot J. D/HD transition in Photon Dominated Regions (PDR) // *Astron. Astroph.* — 2002. — Vol. 390. — P. 369–381.
58. Galli Daniele, Palla Francesco. The chemistry of the early Universe // *Astron. Astroph.* — 1998. — Vol. 335. — P. 403–420.
59. Stancil P. C., Lepp S., Dalgarno A. The Deuterium Chemistry of the Early Universe // *Astroph. J.* — 1998. — Vol. 509, no. 1. — P. 1–10.
60. Wolcott-Green J., Haiman Z. Suppression of HD cooling in protogalactic gas clouds by Lyman-Werner radiation // *MNRAS.* — 2011. — Vol. 412. — P. 2603–2616.

61. Bialy Shmuel, Sternberg Amiel. Thermal Phases of the Neutral Atomic Interstellar Medium from Solar Metallicity to Primordial Gas // *Astroph. J.* — 2019. — Vol. 881, no. 2. — P. 160.
62. Balashev S. A., Telikova K. N., Noterdaeme P. C II\*/C II ratio in high-redshift DLAs: ISM phase separation drives the observed bimodality of [C II] cooling rates // *MNRAS*. — 2022. — Vol. 509, no. 1. — P. L26–L30.
63. Ivlev A. V., Padovani M., Galli D., Caselli P. Interstellar Dust Charging in Dense Molecular Clouds: Cosmic Ray Effects // *Astroph. J.* — 2015. — Vol. 812, no. 2. — P. 135.
64. Cummings A. C., Stone E. C., Heikkila B. C. et al. Galactic Cosmic Rays in the Local Interstellar Medium: Voyager 1 Observations and Model Results // *Astroph. J.* — 2016. — Vol. 831, no. 1. — P. 18.
65. Stone Edward C., Cummings Alan C., Heikkila Bryant C., Lal Nand. Cosmic ray measurements from Voyager 2 as it crossed into interstellar space // *Nature Astronomy*. — 2019. — Vol. 3. — P. 1013–1018.
66. Glassgold A. E., Langer W. D. Model calculations for diffuse molecular clouds. // *Astroph. J.* — 1974. — Vol. 193. — P. 73–91.
67. Indriolo N., Geballe T. R., Oka T., McCall Benjamin J. H<sub>3</sub><sup>+</sup> in Diffuse Interstellar Clouds: A Tracer for the Cosmic-Ray Ionization Rate // *Astroph. J.* — 2007. — Vol. 671, no. 2. — P. 1736–1747.
68. Indriolo N., McCall B. J. Investigating the Cosmic-Ray Ionization Rate in the Galactic Diffuse Interstellar Medium through Observations of H<sub>3</sub><sup>+</sup> // *Astroph. J.* — 2012. — Vol. 745, no. 1. — P. 91.
69. Balashev S. A., Gupta N., Kosenko D. N. OH in the diffuse interstellar medium: physical modelling and prospects with upcoming SKA precursor/pathfinder surveys // *MNRAS*. — 2021. — Vol. 504, no. 3. — P. 3797–3811.

70. Indriolo N., Neufeld D. A., Gerin M. et al. Herschel Survey of Galactic OH<sup>+</sup>, H<sub>2</sub>O<sup>+</sup>, and H<sub>3</sub>O<sup>+</sup>: Probing the Molecular Hydrogen Fraction and Cosmic-Ray Ionization Rate // *Astroph. J.* — 2015. — Vol. 800, no. 1. — P. 40.
71. Neufeld D. A., Goicoechea J. R., Sonnentrucker P. et al. Herschel/HIFI observations of interstellar OH<sup>+</sup> and H<sub>2</sub>O<sup>+</sup> towards W49N: a probe of diffuse clouds with a small molecular fraction // *Astron. Astroph.* — 2010. — Vol. 521. — P. L10.
72. Indriolo N., Bergin E. A., Falgarone E. et al. Constraints on the Cosmic-Ray Ionization Rate in the  $z \sim 2.3$  Lensed Galaxies SMM J2135-0102 and SDP 17b from Observations of OH<sup>+</sup> and H<sub>2</sub>O<sup>+</sup> // *Astroph. J.* — 2018. — Vol. 865, no. 2. — P. 127.
73. Muller S., Müller H. S. P., Black J. H. et al. OH<sup>+</sup> and H<sub>2</sub>O<sup>+</sup> absorption toward PKS 1830-211 // *Astron. Astroph.* — 2016. — Vol. 595. — P. A128.
74. González-Alfonso E., Fischer J., Bruderer S. et al. Excited OH<sup>+</sup>, H<sub>2</sub>O<sup>+</sup>, and H<sub>3</sub>O<sup>+</sup> in NGC 4418 and Arp 220 // *Astron. Astroph.* — 2013. — Vol. 550. — P. A25.
75. González-Alfonso E., Fischer J., Bruderer S. et al. Outflowing OH<sup>+</sup> in Markarian 231: The Ionization Rate of the Molecular Gas // *Astroph. J.* — 2018. — Vol. 857, no. 1. — P. 66.
76. Ma Xiangcheng, Hopkins Philip F., Faucher-Giguère Claude-André et al. The origin and evolution of the galaxy mass-metallicity relation // *MNRAS*. — 2016. — Vol. 456, no. 2. — P. 2140–2156.
77. De Cia Annalisa, Ledoux Cédric, Petitjean Patrick, Savaglio Sandra. The cosmic evolution of dust-corrected metallicity in the neutral gas // *Astron. Astroph.* — 2018. — Vol. 611. — P. A76.
78. Jones G. C., Maiolino R., Caselli P., Carniani S. Gas and star formation from HD and dust emission in a strongly lensed galaxy // *MNRAS*. — 2020. — Vol. 498, no. 3. — P. 4109–4118.

79. Wolfire Mark G., Vallini Livia, Chevance Mélanie. Photodissociation and X-Ray-Dominated Regions // *Ann. Rev. Astron. Astroph.* — 2022. — Vol. 60. — P. 247–318.
80. Srianand Raghunathan, Petitjean Patrick, Ledoux Cédric et al. The VLT-UVES survey for molecular hydrogen in high-redshift damped Lyman  $\alpha$  systems: physical conditions in the neutral gas // *MNRAS*. — 2005. — Vol. 362, no. 2. — P. 549–568.
81. Neeleman M., Prochaska J. X., Wolfe A. M. Probing the Physical Conditions of Atomic Gas at High Redshift // *Astroph. J.* — 2015. — Vol. 800. — P. 7.
82. Noterdaeme P., Petitjean P., Ledoux C. et al. HD molecules at high redshift. A low astration factor of deuterium in a solar-metallicity DLA system at  $z = 2.418$  // *Astron. Astroph.* — 2008. — Vol. 491. — P. 397–400.
83. Tumlinson J., Malec A. L., Carswell R. F. et al. Cosmological Concordance or Chemical Coincidence? Deuterated Molecular Hydrogen Abundances at High Redshift // *Astroph. J.* — 2010. — Aug. — Vol. 718. — P. L156–L160.
84. Ivanchik A. V., Petitjean P., Balashev S. A. et al. HD molecules at high redshift: the absorption system at  $z = 2.3377$  towards Q 1232 + 082 // *MNRAS*. — 2010. — Vol. 404. — P. 1583–1590.
85. Noterdaeme P., Petitjean P., Ledoux C. et al. A translucent interstellar cloud at  $z = 2.69$ . CO, H<sub>2</sub>, and HD in the line-of-sight to SDSS J123714.60+064759.5 // *Astron. Astroph.* — 2010. — Vol. 523. — P. A80.
86. Klimenko V. V., Balashev S. A., Ivanchik A. V. et al. Partial covering of the emission regions of Q 0528-250 by intervening H<sub>2</sub> clouds // *MNRAS*. — 2015. — Vol. 448. — P. 280–298.
87. Ivanchik A. V., Balashev S. A., Varshalovich D. A., Klimenko V. V. H<sub>2</sub>/HD molecular clouds in the early universe. An independent means of estimating the baryon density of the universe // *Astronomy Reports*. — 2015. — Vol. 59. — P. 100–117.

88. Клименко В. В., Балашев С. А., Иванчик А. В., Варшалович Д. А. Оценка физических условий в холодной фазе межзвездной среды в суб-DLA системе с  $z=2.06$  в спектре квазара J 2123–0050 // Письма в Астрономический журнал. — 2016. — Т. 42. — С. 161–188.
89. Noterdaeme P., Krogager J.-K., Balashev S. et al. Discovery of a Perseus-like cloud in the early Universe. H I-to-H<sub>2</sub> transition, carbon monoxide and small dust grains at  $z_{abs} \approx 2.53$  towards the quasar J0000+0048 // *Astron. Astroph.* — 2017. — Vol. 597. — P. A82.
90. Rawlins Katherine, Srianand Raghunathan, Shaw Gargi et al. Multicomponent H<sub>2</sub> in DLA at  $z_{abs} = 2.05$ : physical conditions through observations and numerical models // *MNRAS*. — 2018. — Dec. — Vol. 481. — P. 2083–2114.
91. Oliveira C. M., Sembach K. R., Tumlinson J. et al. HST/COS Detection of Deuterated Molecular Hydrogen in a Damped Ly $\alpha$  System at  $z = 0.18$  // *Astroph. J.* — 2014. — Vol. 783. — P. 22.
92. Balashev S. A., Ledoux C., Noterdaeme P. et al. Nature of the DLA towards Q 0528-250: High pressure and strong UV field revealed by excitation of C I, H<sub>2</sub>, and Si II // *MNRAS*. — 2020. — Vol. 497, no. 2. — P. 1946–1956.
93. Albornoz Vásquez D., Rahmani H., Noterdaeme P. et al. Molecular hydrogen in the  $z_{abs} = 2.66$  damped Lyman- $\alpha$  absorber towards Q J 0643-5041. Physical conditions and limits on the cosmological variation of the proton-to-electron mass ratio // *Astron. Astroph.* — 2014. — Vol. 562. — P. A88.
94. Jorgenson R. A., Wolfe A. M., Prochaska J. X., Carswell R. F. Direct Evidence of Cold Gas in DLA 0812+32B // *Astroph. J.* — 2009. — Vol. 704. — P. 247–254.
95. Balashev S. A., Petitjean P., Ivanchik A. V. et al. Partial coverage of the broad-line region of Q1232+082 by an intervening H<sub>2</sub>-bearing cloud // *MNRAS*. — 2011. — Vol. 418, no. 1. — P. 357–369.



96. Carswell R. F., Jorgenson R. A., Wolfe A. M., Murphy M. T. A cold component and the complex velocity structure of DLA1331 + 170 // MNRAS. — 2011. — Vol. 411, no. 4. — P. 2319–2335.
97. Jorgenson R. A., Wolfe A. M., Prochaska J. X. Understanding Physical Conditions in High-redshift Galaxies Through C I Fine Structure Lines: Data and Methodology // Astroph. J.. — 2010. — Vol. 722. — P. 460–490.
98. Kosenko D. N., Balashev S. A. HD/H2 absorption systems at high redshifts // J.Phys.: Conf. Series. — 2018. — Dec. — Vol. 1135. — P. 012009.
99. Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P. The Chemical Composition of the Sun // Ann. Rev. Astron. Astroph.. — 2009. — Vol. 47. — P. 481–522.
100. Vernet J., Dekker H., D’Odorico S. et al. X-shooter, the new wide band intermediate resolution spectrograph at the ESO Very Large Telescope // Astron. Astroph.. — 2011. — Vol. 536. — P. A105.
101. Dekker H., D’Odorico S., Kaufer A. et al. Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory // Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors / Ed. by Masanori Iye, Alan F. Moorwood. — Vol. 4008 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. — 2000. — P. 534–545.
102. Vogt S. S., Allen S. L., Bigelow B. C. et al. HIRES: the high-resolution echelle spectrometer on the Keck 10-m Telescope // Instrumentation in Astronomy VIII / Ed. by David L. Crawford, Eric R. Craine. — Vol. 2198 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. — 1994. — P. 362.
103. Ranjan A., Noterdaeme P., Krogager J.-K. et al. Molecular gas and star formation in an absorption-selected galaxy: Hitting the bull’s eye at  $z \sim 2.46$  // Astron. Astroph.. — 2018. — Vol. 618. — P. A184.
104. Noterdaeme P., Ledoux C., Petitjean P. et al. Excitation mechanisms in newly discovered H<sub>2</sub>-bearing damped Lyman- $\alpha$  clouds: systems with low

- molecular fractions // *Astron. Astroph.* — 2007. — Vol. 474, no. 2. — P. 393–407.
105. Rahmani H., Wendt M., Srianand R. et al. The UVES large program for testing fundamental physics - II. Constraints on a change in  $\mu$  towards quasar HE 0027-1836 // *MNRAS*. — 2013. — Vol. 435, no. 1. — P. 861–878.
106. Guimarães R., Noterdaeme P., Petitjean P. et al. Metallicities, Dust, and Molecular Content of a QSO-damped Ly $\alpha$  System Reaching  $\log N(\text{H I}) = 22$ : An Analog to GRB-DLAs // *Astron. J.* — 2012. — Vol. 143, no. 6. — P. 147.
107. Zou S., Petitjean P., Noterdaeme P. et al. Near-infrared spectroscopic observations of high redshift C I absorbers // *Astron. Astroph.* — 2018. — Vol. 616. — P. A158.
108. Noterdaeme P., Srianand R., Rahmani H. et al. VLT/UVES observations of extremely strong intervening damped Lyman- $\alpha$  systems. Molecular hydrogen and excited carbon, oxygen, and silicon at  $\log N(\text{H i}) = 22.4$  // *Astron. Astroph.* — 2015. — Vol. 577. — P. A24.
109. Goodman Jonathan, Weare Jonathan. Ensemble samplers with affine invariance // *Communications in Applied Mathematics and Computational Science*. — 2010. — Vol. 5, no. 1. — P. 65–80.
110. Noterdaeme P., Petitjean P., Pâris I. et al. A connection between extremely strong damped Lyman- $\alpha$  systems and Lyman- $\alpha$  emitting galaxies at small impact parameters // *Astron. Astroph.* — 2014. — Vol. 566. — P. A24.
111. O’Meara J. M., Lehner N., Howk J. C. et al. The Second Data Release of the KODIAQ Survey // *Astron. J.* — 2017. — Vol. 154. — P. 114.
112. Балашев С. А., Варшалович Д. А., Иванчик А. В. Направленное излучение и фотодиссоционные области в облаках молекулярного водород // *Письма в Астрономический журнал*. — 2009. — Т. 35, № 3. — С. 171–188.

113. Kim Gwanjeong, Tatematsu Ken'ichi, Liu Tie et al. Molecular Cloud Cores with a High Deuterium Fraction: Nobeyama Single-pointing Survey // *Astroph. J. Suppl.*. — 2020. — Vol. 249, no. 2. — P. 33.
114. Pietrzyński G., Graczyk D., Gallenne A. et al. A distance to the Large Magellanic Cloud that is precise to one per cent // *Nature*. — 2019. — Vol. 567, no. 7747. — P. 200–203.
115. Graczyk Dariusz, Pietrzyński Grzegorz, Thompson Ian B. et al. A Distance Determination to the Small Magellanic Cloud with an Accuracy of Better than Two Percent Based on Late-type Eclipsing Binary Stars // *Astroph. J.*. — 2020. — Vol. 904, no. 1. — P. 13.
116. Krogager Jens-Kristian, Noterdaeme Pasquier. Modeling the statistics of the cold neutral medium in absorption-selected high-redshift galaxies // *Astron. Astroph.*. — 2020. — Vol. 644. — P. L6.
117. Hindman J. V., Kerr F. J., McGee R. X. A Low Resolution Hydrogen-line Survey of the Magellanic System. II. Interpretation of Results // *Australian Journal of Physics*. — 1963. — Vol. 16. — P. 570.
118. Casetti-Dinescu Dana I., Vieira Katherine, Girard Terrence M., van Altena William F. Constraints on the Magellanic Clouds' Interaction from the Distribution of OB Stars and the Kinematics of Giants // *Astroph. J.*. — 2012. — Vol. 753, no. 2. — P. 123.
119. Skowron D. M., Jacyszyn A. M., Udalski A. et al. OGLE-ING the Magellanic System: Stellar Populations in the Magellanic Bridge // *Astroph. J.*. — 2014. — Vol. 795, no. 2. — P. 108.
120. Belokurov Vasily, Erkal Denis, Deason Alis J. et al. Clouds, Streams and Bridges. Redrawing the blueprint of the Magellanic System with Gaia DR1 // *MNRAS*. — 2017. — Vol. 466, no. 4. — P. 4711–4730.
121. Mackey Dougal, Koposov Sergey, Da Costa Gary et al. Substructures and Tidal Distortions in the Magellanic Stellar Periphery // *Astroph. J. Lett.*. — 2018. — Vol. 858, no. 2. — P. L21.

122. Lehner N., Howk J. C., Keenan F. P., Smoker J. V. Metallicity and Physical Conditions in the Magellanic Bridge // *Astroph. J.* — 2008. — Vol. 678, no. 1. — P. 219–233.
123. Dufton P. L., Ryans R. S. I., Thompson H. M. A., Street R. A. The iron abundance of the Magellanic Bridge // *MNRAS.* — 2008. — Vol. 385, no. 4. — P. 2261–2268.
124. Lee J. K., Rolleston W. R. J., Dufton P. L., Ryans R. S. I. Chemical compositions of four B-type supergiants in the SMC wing // *Astron. Astroph.* — 2005. — Vol. 429. — P. 1025–1030.
125. Ramachandran V., Oskinova L. M., Hamann W. R. Discovery of O stars in the tidal Magellanic Bridge. Stellar parameters, abundances, and feedback of the nearest metal-poor massive stars and their implication for the Magellanic System ecology // *Astron. Astroph.* — 2021. — Vol. 646. — P. A16.
126. Bluhm H., de Boer K. S. H<sub>2</sub>, HD, and CO at the edge of 30 Dor in the LMC: The line of sight to Sk-69 246 // *Astron. Astroph.* — 2001. — Vol. 379. — P. 82–89.
127. André M. K., Le Petit F., Sonnentrucker P. et al. Tiny-scale molecular structures in the Magellanic Clouds. I. FUSE, HST and VLT observations // *Astron. Astroph.* — 2004. — Vol. 422. — P. 483–504.
128. Moos H. W., Cash W. C., Cowie L. L. et al. Overview of the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Mission // *Astroph. J. Lett.* — 2000. — Vol. 538, no. 1. — P. L1–L6.
129. Sahnou D. J., Moos H. W., Ake T. B. et al. On-Orbit Performance of the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Satellite // *Astroph. J. Lett.* — 2000. — Vol. 538, no. 1. — P. L7–L11.
130. Blair William P., Oliveira Cristina, LaMassa Stephanie et al. The Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Legacy in the Magellanic Clouds: An Online Stellar Sight Line Atlas // *Pub. Astron. Soc. Pacific.* — 2009. — Vol. 121, no. 880. — P. 634.

131. Dixon W. V., Sahnou D. J., Barrett P. E. et al. CalFUSE Version 3: A Data Reduction Pipeline for the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer // Pub. Astron. Soc. Pacific. — 2007. — Vol. 119, no. 855. — P. 527–555.
132. Green James C., Froning Cynthia S., Osterman Steve et al. The Cosmic Origins Spectrograph // *Astroph. J.* — 2012. — Vol. 744, no. 1. — P. 60.
133. Woodgate B. E., Kimble R. A., Bowers C. W. et al. The Space Telescope Imaging Spectrograph Design // Pub. Astron. Soc. Pacific. — 1998. — Vol. 110, no. 752. — P. 1183–1204.
134. Noterdaeme P., Balashev S., Krogager J. K. et al. Proximate molecular quasar absorbers. Excess of damped H<sub>2</sub> systems at  $z_{abs} \approx z_{QSO}$  in SDSS DR14 // *Astron. Astroph.* — 2019. — Vol. 627. — P. A32.
135. Silva A. I., Viegas S. M. Physical conditions in quasi-stellar object absorbers from fine-structure absorption lines // *MNRAS*. — 2002. — Vol. 329, no. 1. — P. 135–148.
136. Savage Blair D., Sembach Kenneth R. The Analysis of Apparent Optical Depth Profiles for Interstellar Absorption Lines // *Astroph. J.* — 1991. — Vol. 379. — P. 245.
137. Tchernyshyov Kirill, Meixner Margaret, Seale Jonathan et al. Elemental Depletions in the Magellanic Clouds and the Evolution of Depletions with Metallicity // *Astroph. J.* — 2015. — Vol. 811, no. 2. — P. 78.
138. Roman-Duval Julia, Jenkins Edward B., Tchernyshyov Kirill et al. METAL: The Metal Evolution, Transport, and Abundance in the Large Magellanic Cloud Hubble Program. II. Variations of Interstellar Depletions and Dust-to-gas Ratio within the LMC // *Astroph. J.* — 2021. — Vol. 910, no. 2. — P. 95.
139. Roman-Duval Julia, Jenkins Edward B., Williams Benjamin et al. METAL: The Metal Evolution, Transport, and Abundance in the Large Magellanic Cloud Hubble Program. I. Overview and Initial Results // *Astroph. J.* — 2019. — Vol. 871, no. 2. — P. 151.

140. Jenkins Edward B., Wallerstein George. Interstellar Gas-phase Element Depletions in the Small Magellanic Cloud: A Guide to Correcting for Dust in QSO Absorption Line Systems // *Astroph. J.* — 2017. — Vol. 838, no. 2. — P. 85.
141. Gvaramadze V. V., Pflamm-Altenburg J., Kroupa P. Massive runaway stars in the Small Magellanic Cloud // *Astron. Astroph.* — 2011. — Vol. 525. — P. A17.
142. Tchernyshyov Kirill. A Detection of H<sub>2</sub> in a High-velocity Cloud toward the Large Magellanic Cloud // *Astroph. J.* — 2022. — Vol. 931, no. 2. — P. 78.
143. Telikova K. N., Balashev S. A., Noterdaeme P. et al. Extremely strong DLAs at high redshift: gas cooling and H<sub>2</sub> formation // *MNRAS*. — 2022. — Vol. 510, no. 4. — P. 5974–5983.
144. Liszt H. Gas-phase recombination, grain neutralization and cosmic-ray ionization in diffuse gas // *Astron. Astroph.* — 2003. — Vol. 398. — P. 621–630.
145. Weingartner J. C., Draine B. T. Electron-Ion Recombination on Grains and Polycyclic Aromatic Hydrocarbons // *Astroph. J.* — 2001. — Vol. 563. — P. 842–852.
146. McElroy D., Walsh C., Markwick A. J. et al. The UMIST database for astrochemistry 2012 // *Astron. Astroph.* — 2013. — Vol. 550. — P. A36.
147. Padovani M., Galli D., Glassgold A. E. Cosmic-ray ionization of molecular clouds // *Astron. Astroph.* — 2009. — Vol. 501, no. 2. — P. 619–631.
148. Padovani Marco, Ivlev Alexei V., Galli Daniele, Caselli Paola. Cosmic-ray ionisation in circumstellar discs // *Astron. Astroph.* — 2018. — Vol. 614. — P. A111.
149. Stone E. C., Cummings A. C., McDonald F. B. et al. Voyager 1 Observes Low-Energy Galactic Cosmic Rays in a Region Depleted of Heliospheric Ions // *Science*. — 2013. — Vol. 341, no. 6142. — P. 150–153.

150. Sternberg Amiel, Gurman Alon, Bialy Shmuel. H I-to-H<sub>2</sub> Transitions in Dust-free Interstellar Gas // *Astroph. J.* — 2021. — Vol. 920, no. 2. — P. 83.
151. Sternberg Amiel, Bialy Shmuel, Gurman Alon. H I in Molecular Clouds: Irradiation by FUV Plus Cosmic Rays // *Astroph. J.* — 2024. — Vol. 960, no. 1. — P. 8.
152. Le Petit Franck, Ruaud Maxime, Bron Emeric et al. Physical conditions in the central molecular zone inferred by H<sub>3</sub><sup>+</sup> // *Astron. Astroph.* — 2016. — Vol. 585. — P. A105.
153. Hartquist T. W., Black J. H., Dalgarno A. Cosmic ray ionization and the deuterium abundance // *MNRAS*. — 1978. — Vol. 185. — P. 643–646.
154. Hartquist T. W., Doyle H. T., Dalgarno A. The intercloud cosmic ray ionization rate. // *Astron. Astroph.* — 1978. — Vol. 68. — P. 65–67.
155. Federman S. R., Weber Jody, Lambert David L. Cosmic Ray-induced Chemistry toward Perseus OB2 // *Astroph. J.* — 1996. — Vol. 463. — P. 181.
156. van Dishoeck E. F., Black J. H. Comprehensive Models of Diffuse Interstellar Clouds: Physical Conditions and Molecular Abundances // *Astroph. J. Suppl.* — 1986. — Vol. 62. — P. 109.
157. Shaw G., Rawlins K., Srianand R. Physical conditions in three high-*z* H<sub>2</sub>-bearing DLAs: implications for grain size // *MNRAS*. — 2016. — Vol. 459, no. 3. — P. 3234–3250.
158. van der Tak F. F. S., Weiß A., Liu L., Güsten R. The ionization rates of galactic nuclei and disks from Herschel/HIFI observations of water and its associated ions // *Astron. Astroph.* — 2016. — Vol. 593. — P. A43.
159. Foreman-Mackey Daniel, Hogg David W., Lang Dustin, Goodman Jonathan. emcee: The MCMC Hammer // *Pub. Astron. Soc. Pacific*. — 2013. — Vol. 125, no. 925. — P. 306.

160. Klimenko V. V., Balashev S. A. Physical conditions in the diffuse interstellar medium of local and high-redshift galaxies: measurements based on the excitation of H<sub>2</sub> rotational and C I fine-structure levels // MNRAS. — 2020. — Vol. 498, no. 2. — P. 1531–1549.
161. Padovani Marco, Ivlev Alexei V., Galli Daniele et al. Impact of Low-Energy Cosmic Rays on Star Formation // Space Sci. Rev.. — 2020. — Vol. 216, no. 2. — P. 29.
162. Balashev S. A., Kosenko D. N. Neutral carbon in diffuse interstellar medium: abundance matching with H<sub>2</sub> for damped Lyman alpha systems at high redshifts // MNRAS. — 2024. — Vol. 527, no. 4. — P. 12109–12119.
163. Mathis J. S., Mezger P. G., Panagia N. Interstellar radiation field and dust temperatures in the diffuse interstellar medium and in giant molecular clouds // Astron. Astroph.. — 1983. — Vol. 128. — P. 212–229.
164. Caselli P., Walmsley C. M., Terzieva R., Herbst Eric. The Ionization Fraction in Dense Cloud Cores // Astroph. J.. — 1998. — Vol. 499, no. 1. — P. 234–249.
165. Shaw G., Ferland G. J., Srianand R. et al. On the Enhanced Cosmic-Ray Ionization Rate in the Diffuse Cloud toward  $\zeta$  Persei // Astroph. J.. — 2008. — Vol. 675, no. 1. — P. 405–412.
166. Maret S., Bergin E. A. The Ionization Fraction of Barnard 68: Implications for Star and Planet Formation // Astroph. J.. — 2007. — Vol. 664, no. 2. — P. 956–963.
167. Prochaska Jason X., Howk J. Christopher, Wolfe Arthur M. The elemental abundance pattern in a galaxy at  $z = 2.626$  // Nature. — 2003. — May. — Vol. 423. — P. 57–59.
168. Simkin S. M. Measurements of Velocity Dispersions and Doppler Shifts from Digitized Optical Spectra // Astron. Astroph.. — 1974. — Vol. 31. — P. 129.



169. Tonry J., Davis M. A survey of galaxy redshifts. I. Data reduction techniques. // *Astron. J.* — 1979. — Vol. 84. — P. 1511–1525.

# Приложение А

В данном разделе приведены дополнительные материалы для главы 2. В разделе А.1 приведены детали подгонки линий HD в спектрах, где были оценены только верхние пределы на  $N_{\text{HD}}$ , а в разделе А.2 детально описана аппроксимация линий C I и Zn II в спектре квазара J 1311+2225.

## А.1 Системы с верхними пределами на HD

### 1. HE 0027-1836

ESDLA система на  $z = 2.4018258$  наблюдалась на VLT/UVES и ранее изучалась в работах [104, 105], в которых была получена концентрация  $\text{H}_2$   $\log N_{\text{H}_2} = 17.43$ . Из-за несоответствия линий L2-0R0 и L3-0R0 с полученной аппроксимацией (см. рисунок А.1), для HD был оценен только верхний предел на лучевую концентрация  $\log N_{\text{HD}} < 13.6$ . Линии HD показаны на рисунке А.1.

### 2. J 0136+0440

Спектр квазара J 0136+0440 был получен на телескопе VLT с помощью спектрографа X-shooter и проанализирован в работе [22]. На красном смещении  $z = 2.779430$  были найдены молекулы  $\text{H}_2$  с лучевой концентрацией  $\log N_{\text{H}_2} = 18.64_{-0.08}^{+0.06}$  и параметром Доплера  $b = 7.7_{-1.9}^{+2.4}$  км с<sup>-1</sup>. На красном смещении компоненты  $\text{H}_2$  был выполнен поиск HD, однако в системе можно поставить лишь верхний предел на лучевую концентрацию  $\log N_{\text{HD}} < 14.5$ . Линии HD, свободные от бленд (в основном из-за линий  $\text{H}_2$ , Лайман  $\alpha$  леса и металлов) показаны на рисунке А.2.

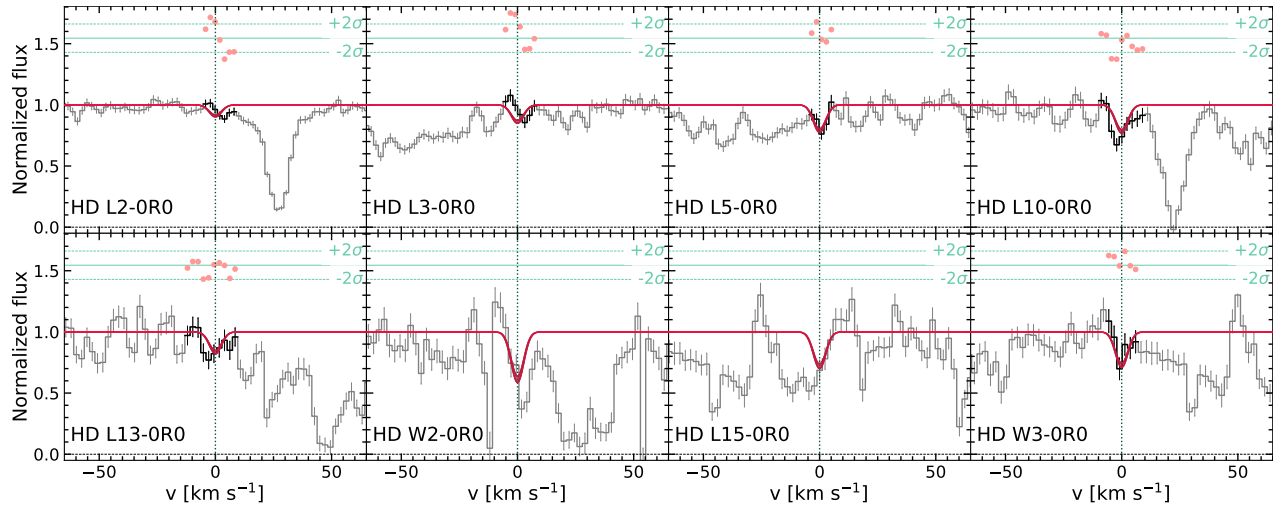


Рис. А.1: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.4018258$  в спектре квазара HE 0027-1836. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

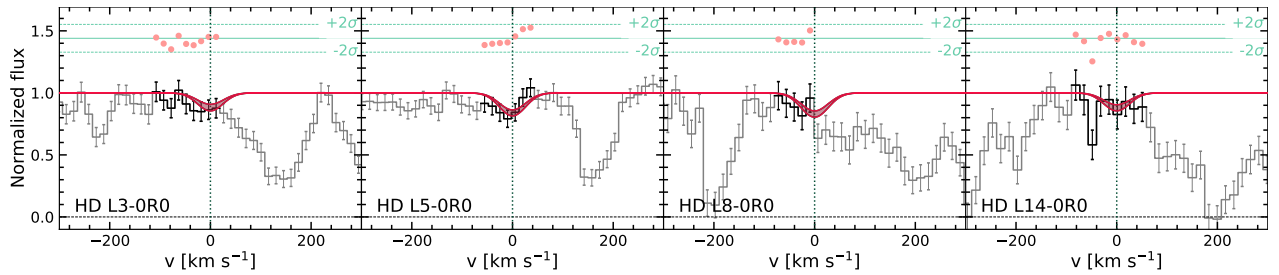


Рис. А.2: Подгонка абсорбционных линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.779430$  в спектре квазара J 0136+0440. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1

### 3. J 0812+3208

В спектре квазара J 0812+3208 были найдены две DLA системы: на  $z = 2.626491$  и  $z = 2.06779$  [167]. В работе [97] были найдены линии CI, ассоциированные с обеими компонентами. Линии HD и H<sub>2</sub> в компоненте на  $z = 2.626491$  были детально изучены в нескольких работах [94, 9, 83], однако в компоненте на  $z = 2.06678$  исследование этих молекул не проводилось. Так как CI является одним из трассеров H<sub>2</sub> в МЗС [25], был выполнен поиск H<sub>2</sub> и HD в этой компоненте. Для этого был использован спектр, полученный на Кекс/HIRES, а его редукция была детально описана в работе [9]. В системе на  $z = 2.06678$  были задетектированы абсорбционные линии H<sub>2</sub> для вращательных уровней

Таблица A.1: Результаты анализа  $\text{H}_2$  и HD на  $z = 2.066780(1)$  в спектре квазара J0812+3208.

	$J$	$b$ , км/с	$\log N$
$\text{H}_2$	0	$4.4^{+0.1}_{-0.1}$	$19.03^{+0.02}_{-0.02}$
	1	' '	$18.88^{+0.03}_{-0.03}$
	2	' '	$16.19^{+0.04}_{-0.03}$
	3	' '	$15.76^{+0.03}_{-0.02}$
	4	' '	$14.28^{+0.12}_{-0.12}$
	всего		$19.26^{+0.02}_{-0.01}$
HD	0	' '	$< 14.43$
HD/ $2\text{H}_2$			$< 7.39 \times 10^{-6}$

$J \leq 4$ , которые были аппроксимированы однокомпонентной моделью с одинаковыми красными смещениями и параметрами Доплера для всех уровней, так как линии  $\text{H}_2$  находятся в голубой части спектра и в спектр попадает лишь одна-две линии от каждого вращательного уровня. Результат подгонки  $\text{H}_2$  показан в таблице A.1 и на рисунке A.3. Из относительной населенности уровней  $J = 1$  и  $J = 0$  можно определить температуру возбуждения  $T_{01} = 67^{+4}_{-3}$  К.

К сожалению, для системы на  $z = 2.06678$  в спектр HIRES попали лишь две линии HD (L0-0R0 и L1-0R0), и только самая слабая L0-0R0 не была блендирована, поэтому в этой системе можно поставить лишь верхний предел на лучевую концентрацию HD. При фиксированных красном смещении и параметре Доплера из анализа  $\text{H}_2$  было получено  $\log N_{\text{HD}} \lesssim 14.4$ . Подгонка HD показана на рисунке A.3.

#### 4. J0816+1446

Многокомпонентная DLA система, содержащая  $\text{H}_2$ , была идентифицирована в работе [106]. Эта система находится на достаточно большом красном смещении ( $z = 3.287$ ) и поэтому в значительной степени блендирована линиями Лайман  $\alpha$  леса. Практически все линии HD блендированы, поэтому был поставлен верхний предел на лучевую концентрацию  $\log N_{\text{HD}} \lesssim 15$  из линии L4-0 R(0). Предполагаемые линии HD показаны на рисунке A.4.

#### 5. J0906+0548

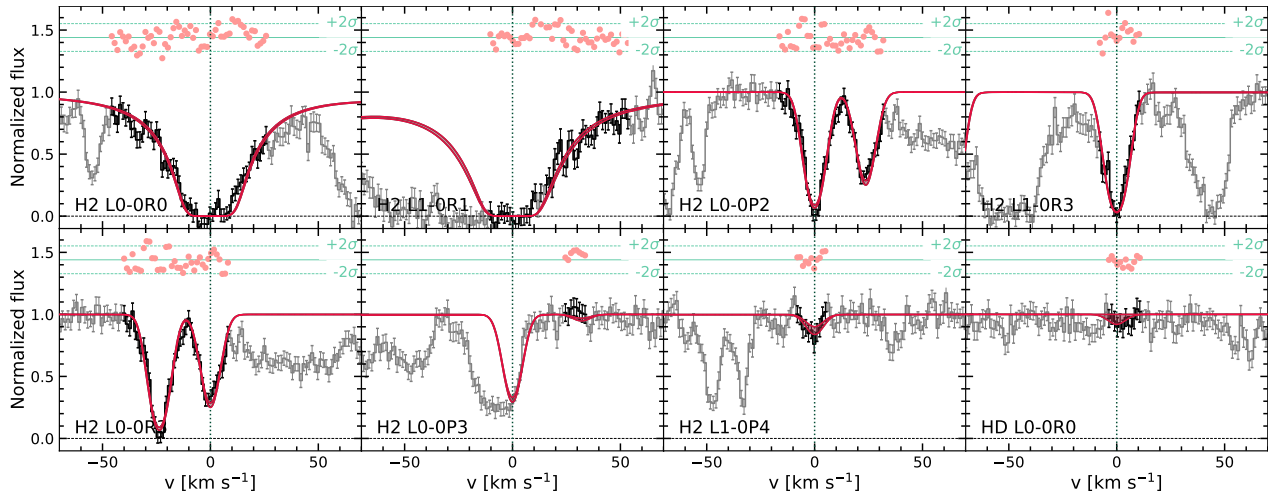


Рис. А.3: Подгонка линий  $\text{H}_2$  и HD в абсорбционной системе на  $z = 2.066780$  в спектре квазара J0812+3208. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

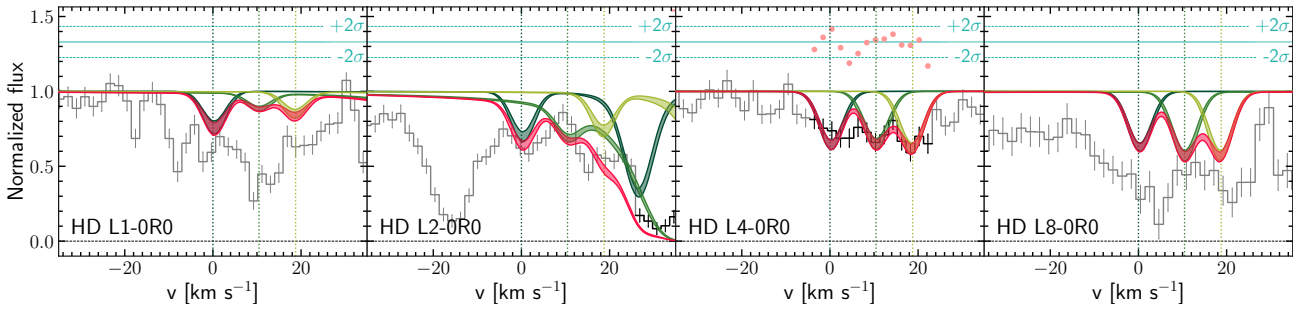


Рис. А.4: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z \approx 3.287$  в спектре квазара J0816+1446. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

Спектр этого квазара был получен на X-shooter и обработан в работе [22], где была найдена одна DLA система, содержащая  $\text{H}_2$  с  $\log N_{\text{H}_2} = 18.87 \pm 0.02$  и  $b = 6.8_{-0.1}^{+0.1}$  км/с на красном смещении  $z = 2.56918$ . Несмотря на то, что на предполагаемом красном смещении компоненты HD в спектре видны линии, практически все из них блендированы другими линиями (см. рисунок А.5). Поэтому в данной системе мы консервативно поставили верхний предел на лучевую концентрацию HD  $\log N_{\text{HD}} < 14.7$ .

## 6. J 0917+0154

Система на красном смещении  $z = 2.106$  в спектре квазара J 0917+0154 была отобрана в работе [29], посвященной поиску холодного газа на

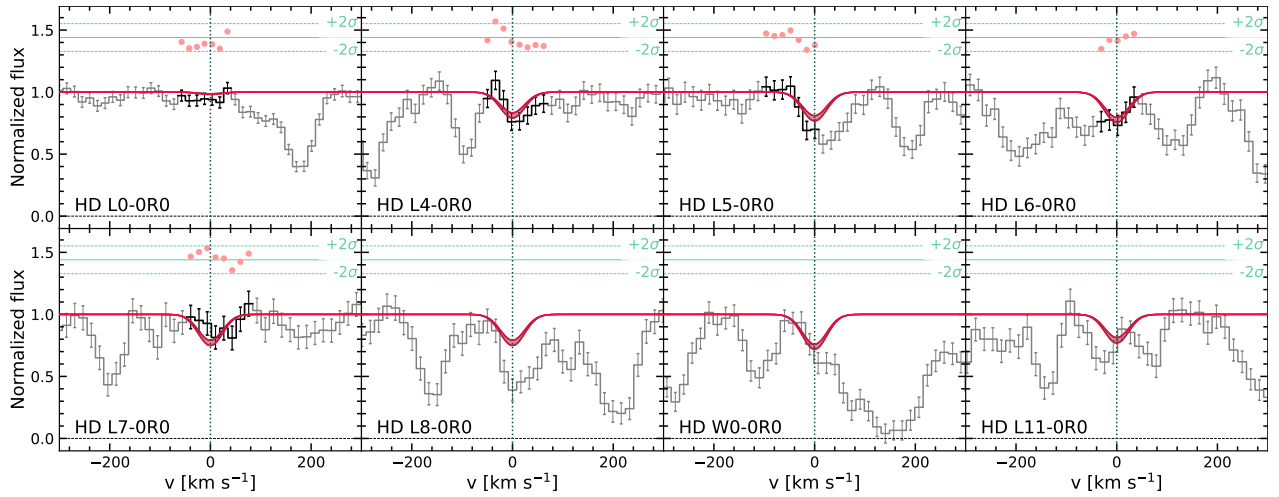


Рис. А.5: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.569180$  в спектре квазара J 0906+0548. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

больших красных смещениях по линиям C I. Анализ линий H<sub>2</sub> был представлен в работе [25] ( $\log N_{\text{H}_2} = 20.11 \pm 0.06$ ), а линии металлов изучались в работе [107]. К сожалению, из-за низкого разрешения и широких линий H<sub>2</sub> почти все линии HD блендированы, включая линии L3-0R0, L4-0R0 и W0-0R0, которые обычно доступны в других системах. Лишь L0-0R0 блендирована менее остальных, однако по сравнению с остальными линиями она имеет очень маленькую силу осциллятора и поэтому по ней можно оценить лишь верхний предел на лучевую концентрацию HD. Для этого использовались априорные вероятности красных смещений и параметров Доплера, полученные из совместного анализа линий C I и H<sub>2</sub>. Подгонка линий C I и HD показана на рисунке А.6.

#### 7. J 0946+1216

В спектре этого квазара, полученного на X-shooter [22], также возможно оценить лишь верхний предел на лучевую концентрацию HD в DLA системе на  $z = 2.60642$ , содержащей H<sub>2</sub>, так как спектр сильно зашумлен и содержит сильно насыщенные линии H<sub>2</sub>, а также множество линий Лайман α леса. Мы оценили  $\log N_{\text{HD}} < 15.2$ ; линии HD показаны на рисунке А.7.

#### 8. J 1143+1420

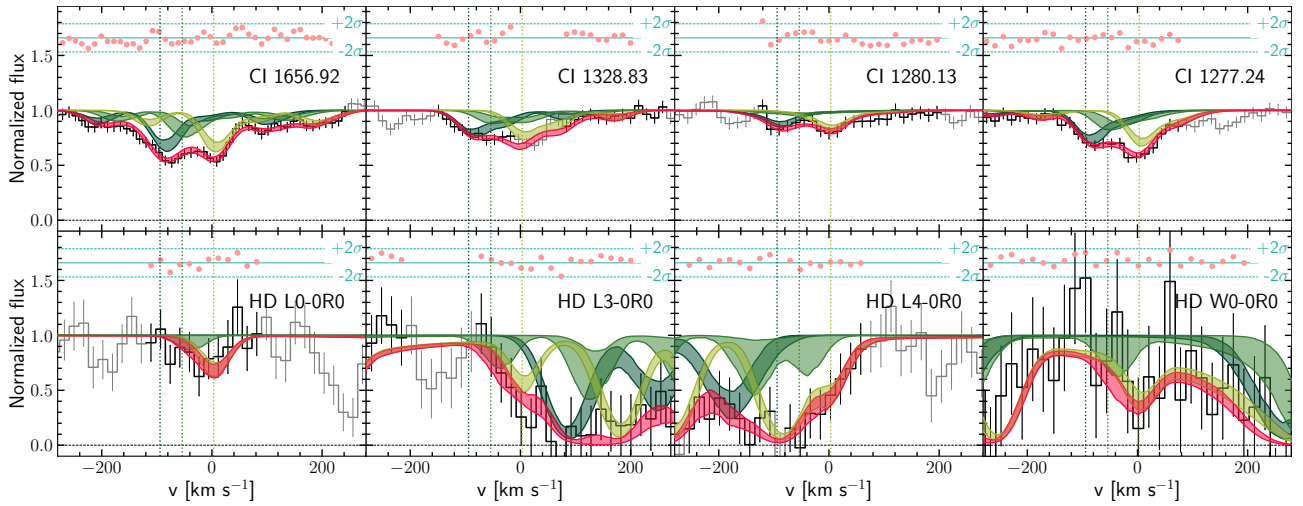


Рис. А.6: Подгонка линий CI и HD в абсорбционной системе на  $z \approx 2.106$  в спектре квазара J0917+0154. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

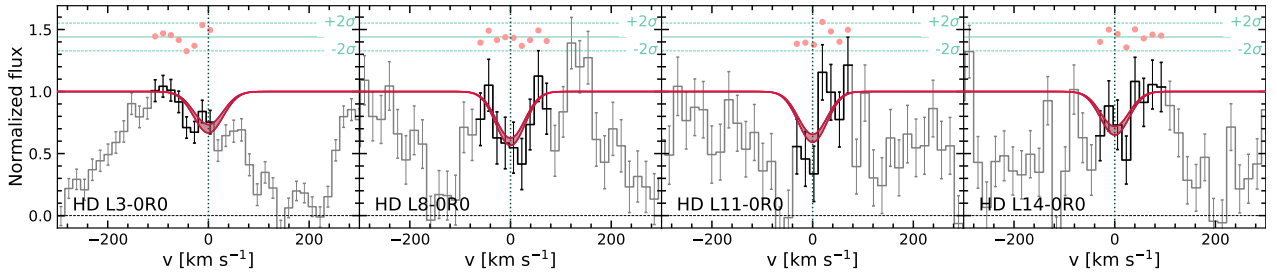


Рис. А.7: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.606406$  в спектре квазара J0946+1216. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

ESDLA система на  $z = 2.3228054$ , обнаруженная в спектре квазара J1143+1420, который был получен спектрографом X-shooter и проанализирован в работе [20]. Концентрация  $H_2$  была получена равной  $\log N_{H_2} = 18.3 \pm 0.1$ . На красном смещении, ассоциированном с компонентой  $H_2$ , можно оценить лишь верхний предел на HD  $\log N_{HD} < 15$ . Линии показаны на рисунке А.8.

### 9. J1146+0743

В спектре квазара J1146+0743, полученном на спектрографе X-shooter, были найдены две DLA системы, содержащие  $H_2$  ( $z = 2.84163$  и  $2.83946$  с  $\log N_{H_2} = 18.76 \pm 0.01$  и  $17.94^{+0.11}_{-0.13}$ , соответственно) [22]. Мы получили верхние пределы на лучевые концентрации  $\log N_{HD} < 14.4$  и  $\log N_{HD} <$

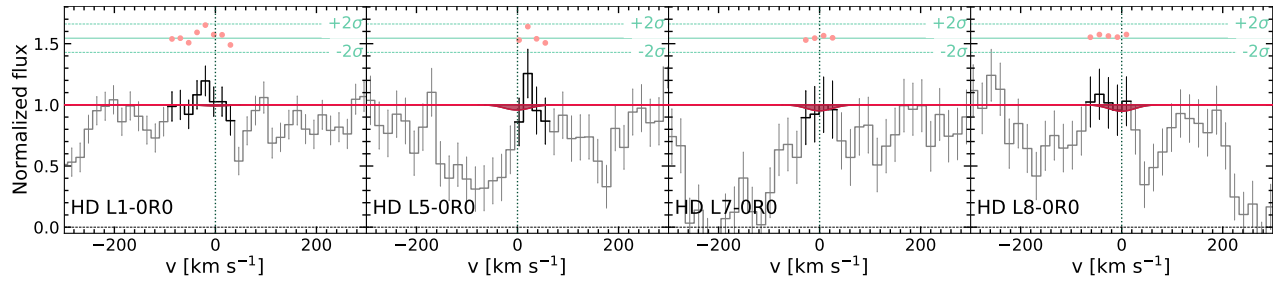


Рис. А.8: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.3228054$  в спектре квазара J1143+1420. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

14.5 для красной и голубой компоненты, соответственно. Спектр для предполагаемых линий HD показан на рисунке А.9.

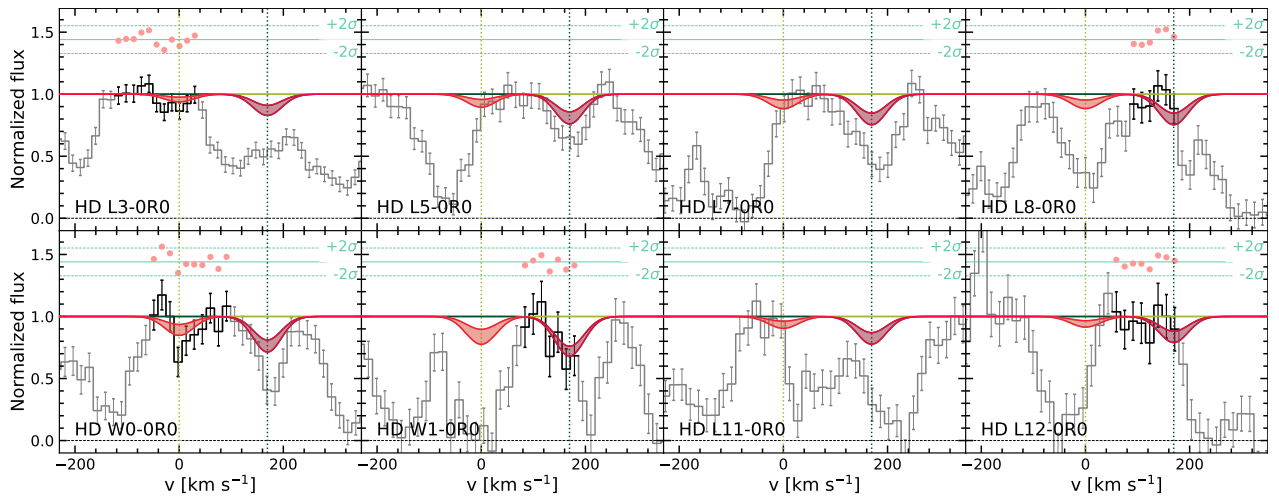


Рис. А.9: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z \approx 2.840$  в спектре квазара J1146+0743. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

#### 10. J1236+0010

Спектр квазара J1236+0010 был получен на X-shooter [22] и в нем была задетектирована одна DLA система, содержащая  $\text{H}_2$  ( $z = 3.03292$ ,  $\log N_{\text{H}_2} = 19.76 \pm 0.01$ ,  $b = 2.3_{-0.2}^{+0.2} \text{ km s}^{-1}$ ). Мы получили верхний предел на концентрацию  $\log N_{\text{HD}} \lesssim 16.1$ , а предполагаемые линии показаны на рисунке А.10.

#### 11. J2140-0321



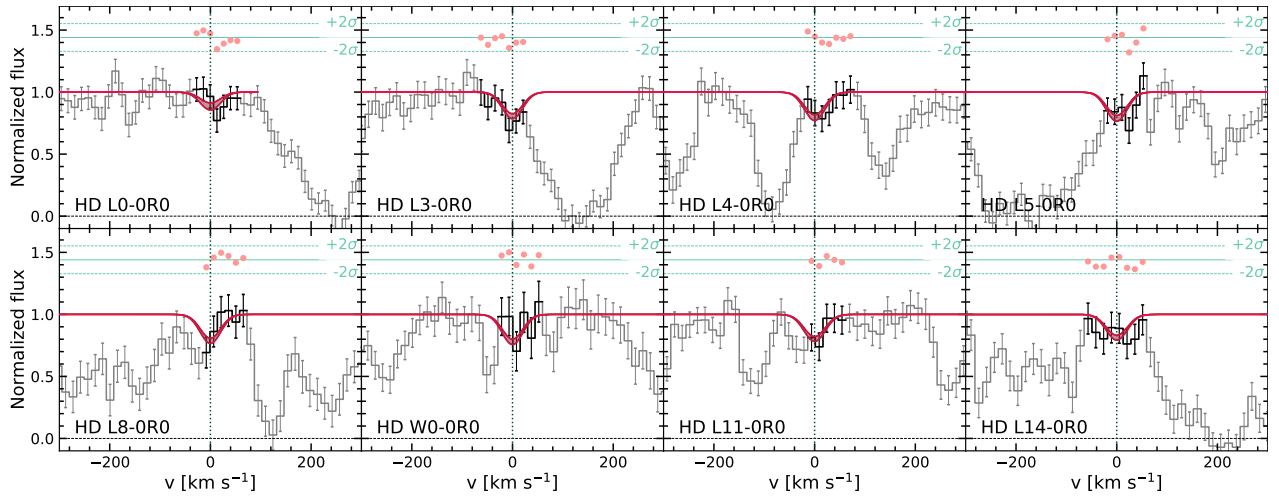


Рис. А.10: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 3.03292$  в спектре квазара J 1236+0010. Графические такие же, как для рисунка 2.1.

Абсорбционные линии  $\text{H}_2$  в спектре квазара J 2140-0321 на красном смещении  $z = 2.339$  ранее изучались в работах [108, 20], и была получена достаточно большая лучевая концентрация  $\log N_{\text{H}_2} = 20.13$ . Для изучения линий HD были использованы спектры, полученные на X-shooter и UVES. Тем не менее оба этих спектра плохо подходят для изучения HD, так как спектр UVES сильно зашумлен, а разрешение спектра, полученного на X-shooter, слишком мало для детектирования HD. Поэтому был получен только верхний предел на лучевую концентрацию HD  $\log N_{\text{HD}} < 14.6$  (см. рисунок А.11).

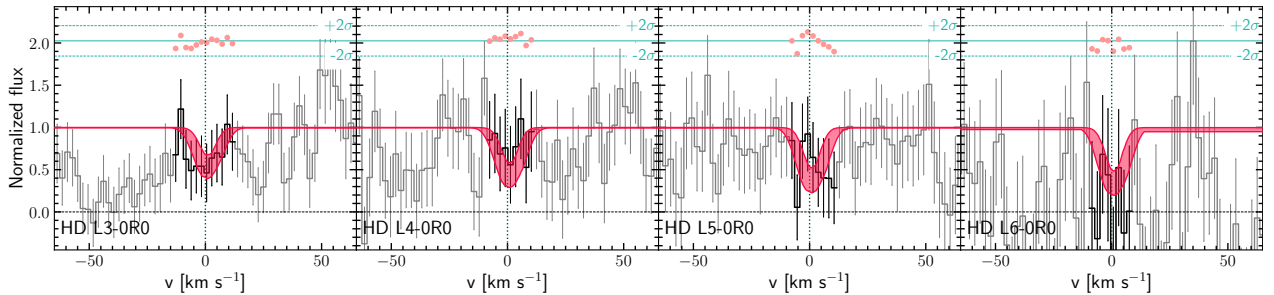


Рис. А.11: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.33996$  в спектре квазара J 2140-0321. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

12. J 2232+1242

Таблица A.2: Результат подгонки линий С I в DLA системе на  $z = 3.09$  в спектре квазара J 131129.11+222552.6.

компонента	1	2	3	4
$z$	$3.091410^{(+21)}_{(-14)}$	$3.0915350^{(+23)}_{(-21)}$	$3.091735^{(+12)}_{(-10)}$	$3.0918577^{(+25)}_{(-25)}$
$\Delta v$ , км/с	-10.0	0.0	14.5	23.7
$b$ , км/с	$11^{+1}_{-3}$	$1.2^{+0.4}_{-0.2}$	$12^{+1}_{-2}$	$1.1^{+0.7}_{-0.1}$
С I $\log N$	$13.17^{+0.11}_{-0.11}$	$13.81^{+0.73}_{-0.27}$	$13.48^{+0.05}_{-0.05}$	$13.32^{+0.31}_{-0.20}$
С I* $\log N$	$13.28^{+0.10}_{-0.11}$	$13.45^{+0.11}_{-0.08}$	$13.42^{+0.07}_{-0.08}$	$13.40^{+0.16}_{-0.09}$
С I** $\log N$	$12.00^{+0.5}_{-0.4}$	$12.86^{+0.07}_{-0.11}$	$13.14^{+0.04}_{-0.09}$	$12.81^{+0.10}_{-0.11}$
$\log N_{\text{tot}}$	$13.56^{+0.10}_{-0.12}$	$13.95^{+0.61}_{-0.16}$	$13.85^{+0.04}_{-0.06}$	$13.71^{+0.21}_{-0.11}$

В спектре квазара J 2232+1242, полученном с помощью спектрографа X-shooter ранее была найдена DLA система, содержащая  $\text{H}_2$ , на  $z = 2.2279378$  ( $\log N_{\text{H}_2} = 18.56 \pm 0.02$ ) [20]. На красном смещении, ассоциированном с компонентой  $\text{H}_2$ , задетектировать HD не получилось и был оценен лишь верхний предел на лучевую концентрацию  $\log N_{\text{HD}} < 13.8$  (см. рисунок A.12).

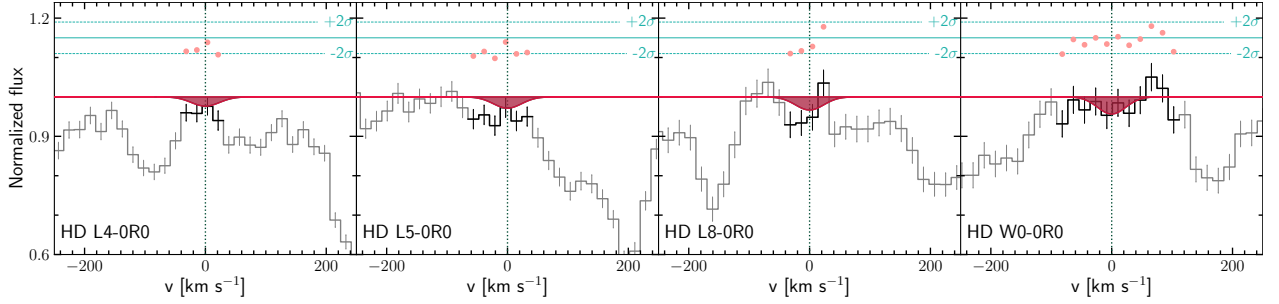


Рис. A.12: Подгонка линий HD в абсорбционной системе на  $z = 2.2279378$  в спектре квазара J 2232+1242. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.1.

## A.2 DLA система спектре квазара J 1311+2225

Для независимой оценки априорных вероятностей для анализа HD были проанализированы абсорбционные линии С I. Для анализа использовалась четырехкомпонентная модель и три уровня тонкой структуры (С I, С I\* и С I\*\*), параметры Доплера для каждого уровня были взяты совместными. Результаты подгонки показаны на рисунке A.13 и в таблице A.2.

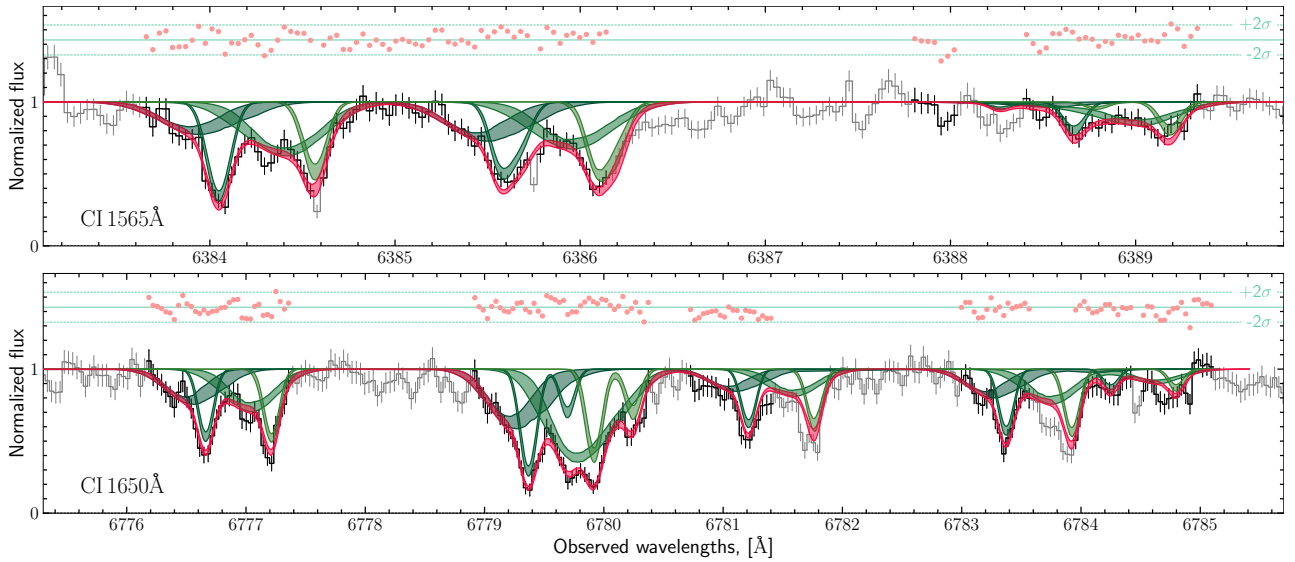


Рис. А.13: Подгонка линий С I в абсорбционной системе на  $z \approx 3.092$  в спектре квазара J 1311+2225. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

Кроме того, была оценена металличность в системе, для чего использовались линия  $\text{Zn II } \lambda 2062 \text{ \AA}$ . Была опять использована четырехкомпонентная модель и полная лучевая концентарция  $\text{Zn II}$  получилась равной  $12.84^{+0.09}_{-0.11}$ , что дает металличность  $-0.34^{+0.13}_{-0.14}$  относительно солнечной. Подгонка линии  $\text{Zn II}$  показан на рисунке А.14.

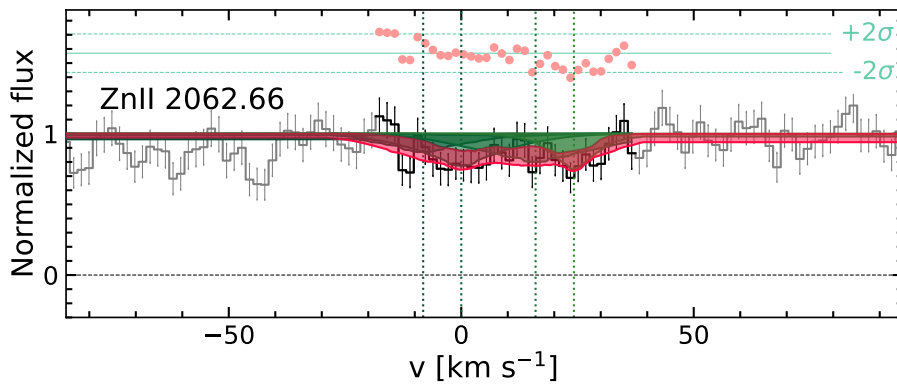


Рис. А.14: Подгонка линий  $\text{Zn II}$  в абсорбционной системе на  $z \approx 3.092$  в спектре квазара J 1311+2225. Графические элементы такие же, как для рисунка 2.2.

## Приложение В

### Процедура рекалибровки спектров

Процедура для улучшения качества калибровки спектров основана на процедуре поиска максимума кросс-корреляционной функции и состоит из нескольких шагов.

В данном разделе рассмотрен случай, когда имеется несколько экспозиций. Если есть только одна экспозиция, то первый шаг пропускается.

Сначала складываются все доступные экспозиции, для чего предполагается одинаковый сдвиг для каждой отдельной экспозиции. Сдвиг между экспозициями получается из процедуры кросс-корреляции [168, 169]. Кросс-корреляционная функция – это свертка измеренного спектра  $g$  и темплейта  $t$ ; спектры разбиты на  $N$  бинов, где номер бина  $n$  связан с длиной волны  $\lambda$  как  $n = A \ln \lambda + B$  ( $a$  – нормировочный множитель):

$$\text{ccf} = g \times t(n) = a \sum_m g(m)t(m - n). \quad (\text{В.1})$$

Максимальное значение кросс-корреляционной функции соответствует сдвигу, при котором измеренный спектр и темплейт совпадают наилучшим образом. В данном случае в качестве темплейта выступает экспозиция с наибольшим отношением сигнала к шуму. Таким образом, в результате получается спектр с максимальным отношением сигнала к шуму.

Из анализа сложенного спектра делаются грубые оценки на лучевые концентрации, параметры Доплера и сдвиг по скоростям компонент  $\text{H}_2$ , которые затем применяются для построения синтетического спектра  $\text{H}_2$ . Этот спектр затем используется в качестве темплейта для поиска зависимости сдвига от длины волны  $\Delta v(\lambda)$ . Берутся только тонкие, неблендированные

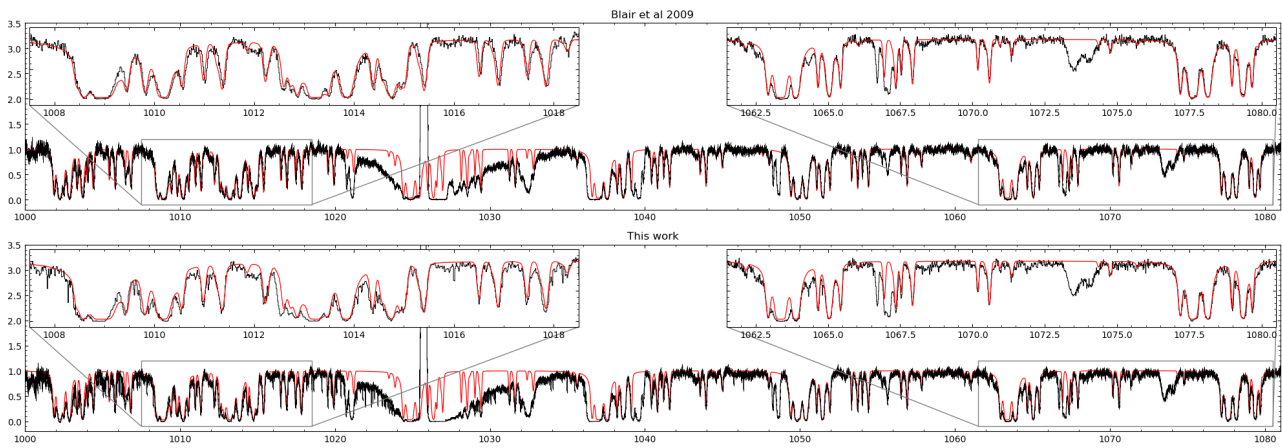


Рис. В.1: Сравнение спектра, полученного в работе [130] (верхняя панель), и перекалиброванного спектра (нижняя панель) для системы в спектре звезды AV 95 в ММО. Черные линии – это спектр, красные – синтетические спектры.

линии и из максимума кросс-корреляционной функции определяются сдвиги относительно соответствующих линий синтетического спектра. Затем полученные значения аппроксимируются кусочно-заданной линейной функцией, которая применяется для получения финальной экспозиции.

Пример исправленного спектра показан на рисунке В.1, где на верхней панели показан спектр, полученный в работе [130], а на нижней – перекалиброванный спектр. Спектры показаны черными линиями, а синтетические спектры – красными. Видно, что действительно синтетический спектр лучше соответствует спектру на нижней панели, однако некоторые проблемы тем не менее остаются. В основном, это проблемы с сильно насыщенными линиями, так как метод кросс-корреляции плохо работает с такими линиями. Кроме того, в них могут присутствовать дополнительные абсорбции, которые не учитываются в синтетическом спектре. Также процедура, описанная выше, не исправляет калибровку отдельных линий, сдвинутых сильнее других, так как описывает зависимость  $\Delta v(\lambda)$  гладкой функцией.