

ФИЗИКА НАШИХ ДНЕЙ

Происхождение и перенос воды во Вселенной

М.С. Кирсанова, П.В. Бакланов, Е.О. Васильев, А.И. Васюнин, Д.З. Вибе, С.А. Дроздов, Т.И. Ларченкова, С.Ф. Лихачёв, А.В. Моисеев, Я.Н. Павлюченков, П.С. Созинова, А.П. Топчиева, И.В. Третьяков, Г.С. Федосеев, А.В. Худченко, Н.Н. Шахворостова

Решение проблемы происхождения и переноса воды во Вселенной является одним из ключевых направлений научной программы космической обсерватории "Миллиметр". В работе рассматривается широкий круг задач, связанных с этой проблематикой: от образования воды в ультраярких галактиках и местной Вселенной до протопланетных дисков и комет. Предлагаются методы и подходы для их решения.

Ключевые слова: субмиллиметровая астрономия, молекулы, галактики, межзвёздная среда, протозвёзды, диски, кометы, вода

PACS numbers: 07.87. + v, 95.55. – n, 96.55. + z

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNr.2024.08.039744>

Содержание

1. Введение (294).
2. Спектрометр высокого разрешения космической обсерватории "Миллиметр" (295).
3. Образование воды в условиях межзвёздной среды (297).
4. Задачи для космической обсерватории "Миллиметр" (299).
 - 4.1. Вода в молекулярных облаках и проблема дефицита кислорода.
 - 4.2. Вода за фронтами ударных волн.
 - 4.3. Вода в условиях экстремального звездообразования.
 - 4.4. Перенос воды в областях звездообразования и связь с возникновением жизни на Земле.

5. Заключение (308).

Список литературы (308).

1. Введение

"Происхождение и перенос воды во Вселенной" — одна из ключевых научных программ космической обсерватории "Миллиметр" [1–3]. Целью этой программы является определение содержания воды в различных космических объектах — от галактик до комет, исследование механизмов переноса воды между космическими объектами разных типов и связи межзвёздных молекул воды с возникновением жизни на Земле, а также изучение путей образования воды в газовой и твёрдой фазах межзвёздного вещества.

Наиболее полное изучение космических объектов и процессов во Вселенной требует измерений, охватывающих весь электромагнитный спектр. Большая часть этого спектра скрыта от наземных телескопов поглощением в атмосфере Земли, которая прозрачна для приходящего извне излучения лишь в двух сравнительно узких окнах: оптическом (0,3–2 мкм и частично до 8 мкм) и в радиодиапазоне (от 1 мм до 30 м). Непрозрачность атмосферы на остальных длинах волн обусловлена поглощением и рассеянием излучения на молекулах и атомах. В частности, в субмиллиметровом диапазоне от 0,02 до 1 мм поглощение обусловлено молекулами кислорода O_2 , водяного пара H_2O и углекислого газа CO_2 , в большом количестве содержащихся в земной атмосфере. Частично эта проблема решается расположением телескопов на большой высоте над уровнем моря (или запуском самолётов и аэростатов), так как содержание водяного пара уменьшается с высотой. Однако атмосфера не становится полностью прозрачной для субмиллиметрового излучения даже на больших высотах, поэтому в полной мере реализовать возможности наблюдений в этом диапазоне позволяют только космические телескопы.

Вода, содержащаяся в атмосфере Земли, затрудняет наземные наблюдения космических линий излучения

М.С. Кирсанова^(1,2,a), П.В. Бакланов^(1,b), Е.О. Васильев^(1,c), А.И. Васюнин⁽³⁾, Д.З. Вибе^(2,5,d), С.А. Дроздов^(1,e), Т.И. Ларченкова^(1,f), С.Ф. Лихачёв^(1,g), А.В. Моисеев^(4,h), Я.Н. Павлюченков^(2,i), П.С. Созинова⁽¹⁾, А.П. Топчиева^(2,j), И.В. Третьяков^(1,k), Г.С. Федосеев^(3,l), А.В. Худченко^(1,m), Н.Н. Шахворостова^(1,n)

⁽¹⁾ Астрокосмический центр Физического института им. П.Н. Лебедева РАН, ул. Профсоюзная 84/32, 117810 Москва, Российская Федерация

⁽²⁾ Институт астрономии РАН, ул. Пятницкая 48, 119017 Москва, Российская Федерация

⁽³⁾ Уральский федеральный университет им. первого Президента России Б.Н. Ельцина, просп. Мира 19, 620002 Екатеринбург, Российская Федерация

⁽⁴⁾ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, Зеленчукский район, Карачаево-Черкесская республика, Российская Федерация

⁽⁵⁾ Московский государственный университет им. М.В. Ломоносова, химический факультет, Ленинские горы 1, стр. 2, 119991 Москва, Российская Федерация

E-mail: ^(a) kirsanova@inasan.ru, ^(b) baklanovp@lebedev.ru, ^(c) eugstar@mail.ru, ^(d) dwiebe@inasan.ru, ^(e) drozdovsa@lebedev.ru, ^(f) ltanya@asc.rssi.ru, ^(g) slikhach@asc.rssi.ru, ^(h) moisav@sao.ru, ⁽ⁱ⁾ pavyar@inasan.ru, ^(j) ATopchieva@inasan.ru, ^(k) tretyakoviv@lebedev.ru, ^(l) g.s.fedoseev@urfu.ru, ^(m) khudchenko@asc.rssi.ru, ⁽ⁿ⁾ nadya@asc.rssi.ru

Статья поступила 5 апреля 2024 г.,
после доработки 23 июля 2024 г.

этой важнейшей для биологической эволюции молекулы. С помощью наземных радиотелескопов в атмосферных окнах прозрачности можно наблюдать всего около 10 линий излучения водяного пара, преимущественно мазерного типа, в диапазоне от 22 до 658 ГГц. Наиболее полный каталог известных на данный момент мазеров на H_2O опубликован в работе [4]. Мазерные линии имеют нетепловую природу, а также возникают в специфических условиях межзвёздной среды, что затрудняет определение физических условий в космических объектах с их помощью. Поэтому мазерные линии используются преимущественно для исследования кинематики вещества и определения расстояний в Галактике [5–8] и за её пределами [9], а также в качестве индикаторов нестационарных процессов в проэволюционировавших звёздах и в протозвёздных объектах [10, 11].

Абсолютное же большинство линий излучения воды недоступно для наблюдений с помощью наземных инструментов. Космические обсерватории, обладающие широкополосными приёмниками излучения (несколько терагерц), способны наблюдать в десятки раз большее число линий воды. Это, в свою очередь, позволяет проследить цепочку превращений и переноса воды в межзвёздной среде (МЗС) от плотных облаков до протопланетных дисков.

Космическая обсерватория "Миллиметрон" — восьмой космический телескоп (после обсерваторий ISO, SWAS, Odin, Spitzer, Herschel, SOFIA и JWST), предоставляющий техническую возможность наблюдать молекулы водяного пара в космических объектах. Телескоп Herschel, существенно превосходивший своих предшественников и в чувствительности, и в угловом разрешении, позволил проследить пути формирования воды в областях звездообразования и показал, как работают основные цепочки реакций синтеза воды на поверхности пылевых частиц и в газовой фазе. Также с его помощью были выделены некоторые объекты, в которых вода образовалась через высокотемпературные и низкотемпературные цепочки реакций (см. обзор результатов в работе [12]). Однако из-за высокой конкуренции за наблюдательное время в рамках программы наблюдений воды на телескопе Herschel не удалось перейти от исследования отдельных объектов к статистически значимым выборкам. Однородные данные, полученные телескопом Herschel, ограничены впервые проведённым обзором областей образования звёзд разных масс, находящихся на разных стадиях этого процесса (от дозвёздных ядер до звёзд главной последовательности с дисками) в линиях перехода в основное состояние орто- и пара-воды на 557 и 1113 ГГц соответственно. Всего обзор включал в себя несколько десятков источников, что явно недостаточно для статистически значимого анализа. В результате наблюдений, проведённых в широком диапазоне частот от 557 до 2400 ГГц с помощью гетеродинного приёмника HIFI и спектрографа PACS, полные спектральные сканы были получены только для четырёх источников.

Угловое разрешение космической обсерватории "Миллиметрон" в режиме одиночного зеркала, почти в три раза превосходящее угловое разрешение телескопа Herschel, позволит наблюдать компактные области, из которых исходит излучение воды. В сочетании с более высокой чувствительностью это даст возможность совершить качественный переход от фрагментарных сведений о содержании воды в отдельных объектах к выявлению

статистических закономерностей эволюции содержания воды в протозвёздных облаках, протопланетных дисках и кометах, существенно приблизившись к пониманию того, каким образом в процессе формирования планет возникают условия, необходимые для возникновения жизни.

2. Спектрометр высокого разрешения космической обсерватории "Миллиметрон"

Космическая обсерватория "Миллиметрон" будет работать в двух режимах — одиночного зеркала и интерферометра, решая разные научные задачи (см. обзоры [1–3]). Решение подавляющего большинства научных задач в рамках программы исследований происхождения и переноса воды во Вселенной станет возможным благодаря наблюдениям в режиме одиночного зеркала с помощью бортового прибора "Спектрометр высокого разрешения" космической обсерватории "Миллиметрон", подробное описание которого представлено в работе [13]. Этот инструмент будет включать в себя гетеродинные приёмники для следующих частотных диапазонов: 500–600 ГГц, 750–900 ГГц, 1080–1230 ГГц, 1300–1400 ГГц, 1890–1910 ГГц, 2390–2410 ГГц, 2660–2680 ГГц (табл. 1). Предложенное разбиение по частотам учитывает текущие технические возможности по реализации бортовых высокочувствительных приёмников высокого частотного разрешения [14]. Применение такого широкодиапазонного инструмента позволит совершить качественный переход от фрагментарных сведений о содержании воды в отдельных объектах к получению статистических закономерностей её эволюции.

В первых трёх диапазонах (М1–М3) будут использоваться гетеродинные приёмники на смесителях сверхпроводник–изолятор–сверхпроводник (Superconductor–Insulator–Superconductor, SIS) [15, 16]. Приёмники этого типа успешно работают на ведущих субмиллиметровых телескопах [17, 18], а также установлены на борту космической обсерватории Herschel [14]. Ожидаемые показатели чувствительности для данной технологии, выраженные величиной системной шумовой температуры T_n , приведены в табл. 1. В данном случае представлена однополосная шумовая температура. Приведённые значения T_n сформулированы с учётом лучших показателей, продемонстрированных для SIS-приёмников в соответствующих диапазонах [14, 19, 20]. Предполагается, что полоса промежуточной частоты для приёмников диапазонов М1–М3 составит 4–12 ГГц. Это значит, что во время наблюдений будут получены широкополосные спектры, в которых кроме основных линий воды будут одновременно наблюдаться и дополнительные, необходимые для диагностики физических условий в исследуемых объектах. При этом допускается уменьшение полосы до 4–8 ГГц для экономии бортовых ресурсов, что не окажет критического влияния на научные задачи. Использование матричных приёмников позволит увеличить скорость картографирования протяжённых объектов. Дифракционный предел, который линейно уменьшается с ростом частоты, обуславливает размер пикселей матрицы приёмника, что сказывается на допустимом количестве пикселей. Оптика телескопа позволяет разместить в фокусе либо три пикселя для низкочастотных диапазонов М1–М3, либо семь пикселей для более высокочастотных приёмников.

Таблица 1. Частотные диапазоны семи полос приёмника космической обсерватории "Миллиметр", основные спектральные линии, попадающие в эти полосы, количество пикселей приёмника, температура приёмника (T_n , К) и пространственное разрешение телескопа в представленных диапазонах (θ , угловые секунды)

№	f , ГГц	Основные линии	Количество пикселей	T_n , К (технология)	θ , "
M1	500–600	Орто- H_2O $1_{1,0}-1_{0,1}$ 556,9 Орто- H_2^{18}O $1_{1,0}-1_{0,1}$ 547,7 Орто- H_2^{17}O $1_{1,0}-1_{0,1}$ 552,0 Орто- HDO $1_{1,0}-1_{0,1}$ 509,3	3	200 (SIS)	14
M2	750–900	Пара- H_2O $2_{1,1}-2_{0,2}$ 752,0 Пара- HDO $1_{1,1}-0_{0,0}$ 893,6 Орто- HDO $2_{1,2}-1_{1,1}$ 848,9	3	400 (SIS)	9
M3	1080–1230	Пара- H_2O $1_{1,1}-0_{0,0}$ 1113,3 Пара- H_2^{18}O $1_{1,1}-0_{0,0}$ 1101,7 Пара- H_2^{17}O $1_{1,1}-0_{0,0}$ 1107,2 Пара- H_2O $2_{2,0}-2_{1,1}$ 1228,8 Пара- H_2^{18}O $2_{2,0}-2_{1,1}$ 1199,1 Орто- H_2O $3_{1,2}-3_{0,3}$ 1097,4 Орто- H_2O $3_{1,2}-2_{2,1}$ 1153,1 Орто- H_2O $3_{2,1}-3_{1,2}$ 1162,9 Пара- H_2O $4_{2,2}-4_{1,3}$ 1207,6 Пара- H_2^{18}O $4_{2,2}-4_{1,3}$ 1188,9 Орто- H_2^{18}O $3_{1,2}-3_{0,3}$ 1095,6	3	1000 (SIS)	7
M4	1300–1400	Орто- H_2O $6_{2,5}-5_{3,2}$ 1322,0 Пара- H_2O $7_{4,4}-8_{1,7}$ 1344,7	7	1000 (HEB)	6
M5	1890–1910	СП $2P_{3/2}-2P_{1/2}$ 1900,5 ^{13}C СП $2P_{3/2}-2P_{1/2}$ 1900,1–1900,9	7	1200 (HEB)	4
M6	2390–2410	Пара- H_2O $4_{0,4}-3_{1,3}$ 2391,573 Пара- HDO $5_{3,3}-5_{2,4}$ 2399,218 Пара- D_2O $6_{5,1}-6_{4,2}$ 2400,383	7	1400 (HEB)	3
M7	2660–2680	HD $1-0$ 2674,986	7	1400 (HEB)	3

Для диапазонов M4–M7, работающих на частотах выше 1300 ГГц, будут использованы гетеродинные матричные приёмники на основе болометра на горячих электронах (Hot Electron Bolometer, HEB) [21]. Основой чувствительного элемента HEB является разупорядоченная тонкая сверхпроводниковая плёнка нитрида ниобия NbN. Гетеродинные приёмники на основе NbN HEB успешно продемонстрировали свою работу на обсерваториях Herschel и SOFIA. Хотя чувствительность NbN HEB-смесителей в этих проектах была далека от предельно возможной. В гетеродинных измерениях чувствительность приёмника ограничена квантовыми флуктуациями фотонов гетеродина. Лучшее значение некорректированной двухполосной шумовой температуры NbN HEB-смесителей $T_n = 600$ К было получено на частоте 2,52 ТГц [22], что соответствует однополосной температуре 1200 К. Это значение было взято для оценки достижимой чувствительности инструментов M4 и M5 в табл. 1. Планируемая полоса промежуточной частоты для приёмников M4–M7 составляет 1–6 ГГц. В качестве источника гетеродина для HEB, по причине относительно высокой необходимой мощности, рассматриваются оптимизированные по энергопотреблению и стабилизированные по частоте квантовые каскадные лазеры [23–25]. Для инструментов M4–M7 рассматривается вариант создания семипиксельной гексагональной матрицы, это позволит получать спектры в семи позициях одновременно и ускорит картирование.

На выходе приёмников для считывания сигналов промежуточной частоты будет размещён спектрометр, основанный на потоковой обработке сигнала с помощью быстрого преобразования Фурье. Для обеспечения высокого спектрального разрешения ширина канала выходного спектрометра будет не хуже 25 кГц, что позволит анализировать детали профиля даже самых узких спектральных линий исследуемого диапазона.

Для решения планируемых задач по изучению протопланетных дисков и комет необходимо регистрировать линии HDO на уровне 5–10 мК (см. работы [26–28]). Типичная яркость линий основного изотополога воды в протозвёздных ядрах, где линии слабы, составляет около 20–100 мК (например, [29]), в протозвёздах разных масс яркость основного изотополога достигает 1000 мК и выше. Таким образом, необходимо детектировать линии воды и изотопологов в основном и возбуждённых состояниях на уровне 10–100 мК. При этом нужно учитывать, что в протопланетных дисках яркость линии воды на 1113 ГГц — около 10–20 мК [30], в протозвёздах и кометах яркость порядка 100–1000 мК ([12, 31]).

Поставленные задачи требуют длительного накопления сигнала (интегрирования) для некоторых типов объектов, что становится ясно из анализа фундаментального соотношения между шумом всей системы (приёмник + Земля + атмосфера + космический источник) T_{sys} , спектральным разрешением $\Delta\nu$, временем интегрирования τ и предельным среднеквадратичным отклонением шума ΔT [32]:

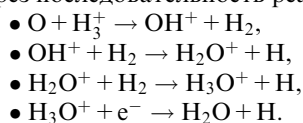
$$\Delta T = \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta\nu\tau}}. \quad (1)$$

Так как на орбите космической обсерватории "Миллиметр" шумом атмосферы можно пренебречь, а сравнительно узкий главный лепесток диаграммы направленности телескопа θ (см. табл. 1) позволяет избежать шума от Земли, то для оценки времени интегрирования при достижении необходимой чувствительности в качестве T_{sys} можно использовать значения T_n .

Используя формулу (1) и результаты наблюдений линий воды на телескопе Herschel, можно оценить время интегрирования для наблюдений различных типов объектов. При этом нужно иметь в виду, что желаемый уровень шума ΔT должен быть в 5–10 раз ниже, чем яркость источника, также выраженная в температурных единицах по закону Рэля–Джинса. Например, для наблюдения протозвёзд малых масс в линии орто- H_2O $1_{1,0}-1_{0,1}$ на частоте 556,9 ГГц необходима чувствительность 10 мК и для детектирования линии достаточно спектрального разрешения 0,3 км с⁻¹ ($\Delta\nu$ около 557 кГц) [33]. Отметим, что спектральное разрешение обычно выше при исследовании структуры и кинематики объектов. На космической обсерватории "Миллиметр" этот уровень будет достигнут за 12 мин интегрирования. Дозвёздные ядра требуют большей чувствительности, до 2 мК [29], что приводит к 4,9 ч интегрирования в направлении на объект. Для протопланетных дисков [30] и комет [26] оценки наблюдательного времени при наблюдениях линий воды и её изотопологов также приводят к нескольким часам интегрирования для каждого из объектов. Необходимо отметить, что реальные затраты наблюдательного времени могут быть до 2,5 раза выше из-за необходимости наблюдения фона неба, калибровки, наведения телескопа на объект и настройки частоты.

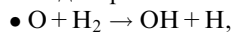
3. Образование воды в условиях межзвёздной среды

Образование молекул воды в межзвёздной среде и молекулярных облаках является небольшой частью обширной схемы, включающей в себя несколько сотен компонент, тысячи газофазных химических реакций (см., например, [34, 35]) и процессы на поверхности пылевых частиц [36]. Пути образования молекул воды в МЗС относятся к группе наиболее изучаемых путей химического преобразования вещества в космосе. Детальная реакционная схема образования молекул воды в МЗС представлена, например, на рис. 16 из работы [37]. В газовой фазе при низкой температуре доминирует "холодный" ион-молекулярный путь образования молекул воды через последовательность реакций:

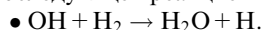


Появление иона H_3^+ , инициирующего эту цепочку, связано с ионизацией молекулярного водорода частицами космических лучей [38].

При температуре газа выше 250 К возрастает вклад "горячего" пути образования молекул воды, инициируемого эндотермической реакцией

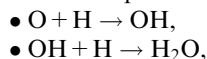


с последующей реакцией



Эти реакции активно протекают в окрестностях протозвёзд с температурой выше нескольких сотен кельвин и в областях распространения ударных волн (УВ), за фронтами которых газ нагревается до нескольких тысяч кельвин.

Однако описанные газофазные каналы образования воды не могут объяснить количества воды, наблюдаемого в тёмных молекулярных облаках и дозвёздных ядрах [36, 39, 40]. Для объяснения наблюдаемого содержания воды в таких объектах привлекаются реакции образования воды на поверхности межзвёздной пыли [41]. На протяжении долгого времени классическим низкотемпературным путём образования водяного льда на поверхности пыли считалось последовательное гидрирование атомов кислорода атомами водорода с промежуточным образованием гидроксила согласно реакциям

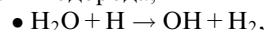


рассмотренным в работах [41–43]. Экзотермический характер и отсутствие активационного барьера в реакциях ассоциации между атомами и свободными радикалами способствуют эффективному протеканию этих реакций при температурах порядка 10 К. Пылинка представляет собой третье тело, позволяющее диссипировать избыточную энергию этих реакций, что невозможно в газовой фазе при давлениях, характерных для ранних стадий звездообразования.

Условное разделение основных каналов образования воды по тепловым фазам может соответствовать, например, различной толщине газового слоя вблизи молодых звёзд, где фотоны ультрафиолетового (УФ) излучения проникают в межзвёздную среду, ионизуя и нагревая её [44–46]. Для характеристики глубины проникновения фотонов в вещество в астрофизике обычно используется величина A_V — поглощение в фотометрической полосе V,

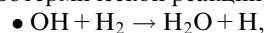
а именно вблизи длины волны 5500 Å, измеряемая в звёздных величинах. Важно отметить, что ионизация межзвёздного вещества происходит не только за счёт УФ-фотонов, испускаемых молодыми звёздами. В тёмных областях межзвёздных облаков, где величина поглощения внешних фотонов достигает значений $A_V \sim 3-8^m$ (m — звёздная величина), основными агентами ионизации становятся космические лучи, которые с высокой эффективностью проникают в молекулярные облака на значительную глубину ($A_V > 10^m$ (см. [47])). Таким образом, даже в хорошо экранированных от внешнего УФ-излучения внутренних областях облаков поддерживаются ненулевые концентрации молекулярных ионов, что обеспечивает эффективное протекание ион-молекулярных реакций, приводящих к образованию таких молекул-предшественниц газофазной воды, как OH^+ , H_2O^+ и H_3O^+ , в соответствии с упомянутым выше "холодным" сценарием. Однако необходимо помнить, что при низких температурах, характерных для тёмных областей молекулярных облаков, молекулы воды, образовавшиеся в газовой фазе, постепенно вымерзают на пылевых частицах.

Разрушение молекул воды при столкновениях с атомами водорода,



в плотных молекулярных облаках маловероятно как из-за низкой концентрации атомарного водорода, так и из-за высокой температуры ($T \gtrsim 10^4$ К), необходимой для протекания этой реакции. Поэтому разрушение молекул воды в газовой фазе происходит главным образом за счёт фотодиссоциации УФ-квантами с длиной волны 983–1800 Å. Рентгеновское излучение также приводит к разрушению молекул воды в ион-молекулярных реакциях благодаря увеличению содержания молекулярных ионов HCO^+ , H_3^+ , H^+ , He^+ и фотодиссоциации воды [48–50].

Впоследствии были предложены альтернативные реакционные пути образования воды на поверхностях пылевых частиц с участием молекулярного водорода [51–53]. В частности, авторы работы [51] в лабораторных условиях продемонстрировали, что водяной лёд может образовываться на поверхности при температуре 10 К в экзотермической реакции



а её значительный активационный барьер (2100 К [54]) преодолевается путём квантового туннелирования атома водорода. Несмотря на меньшую скорость данной реакции по сравнению с классической реакцией $OH + H \rightarrow H_2O$, доводом в пользу реакционного пути, предложенного в работе [51], является большая концентрация молекулярного водорода как в газовой фазе, так и на поверхности пыли.

Авторы работы [52] рассмотрели возможность образования водяного льда при температурах 10–20 К в реакции $O + H_2 \rightarrow OH + H$ как в лабораторных условиях, так и с использованием численного кинетического моделирования по методу Монте-Карло. В отличие от взаимодействия молекул водорода с гидроксидом, исследованного в работе [51], эндотермический характер взаимодействия атомов кислорода с молекулами водорода ограничивает эффективность данной реакции на поверхности пыли при низких температурах. Тем не менее в работе [52] получен верхний предел вклада реакции $O + H_2 \rightarrow OH + H$ в образование водяного льда, равный 11 %.

Хотя пути образования водяного льда с участием молекул водорода были предложены более 10 лет назад, в большинстве современных астрохимических моделей учитывается классический путь образования водяного льда с участием атомов водорода. Это частично связано с вычислительными затратами при включении в астрохимические модели молекул водорода [55, 56]. Таким образом, точный путь образования водяного льда на поверхности пыли по-прежнему остаётся дискуссионным.

Одним из возможных индикаторов конкретного сценария образования водяного льда (с участием атомов или молекул водорода) являются наблюдаемые соотношения изотопологов $\text{H}_2\text{O}/\text{HDO}/\text{D}_2\text{O}$. Фракционирование дейтерия за счёт реакций на пыли [57, 58] и в газовой фазе (например, [59, 60]) приводит к увеличению содержания молекул OD, HDO и D_2O . Благодаря фракционированию дейтерия (например, [61, 62]) отношения содержания молекул HDO/ H_2O и $\text{D}_2\text{O}/\text{H}_2\text{O}$ оказываются заметно выше отношения $\text{D}/\text{H} \sim 2 \times 10^{-5}$, определённого для локальной межзвёздной среды [63].

За увеличение доли дейтерия на пыли отвечают несколько факторов. Во-первых, газ обогащён атомарным дейтерием за счёт преимущественного образования D в результате рекомбинации H_2D^+ с электроном [12]. В газовой фазе образование молекул полутяжёлой и тяжёлой дейтерированной воды HDO и D_2O происходит в тех же процессах, что и образование лёгкой. Во-вторых, для реакций на поверхности пыли важно, что атомы D тяжелее, поэтому при столкновении с поверхностью пыли вероятность упругого столкновения (отскока) меньше, чем у H. Следовательно, происходит дальнейшее фракционирование, которое приводит к общему увеличению количества D по сравнению с количеством H. В-третьих, атомы D тяжелее и имеют большую энергию адгезии на поверхности пыли, чем атомы H. Таким образом, дейтерий в среднем живёт на поверхности пыли дольше и десорбируется реже, ещё больше способствуя фракционированию. В целом все перечисленные факторы должны вести к общему обогащению химических соединений на поверхности пыли дейтерием по сравнению с элементарным соотношением D/H.

Реакции ассоциации атомов водорода с атомами кислорода и гидроксил-радикалами (основная цепочка реакций) не обладают ярко выраженным изотопным эффектом. В данном случае соотношение H/D в образующихся молекулах воды должно определяться соотношением атомов H и D на поверхности пыли и их скоростями диффузии (см. рис. 5 из работы [12]). Однако есть особенности протекания реакций на пыли, присущие химическим цепочкам образования воды, которые могут уменьшить итоговое соотношение HDO/ H_2O на пыли. Авторы работы [51] указывают на значительный изотопный эффект в случае образования молекул воды посредством квантового туннелирования с участием молекул водорода в реакции $\text{H}_2 + \text{OH} \rightarrow \text{H}_2\text{O} + \text{H}$. Скорость туннелирования атомов водорода в несколько раз превышает скорость туннелирования атомов дейтерия, поэтому скорости реакций $\text{HD}/\text{D}_2 + \text{OH}$ будут на порядок медленнее. В таком случае образующиеся молекулы воды должны быть обеднены дейтерием по сравнению с другими гидридами, образующимися путём взаимодействия с атомами водорода на поверхности пыли, например NH_3 и, возможно, CH_4 [64], так как для двух последних молекул реакции образования через H_2/HD идут без барьера.

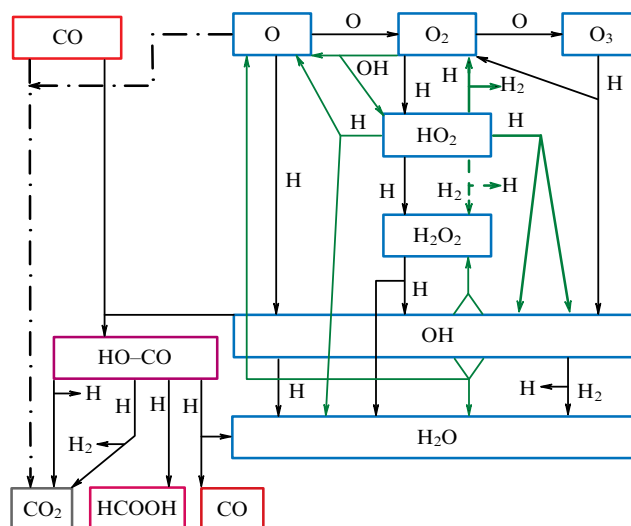


Рис. 1. Чёрные стрелки между синими прямоугольниками — основные этапы образования водяного льда на поверхности пыли из атомов кислорода. Зелёные стрелки — второстепенные пути, которые стали известны после экспериментов [68]. Для наглядности также указаны основные конкурентные пути расходования атомов кислорода и гидроксил-радикалов, приводящие к образованию CO_2 -льда. Рисунок адаптирован из [69].

Наблюдение линий "холодных" H_2O и HDO является одной из основных задач космической обсерватории "Миллиметрон". Определение изотопных соотношений в молекулах воды по направлению к различным областям звездообразования приблизит нас к установлению точных путей образования водяного льда.

После недавних наблюдений молекулярного кислорода в комах комет 67P/Чурюмова–Герасименко и 1P/Галлея с соотношениями $\text{O}_2/\text{H}_2\text{O}$ в $3,1 \pm 1,1\%$ и $3,7 \pm 1,7\%$ возобновилась дискуссия о роли молекулярного кислорода в образовании водяного льда. Каналы образования воды с участием O_2 были детально изучены в работах [36, 65–68] при помощи сочетания лабораторных и численных методов. Наиболее полная сетка реакций образования молекул воды на поверхности межзвёздной пыли представлена на рис. 1.

Уже на стадии полупрозрачного и тёмного молекулярного облака основная масса воды сосредоточена в твёрдой фазе. Энергия десорбции молекул воды с поверхности водяного льда в температурном выражении равна ≈ 5800 K [70, 71]. Низкие температуры, характерные для полупрозрачных и тёмных облаков, делают механизм тепловой десорбции неэффективным. Предполагается, что перенос молекул воды с поверхности пыли в газовую фазу осуществляется нетепловыми механизмами, основным из которых считается механизм десорбции, индуцированный поглощением фотона УФ-диапазона (фотодесорбция, см. [72–75]). Из альтернативных (параллельных) механизмов основное внимание уделяется механизму десорбции молекулы воды за счёт избыточной энергии реакции её образования ("реактивная десорбция" [76]), а также частичной потере ледяной мантии в результате взаимодействия пылевой частицы с космическими лучами [77–79].

В случае привлечения механизма реактивной десорбции установление точного пути образования молекул воды на поверхности пыли напрямую влияет на вероят-

ность переноса этих молекул в газовую фазу. При протекании реакции $\text{OH} + \text{H}_2 \rightarrow \text{H}_2\text{O} + \text{H}$ избыточная энергия реакции распределяется между двумя продуктами реакции и пылевой частицей, тогда как в реакции $\text{OH} + \text{H} \rightarrow \text{H}_2\text{O}$ избыточная энергия образования воды распределяется между пылевой частицей и единственным продуктом реакции. В последнем случае следует ожидать большей вероятности перехода молекулы в газовую фазу. Можно ожидать и прямого влияния на соотношение изотопологов $\text{HDO}/\text{H}_2\text{O}$ в газовой фазе. Изотопный эффект реакции $\text{OH} + \text{H}_2 \rightarrow \text{H}_2\text{O} + \text{H}$ будет преимущественно обогащать газовую фазу молекулами воды, объединёнными дейтерием по сравнению с соотношением между атомами водорода и дейтерия в газовой фазе.

Косвенную информацию об основном вкладе одного из вышеупомянутых нетепловых механизмов переноса воды с поверхности пыли в газ можно получить путём измерений температуры молекул воды в газовой фазе и соотношения орто- и пара-спин-изомеров молекул воды. Действительно, отклонение соотношения орто- и пара-спин-изомеров воды, наблюдаемого в кометах, от равновесного соотношения, равного 3, привлекалось в качестве одного из доводов в пользу образования воды на поверхности пыли при низких температурах [80, 81]. Однако лабораторные измерения этого соотношения для молекул воды в газовой фазе, полученных путём фотодесорбции (одним из возможных механизмов нетеплового переноса молекул воды в газовую фазу), дали значение, равное равновесному [82, 83]. В свою очередь в обзоре [12] указывается на отсутствие неоспоримых наблюдений отклонения соотношения орто- и пара-спин-изомеров воды от значения, равного 3, при наблюдениях в молекулярных облаках, что оставляет вопрос дискуссионным. Измерения соотношения орто- и пара-спин-изомеров воды в направлении на различные области звездообразования входят в перечень основных задач космической обсерватории "Миллиметррон".

Следует отметить, что решение проблемы десорбции воды из ледяных мантий важно не только с точки зрения эволюции воды. Эксперименты (например, [84]) показывают, что при испарении льда, богатого водой, в газовую фазу вместе с молекулами воды выходят и другие молекулы независимо от их энергии десорбции.

На протяжении долгого времени предложенные теоретические пути образования водяного льда на поверхности пыли не имели прямого экспериментального подтверждения. Технический прогресс в развитии сверхвысоковакуумного и криогенного оборудования открыл возможность создания специализированных установок для детального экспериментального изучения поверхностных явлений, происходящих при аккреции атомов и молекул водорода и кислорода из газовой фазы на различных поверхностях, охлаждённых до температуры в 10–15 К. Ядром подобных установок служит сверхвысоковакуумная камера, в которой с помощью турбомолекулярных насосов создаётся давление до 10^{-13} атм [43, 65, 85–87]. В центр сверхвысоковакуумной камеры помещается подложка, непрерывно охлаждаемая гелиевым криостатом замкнутого цикла. Атомы кислорода и водорода генерируются путём разложения различных молекул в неравновесной плазме низкого давления [43, 65, 85] или пропусканием молекул через раскалённый вольфрамовый капилляр [86]. В обоих случаях процесс генерации атомов осуществляется в независимых камерах, а

формирование смешанных атомно-молекулярных пучков осуществляется путём применения систем дифференциального откачивания газа, вакуумных затворов и направляющих капилляров. Изменение температуры подложки, давления газов, а также параметров плазмы или температуры вольфрамового капилляра позволяет осуществлять контроль над параметрами эксперимента, приводящими к образованию молекул воды на поверхности подложки. Таким образом, были получены первые экспериментальные подтверждения образования водяного льда в физико-химических условиях, имитирующих условия в МЗС. А применение метода инфракрасной спектроскопии скользящего отражения позволило осуществлять непрерывный контроль состава льда и изучение кинетики индивидуальных процессов, участвующих в образовании молекул воды на поверхности пыли [36, 68, 86].

4. Задачи для космической обсерватории "Миллиметррон"

Проблема происхождения воды требует тщательной проверки теоретических представлений, описанных в предыдущем разделе, а также адаптации результатов астрохимических экспериментов к космическим условиям. В настоящее время основные трудности связаны с отсутствием понимания следующих вопросов.

- Является ли вода в составе ледяных мантий пылевых частиц основной молекулой-резервуаром кислорода? Каков вклад газофазных путей синтеза воды в космических объектах и каков вклад поверхностной химии?
- Если ответ на первый вопрос положительный, то за счёт какого процесса вода оказывается в газовой фазе? Этот вопрос требует оценки эффективности различных механизмов десорбции с пыли в газ.
- Влияет ли наличие воды на пылевых частицах на процесс десорбции других молекул? Вылетают ли молекулы, включая сложную органику, из мантий вместе с водой? Этот вопрос важен не только для понимания синтеза воды, но и для понимания её переноса, а также переноса сложных органических молекул.
- Какие особенности формирования и распространения ударных волн в МЗС приводят к повышению содержания воды в газовой фазе? Какие именно области вблизи фронта ударной волны отслеживаются линиями излучения воды?

Эти вопросы подробно обсуждаются в разделах 4.1–4.3.

Для выявления связи химического состава молекулярных облаков, протопланетных дисков, комет и зарождения жизни на Земле требуется понять, как происходит перенос воды между этими объектами. Подробное обсуждение приведено в разделе 4.4. Ключевые вопросы здесь следующие.

- Какова роль комет в происхождении земной воды?
- Наследуют ли кометы воду (или химический состав целиком) с периферийных областей протопланетных дисков?

В рамках программы исследования происхождения и переноса воды во Вселенной космической обсерватории "Миллиметррон" предполагается наблюдение ряда важнейших спектральных линий воды, что позволит приблизиться к пониманию вышеперечисленных вопросов. Детектирование большего числа линий воды позволит получить больше информации о физическом состоянии молекулярного газа и содержании в нём воды. Для ограничения диапазона физических параметров предусмот-

рены дополнительные наблюдения линий атомов, ионов и молекул, являющихся индикаторами физических условий в среде, таких как CII , OI , H_2D^+ , SiO , H_2CO , CH_3OH и т.д. Для изучения вклада газовой химии в синтез воды планируются наблюдения промежуточных компонент химических цепочек образования воды, в частности, OH и молекулярных ионов OH^+ , H_2O^+ , H_3O^+ . Частоты некоторых избранных переходов приведены в табл. 2.

Таблица 2. Некоторые кислородсодержащие молекулы и переходы *, доступные для наблюдений на космической обсерватории "Миллиметрон"

Молекула	Переход	Частота, ГГц
CO	5–4	576,3
CO	7–6	806,7
CO	10–9	1151,9
CO	12–11	1381,9
OH	$^2\text{P}_{3/2} J = 17/2, F = 8-9$	1159,7
OH	$^2\text{P}_{3/2} J = 17/2, F = 8-9$	1321,8
OH	$^2\text{P}_{3/2} J = 9/2, F = 4-5$	1899,6
H_3O^+	$4_{1,0} - 3_{1,1}$	1092,5
H_3O^+	$8_{4,1} - 8_{4,0}$	1387,8
SiO	12–11	520,9
SiO	13–12	564,2
SiO	18–17	780,9
SiO	19–18	824,2
SiO	25–24	1083,7
SiO	26–25	1126,9
SiO	27–26	1170,1
SiO	28–27	1213,2
SiO	31–30	1342,6
SiO	32–31	1385,7
CH_3OH	$9_{3,7} - 9_{2,8}$	529,9
CH_3OH	$7_{3,5} - 6_{2,4}$	590,3
CH_3OH	$6_{4,3} - 5_{3,2}$	815,1
H_2CO	$8_{1,8} - 7_{1,7}$	561,9
H_2CO	$11_{1,11} - 10_{1,10}$	770,9
H_2CO	$11_{1,10} - 10_{1,9}$	823,1
H_2CO	$16_{1,15} - 15_{1,14}$	1188,0
H_2CO	$18_{1,17} - 17_{1,16}$	1330,8
H_2D^+	$2_{1,1} - 2_{1,2}$	1111,5
H_2D^+	$1_{0,1} - 0_{0,0}$	1370,1

* Для примера приведены лишь некоторые наиболее интенсивные переходы кислородсодержащих молекул. Всего в диапазон, доступный наблюдениям на космической обсерватории "Миллиметрон", попадают сотни переходов таких молекул, как OH , OH^- , H_3O^+ , H_2O^+ , H_2CO , CH_3OH , SiO , CO и др. Добавлена также молекула H_2D^+ , так как она важна для исследования ранних стадий формирования протопланетных дисков.

Переходы в молекуле воды можно разделить на три группы (рис. 2): "холодная" вода включает переходы с температурой возбуждения до 200 К, "тёплая" — до 500 К и "горячая" — до 900 К, согласно градации из работы [88]. Большая часть линий "холодной" воды попадает в диапазоны 500–600 и 1000–1200 ГГц, не достижимые для наземных инструментов, некоторые попадают в промежуточный диапазон 740–900 ГГц, часть которого может быть исследована с поверхности Земли. Более высокие переходы "тёплой" и "горячей" воды могут быть детектированы только орбитальными телескопами: частоты переходов лежат в значительно более высокочастотной области спектра, вплоть до 4–5 ТГц.

4.1. Вода в молекулярных облаках и проблема дефицита кислорода

Исследования образования молекул воды во Вселенной тесно связаны с проблемой дефицита кислорода, актуальное описание которой можно найти в работе [12]. Здесь мы приведём краткое резюме этой проблемы, дополнив его сведениями из последних исследований. Измерения содержания кислорода относительно ядер водорода в атмосфере Солнца дают величину $4,9 \times 10^{-4}$ [89], тогда как измерения содержания в звёздах спектрального класса В главной последовательности в около-солнечной окрестности дают более высокое значение $5,8 \times 10^{-4}$ [90]. Измерения содержания газофазного кислорода в межзвёздной среде показали, что его среднее содержание относительно ядер водорода $N(\text{O})/N(\text{H}) = 3,2 \times 10^{-4}$, что в 1,5–1,8 раз меньше, чем содержание в звёздах в окрестностях Солнца, при том что точность определения содержания составляет около 20 % [91].

Если справедливы теоретические представления о синтезе воды в МЗС, описанные выше, а данные лабораторных измерений корректно перенесены на физические условия в космосе, то это максимальное содержание кислорода, которое может содержаться в мантиях пылевых частиц. Около 20 % кислорода, по-видимому, содержится в тугоплавких ядрах пылевых частиц [92]. Суммируя газофазное содержание в диффузных облаках и предполагаемое содержание в тугоплавких ядрах, не удаётся получить значение, равное наблюдаемому в В-звёздах. Для объяснения дефицита кислорода в околосолнечной окрестности привлекалось несколько разных версий: обогащение вещества ранней Солнечной системы кислородом вследствие вспышки близкой сверхновой, выпадение бедного металлами вещества карликовых галактик в околосолнечной окрестности, миграция Солнца к периферии Галактики, где металличность меньше, и, наконец, предположение, что кислород находится в тугоплавком веществе, которое ещё не идентифицировано [92].

Для того, чтобы оценить максимально возможное содержание воды, которое может быть заключено в мантиях пылевых частиц, нужно вспомнить, что некоторое количество кислорода заключено в молекулах CO. Принимая во внимание результаты измерения элементного содержания углерода в диффузной среде $N(\text{CO})/N(\text{H}) = (1,3-1,6) \times 10^{-4}$ [93, 94] и содержания молекул CO в диффузной среде $N(\text{CO})/N(\text{H}) < 2 \times 10^{-4}$ [95], можно оценить, что содержание воды на пыли относительно ядер водорода должно быть на уровне 2×10^{-4} или $N(\text{H}_2\text{O})/N(\text{H}_2) \approx 4 \times 10^{-4}$.

Однако спектроскопия в инфракрасном (ИК) диапазоне показывает, что содержание $N(\text{H}_2\text{O})/N(\text{H}_2) \ll 4 \times 10^{-4}$

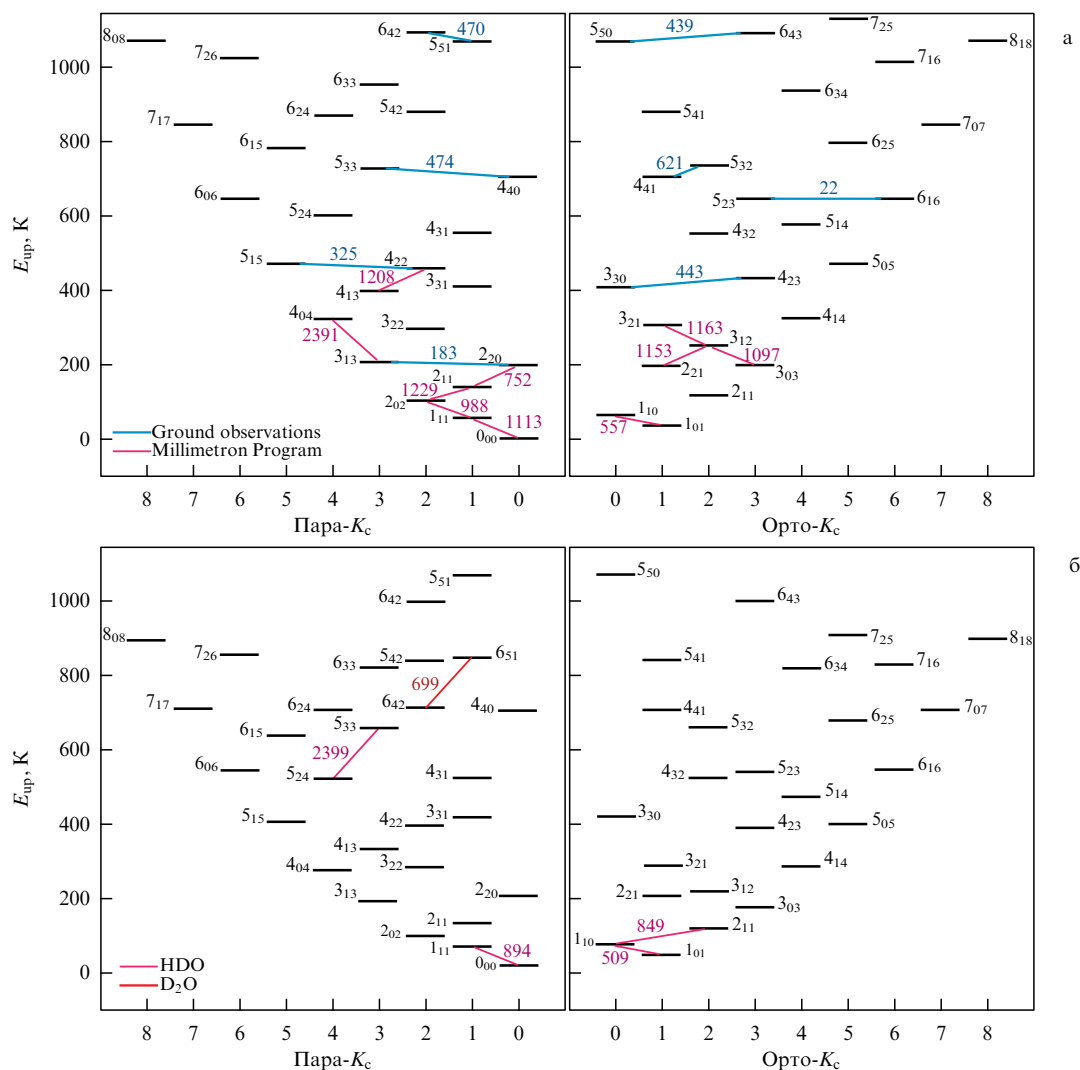


Рис. 2. (а) Схема уровней орто- и пара- H_2O и переходы, которые находятся в частотном диапазоне космической обсерватории "Миллиметрон" (обозначены розовыми линиями). Голубым цветом показаны переходы в молекуле H_2O , видимые с поверхности Земли (преимущественно наблюдаются как мазерные). (б) Схема уровней для молекулы HDO и переходы, которые находятся в частотном диапазоне космической обсерватории "Миллиметрон". Красной линией показан переход в молекуле D_2O . Уровни возбуждения молекул воды характеризуются тремя квантовыми числами: J, K_a, K_c , где J — момент вращения, а K_a и K_c — проекции момента вращения на ось молекулы. Ось K_a — биссектриса угла $\text{H}-\text{O}-\text{H}$, ось K_c лежит в плоскости молекулы и перпендикулярна K_a .

и далеко не весь кислород заключён в молекулах воды в мантиях пылевых частиц. Например, в работах [96, 97], основанных на измерениях с телескопами Spitzer и Herschel соответственно, в направлениях на области звездообразования найдено $N(\text{H}_2\text{O})/N(\text{H}_2) \approx 5 \times 10^{-5}$. Недавние измерения с телескопом JWST в областях звездообразования показывают несколько бóльшие значения $(6-8) \times 10^{-5}$ (см. [40]), что всё равно много меньше, чем потенциально возможное значение. Следовательно, не весь газофазный кислород, который потенциально может находиться в составе ледяных мантий, присутствует именно в них. Одна из возможностей объяснить недостаток воды в мантиях — её десорбция или разрушение под действием УФ и/или рентгеновских/космических лучей и переход кислорода в другие соединения. Помимо исследования механизмов десорбции и сравнения их эффективности в различных физических условиях, необходимо иметь оценки содержания кислородсодержащих молекул в тех же объектах, где имеются данные по содержанию воды. Вероятно, часть кислорода может находиться в атомарном состоянии, однако обширные выборки с содержаниями

воды, ОI и других соединений кислорода в одних и тех же объектах на сегодняшний день отсутствуют. Наблюдения с космической обсерваторией "Миллиметрон" восполнят этот пробел. Ниже мы детально рассматриваем оценки содержания воды в объектах разных типов.

4.1.1. Вода в областях взаимодействия остатков сверхновых с молекулярными облаками. Как показывают теоретические модели образования молекул воды при взаимодействии остатков сверхновых с молекулярными облаками, вода в этих средах должна быть основным охладителем межзвёздного газа [98, 99]. Однако наблюдения этого не подтверждают. Например, в работе [100] показано, что содержание воды в области взаимодействия остатка G349,7 + 0,2 составляет $\text{H}_2\text{O}/\text{H}_2 \approx 10^{-7} - 10^{-6}$. Следовательно, в молекулах воды связан не весь кислород, а лишь 0,1–1 % от его содержания. Возможно, проблема анализа наблюдений заключается в том, что использовались линии H_2O и диагностические линии CO и OH, полученные на разных инструментах с разным пространственным и спектральным разреше-

нием. Космическая обсерватория "Миллиметрон", которая будет обладать гораздо большим пространственным разрешением, способна разрешить компактные области взаимодействия УВ от сверхновых с молекулярными облаками, обладающими клочковатой структурой с размерами сгустков около 0,3 пк [101]. Кроме того, вблизи остатков сверхновых вода может разрушаться под действием рентгеновского и гамма-излучения в ударных волнах С-типа [102, 103], что приводит к повышению отношения обилий $\text{OH}/\text{H}_2\text{O}$.

4.1.2. Вода в диффузных молекулярных облаках. В диффузных молекулярных облаках не приходится ожидать богатого молекулярного состава из-за низких скоростей реакций, а также разрушающего действия УФ-излучения на молекулы. В диффузной среде широко наблюдаются двухатомные молекулы: H_2 [104, 105], CO [106], C_2 [107] и множество гидридов [108]. Астрохимическое моделирование синтеза молекул в межзвёздных облаках показывает, что вода, образовавшаяся на поверхности пыли и десорбированная в газовую фазу, должна присутствовать в диффузной среде и иметь относительное содержание $x_{\text{H}_2\text{O}} \leq 10^{-8}$ [12, 109]. Однако неоднократные попытки обнаружить воду в диффузных облаках оказались безуспешными. А именно, в работе [110] сообщается о попытке детектирования линий поглощения воды на длине волны $\lambda \approx 1240 \text{ \AA}$ в направлении $\zeta \text{ Orh}$ телескопом *Cornelius*. Этих линий они обнаружить не смогли, однако обнаружили линии OH и CO_2 — альтернативных по отношению к воде резервуаров кислорода. Следующая попытка найти воду в диффузной среде была предпринята на телескопе *HST* в направлении звезды HD 154368 на той же длине волны [111]. Эта попытка также была безуспешной, авторы лишь оценили верхний предел $N(\text{H}_2\text{O}) \leq 9 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$.

Впервые вода была обнаружена в диффузных облаках по наблюдениям со спутника *SWAS* (см. работу [112]). Линия поглощения орто- H_2O на $\nu \approx 557 \text{ ГГц}$ обнаружена в направлении на яркий суб-мм источник W 51, при этом луч зрения при наблюдениях пронзал несколько спиральных рукавов Галактики. Оценка величины $N(\text{H}_2\text{O}) = 2,5 \times 10^{13} \text{ см}^{-2}$ примерно в три раза превышает значения в направлениях на ближайшие диффузные облака, которые изучались по УФ-линиям поглощения. Кроме того, в работе [112] было обнаружено отношение концентраций $\text{OH}/\text{H}_2\text{O} = 3$, что превышает отношение, характерное для низкотемпературных ион-молекулярных цепочек реакций. Высокое отношение $\text{OH}/\text{H}_2\text{O}$, а также то, что величина $N_{\text{H}_2\text{O}}$ оказалась в разы больше, навело авторов на мысль, что в направлении W 51 находится несколько диффузных облаков и, кроме того, присутствует тёплый молекулярный газ, в котором вода активно образуется в высокотемпературных нейтрально-нейтральных реакциях.

Последующие наблюдения на телескопе *Herschel* привели к выводу, что вода в диффузных облаках может иметь различное происхождение. Так, в работе [113] проводились наблюдения диффузной среды в спиральных рукавах в направлении на шесть областей образования массивных звёзд из разных спиральных рукавов Галактики, причём не только в основном, но и в возбуждённых состояниях орто- H_2O , пара- H_2O , а также в основных состояниях изотополога H_2^{18}O . Было обнаружено, что $N(\text{H}_2\text{O})$ в диффузной среде лежит в широких пределах, от 10^{12} до 10^{14} см^{-2} , с содержанием относительно молеку-

лярного водорода $x_{\text{H}_2\text{O}} \sim 5 \times 10^{-8}$ и содержанием относительно атомарного водорода $x_{\text{H}_2\text{O}} \sim 10^{-8}$. Авторы не обнаружили линий поглощения, соответствующих переходам между возбуждёнными состояниями, на основании чего оценили, что как минимум 85% молекул воды в диффузных облаках находятся в основном состоянии. Для большинства наблюдавшихся объектов было определено отношение орто- H_2O /пара- $\text{H}_2\text{O} = 3$, но для нескольких оно составляло $< 2,5$, что, по-видимому, связано с тем, что в данном направлении вода в Галактике формируется в холодном газе или на холодной пыли. Таким образом, изучение отношения орто- H_2O /пара- H_2O в диффузных облаках интересно с точки зрения истории формирования молекулярных облаков и ледяных мантий в облаках. Как показало исследование [113], из всех наблюдавшихся линий воды только линия на 752 ГГц не искажена эффектом самопоглощения, поэтому для исследования диффузной среды желательно использовать эту линию в комбинации с переходами в основное состояние.

4.1.3. Вода в ядрах молекулярных облаков и протозвёздных оболочках. Дозвёздные ядра молекулярных облаков. В плотных дозвёздных ядрах молекулярных облаков формируются отдельные звёзды и системы невысокой кратности, и физические условия в них непосредственно связаны со свойствами будущих протозвёзд, протопланетных дисков и, в конечном итоге, новых планет. Несколько десятилетий непрерывных наблюдений этих объектов в линиях молекул и пылевом континууме позволили восстановить их структуру на масштабах $\sim 10^4 \text{ а.е.}$, а после запуска интерферометра *ALMA* и на меньших масштабах $\sim 10^3 \text{ а.е.}$ (см., например, [114]). Изучение этих объектов необходимо для понимания начальных условий звездообразования, поскольку, возможно, молекулярный состав области звездообразования на этой стадии отражается на составе протопланетных дисков.

Вода является важнейшим резервуаром кислорода в дозвёздных ядрах молекулярных облаков. Многочисленные модели химической эволюции этих объектов показывают, что кислород в основном должен быть сосредоточен в ледяных мантиях пылевых частиц (например, [115]). В работе [29] сообщается о наблюдениях линии орто- $\text{H}_2\text{O } 1_{1,0} - 1_{0,1}$ в дозвёздном ядре L 1544. Авторам удалось оценить $N(\text{H}_2\text{O}) > 1,0 \times 10^{13} \text{ см}^{-2}$ и содержание газовой фазы $N(\text{H}_2\text{O})/N(\text{H}_2) \geq 1,4 \times 10^{-10}$, что в 10^5 раз ниже, чем её содержание в составе ледяных мантий пылевых частиц (см., например, [40]). Авторы [29] сделали вывод о том, что вода образуется в этом объекте в ходе реакций на поверхностях пылевых частиц и что содержание воды в газовой фазе поддерживается за счёт фотодесорбции воды из мантий пылевых частиц фотонами, которые индуцируются КЛ. Однако несколько позже публикации работы [29] был предложен новый механизм десорбции с пыли — реактивная десорбция (см., например, [55]), эффективность которого выше, а значит, воды в газовой фазе в дозвёздном ядре должно быть больше. В целом объяснить наблюдаемое количество воды в газовой фазе пока не удаётся.

На сегодняшний день [29] остаётся единственной работой, в которой сообщается об уверенном детектировании спектрально разрешённой линии воды в дозвёздном ядре. К сожалению, до сих пор не получено ни одной карты излучения воды в объектах подобного типа. Имея

карты и, следовательно, построив пространственные распределения воды в дозвёздных ядрах, включая орто- и пара-модификации, можно понять адекватность сегодняшних представлений о химических цепочках образования воды, в частности, о механизмах десорбции, вкладе газофазного и поверхностного каналов синтеза воды.

Параметры космической обсерватории "Миллиметр-оп" оптимальным образом подходят для наблюдения воды в дозвёздных ядрах. Спектральное разрешение около $0,25 \text{ км с}^{-1}$ и выше позволит разрешать спектральные линии, а высокое угловое разрешение — получать карты излучения воды. Картирование линий НДО в дозвёздных ядрах и их молекулярных оболочках позволит понять, похожа ли вода на этой стадии звездообразования на воду в кометах и Земном океане.

В дозвёздных ядрах вода может также проявляться в виде абсорбционных деталей на фоне яркого пылевого континуума, что даёт дополнительную информацию о кинематике газа в объектах и распределении в них газофазной воды. На рисунке 3 показана синтетическая спектральная карта в линии орто-Н₂O $1_{1,0} - 1_{0,1}$ для модельного дозвёздного ядра в молекулярном облаке, полученная на основе кода из работ [116, 117] и модели переноса излучения [118, 119]. Видно, что форма спектра меняется по мере увеличения плотности, которое сопровождается гравитационный коллапс и формирование протозвезды в облаке. В профиле типа Р Суг присутствуют две компоненты: синяя представляет плотный газ центральной части дозвёздного ядра, а красная компонента формируется во внешней оболочке, коллапсирующей на протозвезду. На рисунке 3а показана карта для дозвёздного ядра.

Вода в протозвёздных оболочках. Изучение областей распространения ударных волн в протозвёздных оболочках и окрестностях молодых звёзд позволяет проверить теоретические и лабораторные представления о химических цепочках образования воды благодаря относительной близости этих объектов. Теоретическая карта профилей линий воды вблизи массивной протозвезды показана на рис. 3б. Видно, что яркость линий выросла более чем на порядок величины по сравнению с дозвёздными ядрами, а значит, наблюдать такие линии проще. Подобные исследования могут быть направлены на решение ключевого вопроса о недостатке воды в ледяных мантиях космических пылинок. Выше упоминалась более глобальная проблема дефицита кислорода, но она относится и конкретно к воде: до сих пор непонятно, почему не весь кислород, не связанный с углеродом в молекулы СО, или, по крайней мере, не бóльшая его часть, оказывается в составе воды в ледяных мантиях пылинок. Наблюдения различных линий излучения воды на разном удалении от протозвезды позволят оценить вклад десорбции и газофазных цепочек реакций при различных значениях температуры, плотности и состава ледяных мантий.

Объяснить низкое содержание воды на пыли можно, предположив, что для полного перехода всего кислорода в эти молекулы не хватает времени и что протозвёздная стадия занимает не $\sim 10^6$, а $\sim 10^5$ лет. В результате много кислорода в газовой фазе остаётся в атомарном виде, а также в виде молекул СО, СО₂, Н₂СО, СН₃ОН и др. Этому вопросу посвящена работа [115], где на примере десятка объектов продемонстрировано согласие наблюдаемого содержания воды с моделью короткой протозвёздной стадии. В пользу короткой протозвёздной ста-

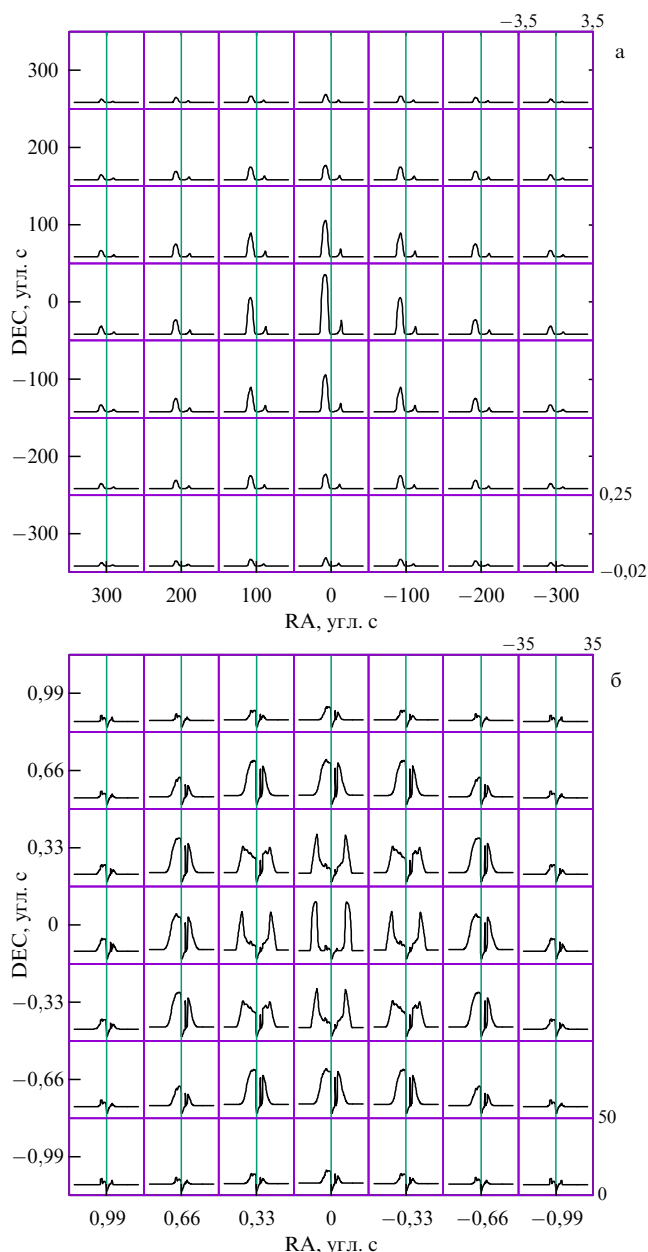


Рис. 3. Синтетические карты линий воды на частоте 556,9 ГГц для (а) дозвёздного плотного молекулярного облака с признаками коллапса и (б) с протозвездой массой в $11 M_{\odot}$ в центре. Яркостная температура по оси ординат в шкале Рэлея–Джинса. Скорость по оси абсцисс в км с^{-1} . RA и DEC — небесные экваториальные координаты, RA — склонение, DEC — небесное восхождение. На рисунке 3 приведены значения координат относительно центров карт.

дии говорят также наблюдения других молекул в областях образования звёзд (см., например, [120–122]), что согласуется с парадигмой быстрого звездообразования в гравитационно-турбулентной модели [123–125].

Другая возможность объяснить низкое содержание воды связана с немонотонным характером аккреции молекулярного облака на протозвезду (например, [126, 127]) (см. также обзор [128]). Подобный характер аккреции был неоднократно подтверждён наблюдениями как в линиях молекул, так и в ИК-континууме (например, [129]). Из-за эпизодического роста температуры пыли при вспышках аккреции часть водяных мантий десорбируется с поверхности пыли, поступая в газовую фазу, где вступает в реакции с другими молекулами [130] (см. также

[131–133]). После окончания вспышки аккреции среда остывает только через некоторое время, поэтому до возобновления эффективных цепочек реакций на пылевых частицах молекулы воды не образуются. Затем происходит новая вспышка аккреции и так далее.

Третий вариант объяснения низкого содержания воды в протозвёздных оболочках — это предположение о том, что при наблюдении спектров поглощения межзвёздной пыли на фоне молодых звёзд происходит занижение содержания воды в мантиях, поскольку вода частично сосредоточена на поверхности крупных (от 1 мкм и более) пылевых частиц, которые присутствуют даже в тёмных дозвёздных облаках [134, 135]. Они не дают существенного вклада в поглощение в среднем ИК-диапазоне и уменьшают площадь пыли, доступную для поверхностных реакций. Кроме того, возможен и четвёртый вариант, при котором кислород находится в составе до сих пор неизвестного тугоплавкого вещества.

Вызывает вопросы и эффективность высокотемпературного канала химических реакций, поскольку содержание воды также низкое в горячих ядрах — оболочках массивных протозвёзд, где активно наблюдаются сложные органические молекулы, образовавшиеся в ходе поверхностных реакций и десорбирующие в газ из-за высокой температуры пыли $T_{\text{dust}} > 100$ К. А именно, наблюдения показывают $N(\text{H}_2\text{O})/N(\text{H}_2) \lesssim 10^{-4}$, а чаще в интервале $10^{-7} - 10^{-5}$ (см. подробное обсуждение этих результатов в обзоре [12]). Лишь в нескольких горячих ядрах содержание приближается к элементному обилию кислорода по порядку величины (см. [136]), причём авторы предположили, что вклад в появление молекул воды в газовой фазе вносит не только тепловое испарение мантий, но и дробление пылевых частиц. Примечательно, что, несмотря на высокую температуру газа, содержание воды остаётся низким, т.е. вода не образуется эффективно в ходе нейтрально-нейтральных реакций. Одним из объяснений низкого содержания воды может быть также диссоциация воды после появления молекул в газовой фазе под действием мощного УФ-излучения молодых звёзд (см., например, работу [137]).

Предстоящие наблюдения с космической обсерваторией "Миллиметрон" помогут разобраться в этих вопросах. А именно, можно будет дополнить наблюдения переходов в основное состояние в объектах из завершённых программ телескопа Herschel наблюдениями более высоких переходов, а также оптически тонких линий изотопов воды, что позволит повысить точность определения содержания газовой фазы воды и промежуточных молекул из цепочек образования воды в оболочках протозвёзд. Следовательно, будут получены новые ограничения на эффективность газовой фазы цепочек реакций.

Области вблизи протозвёзд и горячих ядер, где происходит нагрев и испарение ледяных мантий, очень компактны, типичный угловой размер $\lesssim 1''$ [138], поэтому наблюдения на телескопе Herschel были отягощены серьёзной диллюцией излучения, что затрудняло анализ данных. Увеличение в три раза пространственного разрешения на космической обсерватории "Миллиметрон" позволит проникнуть глубже в толщу протозвёздных оболочек и наблюдать непосредственные окрестности протозвёзд, где происходит испарение мантий.

Ясно, что для решения проблемы дефицита воды в протозвёздных оболочках необходимо детальное химико-динамическое моделирование протозвёздных оболо-

чек и дисков, с обязательным включением в модель эпизодической аккреции, что позволит интерпретировать будущие наблюдения космической обсерватории "Миллиметрон" на основе самосогласованного подхода. Важно отметить, что для анализа линий излучения воды необходим не-ЛТР (ЛТР — локальное термодинамическое равновесие) подход, учитывающий линии как низкого, так и высокого возбуждения [139–141].

При реализации в космической обсерватории "Миллиметрон" возможности детектировать излучение на более коротких длинах волн, а именно наблюдать линии атомарного кислорода [OI] на 63 и 145 мкм, мы сможем определить содержание атомарного кислорода в оболочках протозвёзд с беспрецедентно высоким пространственным разрешением. Следовательно, появится возможность ответить на вопрос, не содержится ли кислород в атомарном состоянии во всех объектах этого типа. Ни телескоп Herschel, ни телескоп SOFIA не проводили систематических наблюдений в этих двух линиях в направлении на горячие ядра и оболочки протозвёзд малых масс. Для определения содержания кислорода необходимы две линии, так как линия на 63 мкм обычно оптически-толстая [142–145]. В ближайшей перспективе только космическая обсерватория "Миллиметрон" могла бы закрыть это белое пятно в проблеме дефицита кислорода и связанной с ней проблеме недостатка воды в оболочках протозвёзд.

4.2. Вода за фронтами ударных волн

Ударные волны возникают в протозвёздных и молодых звёздных объектах, молекулярных облаках и волокнах, областях звездообразования и истечениях из активных ядер галактик. Известно, что излучение в линиях молекул отражает физическое состояние газа за фронтами ударных волн [146, 147] и молекулы воды являются одним из важных индикаторов физических условий в среде [148, 149]. Присутствие пыли в газе заметным образом влияет на эмиссию молекул воды за фронтами ударных волн [150]. Благодаря инерции пылевых частиц изменяется структура ударной волны в зависимости от плотности газа и величины магнитного поля. А именно, помимо классических *C*- и *J*-разрывов [151] возникают и промежуточные варианты [152]. Динамика газа и пыли в этих условиях определяет химическую и тепловую эволюцию газа за фронтом, а значит, и эмиссионные свойства молекул воды [150, 153]. При скорости ударной волны выше 50 км с^{-1} молекулы H_2 , H_2O , CO и др. разрушаются в результате столкновительной диссоциации. За фронтами ударных волн с меньшей скоростью молекулы воды эффективно образуются за счёт нейтрально-нейтральных реакций (см. описание цепочек реакций в разделе 4.1). Скорость волны более 15 км с^{-1} достаточна для разогрева газа за фронтом УВ до 400 К и быстрого перехода атомов кислорода в молекулы воды. В холодных молекулярных облаках кислород находится не в газовой фазе, а, вероятно, содержится в мантиях пылевых частиц, поэтому нижний предел скорости ударной волны оказывается другим. Для увеличения доли кислорода в газовой фазе необходимо сначала разрушить (испарить) мантии частиц, что сильно зависит от скорости ударной волны: при размере частиц 0,3 мкм выделяется до 10 % кислорода для скорости 20 км с^{-1} и почти 100 % для 25 км с^{-1} [147]. В работе [154] показано, что для разрушения ледяных мантий необходимо в 2–2,5 раза

меньшее значение скорости, около 10 км с^{-1} . Более высокий предел скорости связывают с особенностями перехода кислорода из мантий частиц и конверсии О и ОН в молекулы воды [153, 155]. При скорости менее 10 км с^{-1} молекулы воды могут формироваться в значительном количестве только в плотных фрагментах с плотностью $n \gtrsim 10^4 \text{ см}^{-3}$ под действием низкого поля УФ-излучения, сравнимого со средним межзвёздным полем в окрестности Солнца (см. [152]). Содержание молекул воды возрастает при увеличении как скорости ударной волны, так и потока излучения. Это сопровождается и ростом концентрации молекул СО и ОН. Следовательно, знание соотношений лучевых концентраций молекул СО, ОН и других позволит ограничить содержание воды и определить физические условия в среде за фронтами ударных волн [150, 152].

4.2.1. Линии излучения воды — маркеры ударных волн в областях звездообразования. Появление ярких линий излучения воды сопутствует процессу распространения ударных волн в окрестностях молодых звёздных объектов, а вне областей с активным звездообразованием линии слабы из-за малого содержания воды в газовой фазе. Следовательно, яркое излучение в линиях воды — исключительно информативный маркер процесса звездообразования. Для отдельно взятых линий более 60 % интегральной интенсивности линий излучения воды исходит из каверн, образованных при распространении ударных волн от молодых звёзд в процессе их формирования [156]. Остальная энергия, высвечиваемая в линиях, исходит от оболочек молодых массивных звёзд. Интересно, что ширины квазитепловых линий воды в областях образования массивных и маломассивных звёзд примерно одинаковы, что свидетельствует о подобии истечений, связанных с ударными волнами в объектах двух разных типов. Кроме того, в работе [156] для объектов из нашей Галактики было показано, что светимость в линиях воды линейно пропорциональна болометрической светимости области звездообразования.

Связь линий излучения воды с областями звездообразования также подтверждается в многочисленных наблюдениях мазерного излучения водяного пара, поскольку условия для возбуждения мазеров H_2O часто возникают при взаимодействии ударных волн, прото-звёздных струй (биполярных потоков) с окружающим веществом [157, 158]. В работе [4] исследовалась корреляция между мазерами H_2O и инфракрасными/субмиллиметровыми (ИК/субмм) источниками по данным двух обзоров: обзора плоскости Галактики Hi-GAL, проведённого в рамках ключевой программы телескопа Herschel в пяти диапазонах длин волн от 70 до 500 мкм [159], и обзора ATLASGAL, проведённого на телескопе APEX на длине волны 870 мкм [160]. Было найдено, что 88 % ИК/субмм источников из каталогов Hi-GAL и ATLASGAL ассоциируются с мазерами H_2O . Эти ИК/субмм источники по сути являются сгустками вещества внутри молекулярных облаков и/или молекулярных волокон, т.е. это места формирования звёзд. Таким образом, мазеры H_2O тесно связаны с областями звездообразования, а значит, так или иначе являются маркерами процесса рождения звёзд.

4.2.2. Тестирование моделей распространения ударных волн по линиям воды. Богатые возможности для образования воды при высоких температурах появляются в

областях взаимодействия остатков сверхновых с молекулярными облаками, что делает остатки естественными лабораториями по исследованию происхождения и переноса воды. В ходе эволюции до вспышки сверхновой звёзды существенно меняют околозвёздное окружение, выдувая в МЗС пузыри нестационарным звёздным ветром [161, 162]. На начальном этапе после взрыва выброс сверхновой, обогащённый металлами, распространяется по сложной многослойной структуре пузыря, сформированного ветром предсверхновой и её эруптивными выбросами до взрыва. Затем, независимо от размера пузыря перед взрывом, выброс сверхновой и собранное им околозвёздное вещество, именуемое "остатком сверхновой", выходят за пределы пузыря и вступают во взаимодействие с межзвёздной средой. Поскольку большинство остатков сверхновых находится в плоскости Галактики с характерной высотой над галактической плоскостью $h \sim 50 \text{ пк}$ [163], многие из них разлетаются вблизи или даже внутри молекулярных облаков. При взаимодействии остатка с плотными сгустками внутри молекулярного облака складываются условия для образования воды в высокотемпературных реакциях и её последующего наблюдения.

Впервые эмиссионные линии воды были обнаружены в остатке сверхновой 3C 391 на космической обсерватории ISO (Infrared Space Observatory) с температурой возбуждения в пределах $T_{\text{upper}} < 400 \text{ К}$ от основного состояния [164].

Сложность задачи по оценке содержания воды заключается в самосогласованном описании динамики распространения ударной волны и решении системы кинетических уравнений, описывающей сотни и тысячи газофазных реакций. Более того, возможно воздействие на сгустки газа не одной, а нескольких ударных волн. Наблюдения в остатке IC 443 трёх пространственно разнесённых сгустков в общем родительском молекулярном облаке на обсерватории SWAS в линии орто- $\text{H}_2\text{O } 1_{1,0} - 1_{0,1}$ выявили малое отношение $N(\text{H}_2\text{O})/N(12\text{CO}) = (2 - 5) \times 10^{-4}$, что противоречило моделям одиночного ударного взаимодействия остатка и плотного сгустка [165]. Согласно гипотезе, высказанной в этой работе, наблюдательные данные возможно воспроизвести в более сложной модели, привлекающей воздействие на сгусток серии (как минимум двух) последовательных ударных волн.

Изучение нескольких областей взаимодействия ударной волны остатка сверхновой и сгустков газа, расположенных на разных расстояниях как по лучу зрения, так и от центра взрыва, позволяет исследовать ударное взаимодействие остатка с газом в широком диапазоне значений взаимных скоростей и распределений плотности. Поскольку сгустки принадлежат общему молекулярному облаку и имеют общий элементный состав, можно отслеживать динамику взаимодействия остатка и сгустков и строить эволюционные треки содержания воды, сравнивая их с результатами численного моделирования. Таким образом, открывается возможность проследить, в каких именно местах преобладает тот или иной канал образования молекул воды.

Пространственная протяжённость остатков позволяет применять дополнительные независимые методы для исследования их физических свойств, элементного и химического состава окружающей МЗС. Так, наблюдение горячих звёзд, проецирующихся на изображение остатка, даёт возможность определять физические усло-

вия и элементный состав через моделирование профилей линий поглощения в их спектрах [166]. Сравнение элементного содержания кислорода с содержанием воды позволяет напрямую оценить долю кислорода в молекулах воды в этих регионах.

4.3. Вода в условиях экстремального звездообразования

Образование воды в центральной молекулярной зоне. Центральной молекулярной зоной (ЦМЗ) называется область размером порядка 250 пк [167] в центре Млечного Пути, которая характеризуется высокой плотностью газа $n > 10^4 \text{ см}^{-3}$, дисперсией скоростей $\sigma > 10 \text{ км с}^{-1}$, а также сложным пространственным распределением облаков молекулярного газа. Такие условия делают ЦМЗ похожей на галактики, находящиеся на больших красных смещениях [168], позволяя исследовать звездообразование в эпоху молодой Вселенной. Полная масса молекулярного газа в ЦМЗ оценивается из наблюдений [169] как $(3-7) \times 10^7 M_{\odot}$, а темп звездообразования как $0,04-0,4 M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ [170, 171]. Темп звездообразования в центральной части Галактики оказывается почти на порядок выше [172] по сравнению с темпом, который можно было бы ожидать, исходя из плотности газа в ЦМЗ и закона Кенниката – Шмидта [173]. Оценка темпа звездообразования в ЦМЗ, основанная на подсчёте молодых звёздных объектов — ярких ИК-источников, — лежит в диапазоне от $0,05-0,45 M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ [174]. Таким образом, помимо интереса к физике процессов, протекающих в таких экстремальных областях, как ЦМЗ, внимание астрофизиков привлекает и наблюдаемая нехватка темпа звездообразования для столь больших запасов молекулярного водорода.

Исследованию ЦМЗ были посвящены многие наблюдательные программы, включая спектральный обзор, проведённый космическим телескопом Herschel [175]. В диапазоне от 480 до 1907 ГГц в направлении области Sgr B2 были получены спектры 49 молекул. Это облако представляет собой один из самых плотных газо-пылевых комплексов в ЦМЗ размером около 36 пк [176] и массой $8 \times 10^6 M_{\odot}$. В обзоре были обнаружены линии поглощения орто- и пара-молекул воды H_2O , её изотопов H_2^{17}O и H_2^{18}O ; орто- и пара-молекул H_2O^+ , а также многие другие соединения кислорода. Содержание кислородсодержащих молекул в направлении Sgr B2 оценивается как $\sim 3 \times 10^{-7} N_{\text{H}_2}$ ($N_{\text{H}_2} \approx 3 \times 10^{24} \text{ см}^{-2}$ [175]).

В работе [177] было показано, что вода в направлении на внешнюю оболочку Sgr B2 появилась в результате действия высокотемпературной цепочки реакций в области распространения ударной волны, а в направлении на саму чёрную дыру вода, по-видимому, была образована на поверхностях пылевых частиц в холодной среде. Чтобы проверить эти предположения и понять, как образовалась вода в экстремальных условиях галактического центра, нужно определить долю дейтерия в этой области. Если доля дейтерия высока, то вода, по-видимому, образовалась в холодной среде, а если доля низка — то в тёплой. Линии излучения тяжёлой воды HDO были исследованы в работе [178], где было показано, что содержание HDO варьируется на два порядка величины, от $\sim 10^{-11}$ до 10^{-9} . Астрохимическое моделирование в данном исследовании не позволило объяснить полученного содержания HDO, а абсолютные значения содержания воды в направлении на ядро Sgr B2 и оболочку

найжены с большой неопределённостью [177, 178] из-за значительной оптической толщины линий воды и сложных профилей линий. Для снятия неопределённости и оценки доли дейтерия в ЦМЗ необходимы наблюдения оптически-тонких линий воды, что может быть сделано с помощью космической обсерватории "Миллиметрон".

Вода в галактиках с активным звездообразованием. Наиболее мощные вспышки звездообразования связаны с ударными волнами, возникающими при слиянии (столкновении) массивных галактик. Поздним этапам этих процессов, по-видимому, соответствуют яркие и ультраяркие ИК-галактики, светимость которых превосходит $10^{11} L_{\odot}$ и $10^{12} L_{\odot}$ соответственно [179]. Прототипом таких объектов в локальной Вселенной является галактика Arp 220, в которой две сверхмассивные чёрные дыры окружены огромным массивным коконом из газа и пыли, включающим многочисленные области звездообразования. Межзвёздная среда в этих галактиках сильнее подвергается экстремальным воздействиям ударных волн и ионизирующего излучения, чем в большинстве галактик со "спокойным" звездообразованием, включая Млечный Путь. В молекулярных облаках Галактики физические условия способствуют возбуждению только так называемых "низких" или "холодных" уровней молекулы воды с $E_{\text{вр}} < 200 \text{ К}$ (см. терминологию выше), за исключением окрестностей протозвёзд, где можно обнаружить в том числе линии воды, соответствующие высоковозбуждённым энергетическим уровням.

В ультраярких галактиках существуют условия для возбуждения многочисленных "тёплых" и "горячих" переходов в молекулах воды благодаря мощному звездообразованию, по темпу в десятки и сотни раз превосходящему галактическое значение, и высокому содержанию пыли. Подобные условия реализуются в центральных областях галактик с высокой скоростью звездообразования, например M 82, в окрестности активных ядер галактик NGC 1068, Mrk 231, Mrk 334 и т.д. [204, 205], ультраярких ИК-галактик. В предполагаемые диапазоны приборов космической обсерватории "Миллиметрон" попадает значительное число переходов в молекуле воды (см. рис. 2). Представляется важным получить оценки яркостей и спектрально-разрешённые профили линий воды в широком диапазоне частот для похожих галактик локальной Вселенной. На основе полученных оценок яркостей линий воды можно уточнить физические условия в этих объектах.

Дополнительно ограничить диапазон физических параметров позволит обнаружение сопутствующих химических компонент, участвующих в химических цепочках образования воды, в частности, линий молекул OH и молекулярных ионов OH^+ , H_2O^+ , H_3O^+ , наблюдаемых в спектрах ультраярких ИК-галактик (например, [180, 181]), а также других компонент, например, SiO, CO и т.д., попадающих в диапазоны инструментов космической обсерватории "Миллиметрон".

4.4. Перенос воды в областях звездообразования и связь с возникновением жизни на Земле

Интерес к исследованию происхождения воды в протопланетных дисках и кометах связан с гипотезой о привнесении воды и, возможно, сложной органики на только сформировавшуюся планету Земля (см., например, [182–184]). Граница области протосолнечного диска, в которой вода могла конденсироваться в твёрдое вещество (так на-

зывается снеговая линия воды), находится за орбитой Земли [185, 186], однако вода на Земле есть. Предполагается, что источником молекул воды могло быть кометно-метеоритное вещество в эпоху метеоритной бомбардировки молодой Земли. Возможно, именно поэтому на Земле сформировались океаны. Гораздо меньше известно о воде в отдалённых частях протопланетных дисков — там, где выживают молекулы из первичного вещества, формирующего экзопланеты. На сегодня неизвестно, сработал ли механизм переноса воды в ранней Солнечной системе, что происходит в других планетных системах, и насколько Солнечная система уникальна во Вселенной с точки зрения распространения воды [206].

Вода в протопланетном диске TW Hya была обнаружена при наблюдениях на телескопе Herschel в количестве, превышающем массу земного океана в тысячи раз [30]. Наблюдались две линии воды (орто и пара) при переходах в основное состояние. Пространственно диск не был разрешён, поэтому с наблюдениями сравнивались интегральные характеристики теоретической модели. Интересно, что отношение орто/пара для воды в этом диске оказалось $\approx 0,8$, что заведомо меньше, чем равновесное значение по спиновой статистике, и меньше, чем было обнаружено в кометах Солнечной системы. Авторы сделали вывод о том, что кометное вещество, по-видимому, уже переработано в ходе миграции этих тел по Солнечной системе. О том, что в диске TW Hya содержится холодное и непереработанное вещество, можно судить по дефициту молекул CO, вымерзших на пыль, как свидетельствуют наблюдения с интерферометром ALMA [187]. Пространственно-разрешённые наблюдения излучения молекул воды в TW Hya на ALMA показали, что во внутренней области диска размером 17 а.е. сосредоточена масса воды, превышающая массу земного океана в ≈ 4 раза [188]. Эти наблюдения охватили атмосферу диска, анализ данных включал четыре линии возбуждённой воды с привлечением информации предыдущих наблюдений на телескопе Herschel.

В дисках наблюдается не только излучение в линиях "холодной" воды, но и в линиях, соответствующих высоковозбуждённым переходам, например, колебательно-вращательным переходам в ближнем и среднем ИК-диапазоне из внутренних частей диска размером в несколько а.е. [189]. Как и в молекулярных облаках, вода в дисках должна быть одним из основных охладителей, помимо пыли и CO. Интересно, что высоковозбуждённые переходы воды наблюдаются и в удалённых от звезды частях протопланетных дисков (см. наблюдения на JWST [190]), что может объясняться рассеянием излучения в линиях из внутренних частей диска пылевыми частицами во внешних частях диска. Для оценки массы воды во внутренней или внешней частях диска, для диагностики физических условий, при которых существует вода в дисках в газовой фазе, необходимы выборки дисков, где обнаружены высоковозбуждённые переходы воды и где космическая обсерватория "Миллиметрон" обнаружит "холодную" воду.

Очевидно, что для понимания того, как происходит перенос воды в протопланетных дисках и в каком количестве диски содержат воду, этих наблюдений недостаточно. Herschel и позднее ALMA провели наблюдения большего числа протопланетных дисков. С помощью телескопа ALMA с разрешением $0,1''$ в протопланетном диске V883 Ori были обнаружены молекулы HDO на частотах 225 и 241 ГГц, а также H_2^{18}O на 203 ГГц [191]. Интересно, что линии дейтерированной воды оказались

ярче, чем линия изотополога H_2^{18}O . Лучевые скорости этих линий излучения согласуются с кеплеровским вращением в диске. Линии излучения наиболее яркие на радиусе 50–60 а.е. и простираются вплоть до 160 а.е. Авторы пришли к выводу, что вода в протопланетном диске напрямую наследуется из протозвёздного облака, поскольку доля дейтерия в воде равна $\approx 2,3 \times 10^{-3}$. Эта вода может находиться в крупных телах, например, кометных ядрах, без существенных химических изменений. Этот же диск наблюдался на ALMA в линиях сложных органических молекул — метанола, ацетона, ацетонитрила, ацетальдегида и метилформиата [192]. Было показано, что содержание указанных молекул согласуется с их содержанием в кометном веществе [193].

Протопланетные диски разнородны по своим свойствам, поэтому необходимо провести наблюдения большего числа дисков, порядка 100–1000, для того чтобы понять, какие протопланетные диски содержат воду, а какие нет. Не исследован вопрос о том, каким образом содержание воды в дисках зависит от массы звезды и от её окружения (УФ-поле, скорость ионизации КЛ). Интересно, что протопланетные диски выживают даже в таких экстремальных условиях, как области фотодиссоциации [194, 195].

В связи с этим представляется очень важной задача по оценке полной массы протопланетных дисков, в том числе дисков, содержащих воду. Поскольку основная составляющая газа в дисках — молекулярный водород H_2 — не имеет линий излучения при температурах, соответствующих физическим условиям в плотных межзвёздных облаках, в которых образуются звёзды и планеты, то массу H_2 оценивают косвенно: по наблюдениям второй наиболее распространённой после H_2 молекулы CO или по наблюдениям излучения пыли. Однако оценки массы протопланетных дисков по CO и по пыли сопряжены с существенными неточностями, так как являются сильно модельно зависимыми.

Альтернативный метод измерения массы дисков по излучению изотополога молекулярного водорода HD на длине волны 112 мкм [196] был реализован в наблюдениях на космическом телескопе Herschel, и в результате были оценены с большой точностью массы двух протопланетных дисков, а для четырёх дисков оценены верхние пределы на массу [197]. Представляется важным существенно увеличить эту статистику с помощью наблюдений на космической обсерватории "Миллиметрон" в диапазоне 2,67 ТГц, для того чтобы выявить закономерности в распределении дисков по массе, связи с массой содержащейся в них воды и сделать выводы об эволюции дисков в процессе их формирования.

Также необходимо наблюдательное исследование положений снеговых линий в дисках, причём не только для воды, но и для других молекул. Например, авторы [198] предположили, что проследить снеговую линию воды можно по наблюдениям линий излучения молекул HCO^+ и H^{13}CO^+ при помощи ALMA. К моменту запуска космической обсерватории "Миллиметрон" будет накоплен большой объём наблюдательных данных по дискам с ALMA, что позволит детально тестировать астрохимические модели, сократить количество свободных параметров в них и изучать перенос воды в дисках.

До сих пор остаётся открытым вопрос о связи ледяных ядер комет и земного океана [199]. Ключевым индикатором происхождения земной воды считается отно-

сительное содержание полутяжёлой воды (HDO) в земных океанах, примерно равное $1,6 \times 10^{-4}$ [200]. Эта величина близка к содержанию HDO в углистых хондритах, что привело к предположению о том, что доставка воды на Землю происходила с астероидным, а не с кометным веществом. На это указывало и содержание HDO в кометных атмосферах, в два – три раза более высокое, чем в земных океанах. Однако другие геохимические ограничения (связанные с изотопами других элементов) указывают, что в целом вклад вещества, подобного веществу углистых хондритов, в общую массу Земли не превышал нескольких процентов (например, [201]). Это означает, что доставка воды с астероидами С-класса (родственными углистым хондритам) могла происходить только после формирования основной массы Земли. С другой стороны, идея о кометном происхождении земной воды нашла косвенное подтверждение в работе [26], где по наблюдениям двух линий, а именно HDO $1_{10}-1_{01}$ и $\text{H}_2^{18}\text{O } 1_{10}-1_{01}$, было установлено, что доля дейтерия в коме кометы 103P/Hartley 2 ($\approx 1,6 \times 10^{-4}$) совпадает со значением, найденным в океанской воде. Аналогичный результат был получен в работе [28] для кометы 46P/Wirtanen. Кроме того, авторами [28] было высказано предположение, что содержание HDO в веществе, выброшенном из кометного ядра, может зависеть от уровня активности кометы и необязательно отражает реальное соотношение HDO/H₂O в ядре. Это заключение, впрочем, противоречит измерениям отношения HDO/H₂O вблизи кометы 67P/Чурюмова – Герасименко [202], которые не показали зависимости от гелиоцентрического расстояния или уровня активности ядра. Очевидно, что для решения проблемы происхождения воды на Земле необходимо увеличить число комет с измеренным отношением содержаний HDO и H₂O до 100 и более комет, чего до сих пор сделано не было и что можно сделать с космической обсерваторией "Миллиметрон".

Научная новизна исследований комет заключается в том, что наряду с основной линией орто-H₂O $1_{10}-1_{01}$ на космической обсерватории "Миллиметрон" будут наблюдаться линии изотопологов, дающие оптически тонкое излучение. Профиль основной линии часто бывает искажён из-за эффекта самопоглощения, что не позволяет точно определить содержание воды в объекте и исследовать в нём кинематику газа, поэтому необходим переход к массовым наблюдениям оптически тонкого излучения. Все вышеперечисленные наблюдения — это исследования комет в режиме одиночного зеркала, когда в диаграмму направленности телескопа попадали как ядро, так и часть комы из-за большого углового размера диаграммы. Интерес представляет картирование ком комет, которое было практически невозможно на телескопе Herschel из-за низкого пространственного разрешения. Картирование ком в линиях воды на 557 ГГц проводилось лишь для некоторых комет и позволило выявить анизотропию истечения из комы [203]. Картирование ком комет в данных линиях позволит исследовать возбуждение переходов в зависимости от направления на Солнце (например, [31]).

5. Заключение

В настоящей статье рассматривается проблема образования и переноса молекул воды в различных космических объектах: от активных галактик до протопланетных дисков и комет, являющаяся одним из ключевых направ-

лений научной программы космической обсерватории "Миллиметрон". Приводится обзор основных механизмов образования и разрушения молекул воды в межзвёздной среде, молекулярных облаках, протозвёздных дисках и остатках сверхновых. Обсуждаются вопросы формирования молекул воды на поверхности пылевых частиц, перехода молекул из твёрдой фазы в газовую, влияния фонового излучения и ударных фронтов в областях звездообразования, перенос молекулярного газа в межзвёздной среде и истечениях из галактик. Следует отметить, что для оценки содержания воды в космических объектах и физических условий в них необходимы не только новые наблюдения, но и создание адекватных численных моделей. Подчёркивается необходимость применения неравновесного (не-ЛТР) подхода при анализе линий излучения молекул воды.

Успешная реализация программы позволит совершить качественный переход от имеющихся фрагментарных сведений о содержании воды в отдельных объектах к получению статистических закономерностей эволюции содержания воды в протозвёздных облаках, протопланетных дисках и кометах и, в конечном итоге, приблизиться к пониманию того, при каких условиях на планетах может возникать жизнь. Наблюдения линии воды в локальной Вселенной позволят ответить на вопрос об универсальности процесса звездообразования в галактиках разных типов либо выявить специфические особенности, связанные с распространением в них ударных волн. Для достижения поставленных задач планируется использование гетеродинного приёмника "Спектрометр высокого разрешения" космической обсерватории "Миллиметрон", рабочий диапазон которого охватывает основные переходы в молекуле воды.

Благодарности. Авторы выражают благодарность Пунановой А.Ф. и Акимкину В.В. за полезные советы при подготовке статьи.

Список литературы

1. Кардашёв Н С и др. *УФН* **184** 1319 (2014); Kardashev N S et al. *Phys. Uspe.* **57** 1199 (2014)
2. Новиков И Д и др. *УФН* **191** 404 (2021); Novikov I D et al. *Phys. Uspe.* **64** 386 (2021)
3. Лихачёв С Ф, Ларченкова Т И *УФН* **194** 814 (2024); Likhahev S F, Larchenkova T I *Phys. Uspe.* **67** 768 (2024)
4. Ladeyschikov D A et al. *Astron. J.* **163** 124 (2022)
5. Sanna A et al. *Astrophys. J.* **745** 82 (2012)
6. Reid M J et al. *Astrophys. J.* **885** 131 (2019)
7. Reid M J *Publ. Astron. Soc. Pacific* **134** 123001 (2022)
8. Вальтц И Е *Астрон. журн.* **100** 1210 (2023); Val'tts I E *Astron. Rep.* **67** 1348 (2023)
9. Reid M J, Pesce D W, Riess A G *Astrophys. J. Lett.* **886** L27 (2019)
10. Volvach A E, Volvach L N, Larionov M G *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **507** L52 (2021)
11. Ladeyschikov D A et al. *Astrophys. J. Suppl.* **261** 14 (2022)
12. van Dishoeck E F et al. *Astron. Astrophys.* **648** A24 (2021)
13. Tretyakov I V et al. *IEEE Trans. Terahertz Sci. Technol.* **15** 191 (2025)
14. De Graauw Th et al. *Astron. Astrophys.* **518** L6 (2010)
15. Richards P L et al. *Appl. Phys. Lett.* **34** 345 (1979)
16. Dolan G J, Phillips T G, Woody D P *Appl. Phys. Lett.* **34** 347 (1979)
17. Wootten A, Thompson A R *Proc. IEEE* **97** 1463 (2009)
18. Güsten R et al. *Proc. SPIE* **6267** 626714 (2006)
19. Uzawa Y et al. *Radio Sci.* **56** e2020RS007157 (2021)
20. Khudchenko A et al. *IEEE Trans. Terahertz Sci. Technol.* **9** 532 (2019)
21. Gol'tsman G N et al. *Supercond. Sci. Technol.* **4** 453 (1991)

22. Tret'yakov I et al. *Appl. Phys. Lett.* **98** 033507 (2011)
23. Williams B S *Nature Photon.* **1** 517 (2007)
24. Zhao Y et al. *Laser Photon. Rev.* **15** 2000498 (2021)
25. Hayton D J et al. *Appl. Phys. Lett.* **103** 051115 (2013)
26. Hartogh P et al. *Nature* **478** 218 (2011)
27. Lis D C et al. *Astrophys. J. Lett.* **774** L3 (2013)
28. Lis D C et al. *Astron. Astrophys.* **625** L5 (2019)
29. Caselli P et al. *Astrophys. J. Lett.* **759** L37 (2012)
30. Hogerheijde M R et al. *Science* **334** 338 (2011)
31. Bockelée-Morvan D et al. *Astron. Astrophys.* **544** L15 (2012)
32. Kraus J D *Radio Astronomy* (New York: McGraw-Hill, 1966)
33. Kristensen L E et al. *Astron. Astrophys.* **542** A8 (2012)
34. Prasad S S, Huntress W T (Jr.) *Astrophys. J. Suppl.* **43** 1 (1980)
35. Le Teuff Y H, Millar T J, Markwick A J *Astron. Astrophys. Suppl.* **146** 157 (2000)
36. Lamberts T et al. *Phys. Chem. Chem. Phys.* **15** 8287 (2013)
37. van Dishoeck E F, Herbst E, Neufeld D A *Chem. Rev.* **113** 9043 (2013)
38. Solomon P M, Werner M W *Astrophys. J.* **165** 41 (1971)
39. Hollenbach D et al. *Astrophys. J.* **690** 1497 (2009)
40. McClure M K et al. *Nat. Astron.* **7** 431 (2023)
41. Tielens A G G M, Hagen W, Greenberg J M J. *Phys. Chem.* **87** 4220 (1983)
42. Hiraoka K et al. *J. Geophys. Res.* **113** E02013 (2008) <https://doi.org/10.1029/2007JE002926>
43. Dulieu F et al. *Astron. Astrophys.* **512** A30 (2010)
44. Walmsley C M et al. *Astron. Astrophys.* **364** 301 (2000)
45. Wolfire M G, Vallini L, Chevance M *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **60** 247 (2022)
46. Кирсанова М С и др. *Астрофиз. бюл.* **78** 389 (2023); Kirsanova M S et al. *Astrophys. Bull.* **78** 372 (2023)
47. Padovani M et al. *Space Sci. Rev.* **216** 29 (2020)
48. Meijerink R, Cazaux S, Spaans M *Astron. Astrophys.* **537** A102 (2012)
49. Dupuy R et al. *Nat. Astron.* **2** 796 (2018)
50. Notsu S et al. *Astron. Astrophys.* **650** A180 (2021)
51. Oba Y et al. *Astrophys. J.* **749** 67 (2012)
52. Lamberts T et al. *Astron. Astrophys.* **570** A57 (2014)
53. Meisner J, Lamberts T, Kästner J *ACS Earth Space Chem.* **1** 399 (2017)
54. Atkinson R et al. *Atmos. Chem. Phys.* **4** 1461 (2004)
55. Vasyunin A I, Herbst E *Astrophys. J.* **769** 34 (2013)
56. Cuppen H M, Karssemeijer L J, Lamberts T *Chem. Rev.* **113** 8840 (2013)
57. Tielens A G G M *Astron. Astrophys.* **119** 177 (1983)
58. Roberts H, Herbst E, Millar T J *Astrophys. J.* **591** L41 (2003)
59. Watson W D *Rev. Mod. Phys.* **48** 513 (1976)
60. Aikawa Y, Herbst E *Astron. Astrophys.* **351** 233 (1999)
61. Taquet V, Charnley S B, Sipilä O *Astrophys. J.* **791** 1 (2014)
62. Furuya K, van Dishoeck E F, Aikawa Y *Astron. Astrophys.* **586** A127 (2016)
63. Prodanović T, Steigman G, Fields B D *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **406** 1108 (2010)
64. Lamberts T et al. *Astrophys. J.* **928** 48 (2022)
65. Miyauchi N et al. *Chem. Phys. Lett.* **456** 27 (2008)
66. Ioppolo S et al. *Phys. Chem. Chem. Phys.* **12** 12065 (2010)
67. Oba Y et al. *Astrophys. J.* **701** 464 (2009)
68. Cuppen H M et al. *Phys. Chem. Chem. Phys.* **12** 12077 (2010)
69. Linnartz H, Ioppolo S, Fedoseev G *Int. Rev. Phys. Chem.* **34** 205 (2015)
70. Fraser H J et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **327** 1165 (2001)
71. Minissale M et al. *ACS Earth Space Chem.* **6** 597 (2022)
72. Westley M S et al. *Nature* **373** 405 (1995)
73. Öberg K I et al. *Astrophys. J.* **693** 1209 (2009)
74. Fillion J-H et al. *ACS Earth Space Chem.* **6** 100 (2022)
75. Bulak M et al. *Astron. Astrophys.* **677** A99 (2023)
76. Dulieu F et al. *Sci. Rep.* **3** 1338 (2013)
77. Brown W L, Lanzerotti L J, Johnson R E *Science* **218** 525 (1982)
78. Shen C J et al. *Astron. Astrophys.* **415** 203 (2004)
79. Dartois E et al. *Astron. Astrophys.* **576** A125 (2015)
80. Mumma M J, Charnley S B *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **49** 471 (2011)
81. Willacy K et al. *Space Sci. Rev.* **197** 151 (2015)
82. Hama T, Kouchi A, Watanabe N *Science* **351** 65 (2016)
83. Hama T, Kouchi A, Watanabe N *Astrophys. J. Lett.* **857** L13 (2018)
84. Martín-Doménech R et al. *Astron. Astrophys.* **564** A8 (2014)
85. Hiraoka K et al. *Astrophys. J.* **498** 710 (1998)
86. Ioppolo S et al. *Astrophys. J.* **686** 1474 (2008)
87. Jing D et al. *Astrophys. J. Lett.* **741** L9 (2011)
88. Liu L et al. *Astrophys. J.* **846** 5 (2017)
89. Asplund M et al. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **47** 481 (2009)
90. Przybilla N, Nieva M-F, Butler K *Astrophys. J.* **688** L103 (2008)
91. Meyer D M, Jura M, Cardelli J A *Astrophys. J.* **493** 222 (1998)
92. Whittet D C B *Astrophys. J.* **710** 1009 (2010)
93. Cardelli J A et al. *Astrophys. J. Lett.* **402** L17 (1993)
94. Sofia U J et al. *Astrophys. J.* **605** 272 (2004)
95. Lacy J H et al. *Astrophys. J. Lett.* **428** L69 (1994)
96. Gibb E L et al. *Astrophys. J. Suppl.* **151** 35 (2004)
97. Öberg K I et al. *Astrophys. J.* **740** 109 (2011)
98. Neufeld D A, Kaufman M J *Astrophys. J.* **418** 263 (1993)
99. Neufeld D A, Lepp S, Melnick G J *Astrophys. J. Suppl.* **100** 132 (1995)
100. Rho J et al. *Astrophys. J.* **812** 44 (2015)
101. Sano H et al. *Astrophys. J.* **958** 53 (2023)
102. Wardle M *Astrophys. J.* **525** L101 (1999)
103. Hewitt J W, Yusef-Zadeh F, Wardle M *Astrophys. J.* **683** 189 (2008)
104. Rachford B L et al. *Astrophys. J.* **577** 221 (2002)
105. Shull J M, Danforth C W, Anderson K L *Astrophys. J.* **911** 55 (2021)
106. van Dishoeck E F, Black J H *Astrophys. J.* **334** 771 (1988)
107. Sonnentrucker P et al. *Astrophys. J. Suppl.* **168** 58 (2007)
108. Lambert D L, Sheffer Y, Crane P *Astrophys. J. Lett.* **359** L19 (1990)
109. van Dishoeck E F, Black J H, in *Rate Coefficients in Astrochemistry* (Astrophysics and Space Science Library, Vol. 146, Eds T J Millar, D A Williams) (Dordrecht: Springer, 1988) p. 209, https://doi.org/10.1007/978-94-009-3007-0_14
110. Snow T P (Jr.) *Astrophys. J.* **204** L127 (1976)
111. Spaans M et al. *Astrophys. J.* **503** 780 (1998)
112. Neufeld D A et al. *Astrophys. J.* **580** 278 (2002)
113. Flagey N et al. *Astrophys. J.* **762** 11 (2013)
114. Caselli P et al. *Astrophys. J.* **874** 89 (2019)
115. Schmalzl M et al. *Astron. Astrophys.* **572** A81 (2014)
116. Павлюченков Я Н, Жилкин А Г *Астрон. журн.* **90** 699 (2013); Pavlyuchenkov Ya N, Zhilkin A G *Astron. Rep.* **57** 641 (2013)
117. Павлюченков Я Н и др. *Астрон. журн.* **92** 154 (2015); Pavlyuchenkov Ya N et al. *Astron. Rep.* **59** 133 (2015)
118. Павлюченков Я Н, Шустов Б М *Астрон. журн.* **81** 348 (2004); Pavlyuchenkov Ya N, Shustov B M *Astron. Rep.* **48** 315 (2004)
119. Pavlyuchenkov Ya et al. *Astrophys. J.* **689** 335 (2008)
120. Bovino S et al. *Astron. Astrophys.* **654** A34 (2021)
121. Wakelam V et al. *Astron. Astrophys.* **647** A172 (2021)
122. Ryabukhina O L et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **517** 4669 (2022)
123. Lee C W, Myers P C *Astrophys. J. Suppl.* **123** 233 (1999)
124. McKee C F, Tan J C *Astrophys. J.* **585** 850 (2003)
125. Vázquez-Semadeni E et al. *Astrophys. J.* **657** 870 (2007)
126. Vorobyov E I, Basu S *Astrophys. J.* **633** L137 (2005)
127. Omura M, Tokuda K, Machida M N *Astrophys. J.* **963** 72 (2024)
128. Audard M et al., in *Protostars and Planets VI* (The University of Arizona Space Science Ser., Eds H Beuther et al.) (Tucson, AZ: Univ. of Arizona Press, 2014) p. 387
129. Caratti o Garatti A et al. *Nature Phys.* **13** 276 (2017)
130. Visser R, Bergin E A *Astrophys. J. Lett.* **754** L18 (2012)
131. Vorobyov E I et al. *Astron. Astrophys.* **658** A191 (2022)
132. Houge A, Krijt S *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **521** 5826 (2023)
133. Topchieva A et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **530** 2731 (2024)
134. Paganì L et al. *Science* **329** 1622 (2010)
135. Dartois E et al. *Nat. Astron.* **8** 359 (2024)
136. Herpin F et al. *Astron. Astrophys.* **587** A139 (2016)
137. Karska A et al. *Astron. Astrophys.* **572** A9 (2014)
138. Bisschop S E et al. *Astron. Astrophys.* **465** 913 (2007)
139. Nesterenok A V *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **449** 2875 (2015)
140. Gray M D et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **456** 374 (2016)
141. González-Alfonso E et al. *Astron. Astrophys.* **666** L3 (2022)
142. Kraemer K E, Jackson J M, Lane A P *Astrophys. J.* **503** 785 (1998)
143. Schneider N et al. *Astron. Astrophys.* **617** A45 (2018)
144. Larsson B, Liseau R *Astron. Astrophys.* **608** A133 (2017)
145. Kirsanova M S et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **497** 2651 (2020)

146. Hollenbach D, McKee C F *Astrophys. J. Suppl.* **41** 555 (1979)
147. Draine B T, Roberge W G, Dalgarno A *Astrophys. J.* **264** 485 (1983)
148. Kaufman M J, Neufeld D A *Astrophys. J.* **456** 250 (1996)
149. Kaufman M J, Neufeld D A *Astrophys. J.* **456** 611 (1996)
150. Flower D R, Pineau des Forêts G *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **406** 1745 (2010)
151. Draine B T *Astrophys. J.* **241** 1021 (1980)
152. Godard B et al. *Astron. Astrophys.* **622** A100 (2019)
153. Gusdorf A et al. *Astron. Astrophys.* **532** A53 (2011)
154. Flower D R, Pineau des Forêts G *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **268** 724 (1994)
155. Jiménez-Serra I et al. *Astron. Astrophys.* **482** 549 (2008)
156. San José-García I et al. *Astron. Astrophys.* **585** A103 (2016)
157. Kaufman M J, Neufeld D A *Astrophys. J.* **456** 250 (1996)
158. Hollenbach D, Elitzur M, McKee C F *Astrophys. J.* **773** 70 (2013)
159. Molinari S et al. *Astron. Astrophys.* **518** L100 (2010)
160. Schuller F et al. *Astron. Astrophys.* **504** 415 (2009)
161. Zhou P et al. *Astrophys. J.* **826** 34 (2016)
162. Chiotellis A, Schure K M, Vink J *Astron. Astrophys.* **537** A139 (2012)
163. Ranasinghe S, Leahy D *Astrophys. J. Suppl.* **265** 53 (2023)
164. Reach W T, Rho J *Astrophys. J.* **507** L93 (1998)
165. Snell R L et al. *Astrophys. J.* **620** 758 (2005)
166. Ritchey A M et al. *Astrophys. J.* **897** 83 (2020)
167. Morris M, Serabyn E *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **34** 645 (1996)
168. Kruijsen J M D, Longmore S N *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **435** 2598 (2013)
169. Ferrière K, Gillard W, Jean P *Astron. Astrophys.* **467** 611 (2007)
170. Immer K et al. *Astron. Astrophys.* **548** A120 (2012)
171. Longmore S N et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **429** 987 (2013)
172. Barnes A T et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **469** 2263 (2017)
173. Kennicutt R C (Jr.) *Astrophys. J.* **498** 541 (1998)
174. Hatchfield H P et al. *Astrophys. J.* **962** 14 (2024)
175. Möller T et al. *Astron. Astrophys.* **651** A9 (2021)
176. Schmiedeke A et al. *Astron. Astrophys.* **588** A143 (2016)
177. Comito C et al. *Astron. Astrophys.* **402** 635 (2003)
178. Comito C et al. *Astron. Astrophys.* **521** L38 (2010)
179. Sanders D B, Mirabel I F *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **34** 749 (1996)
180. Rangwala N et al. *Astrophys. J.* **743** 94 (2011)
181. González-Alfonso E et al. *Astron. Astrophys.* **550** A25 (2013)
182. Chyba C F et al. *Science* **249** 366 (1990)
183. Marty B *Earth Planet. Sci. Lett.* **313–314** 56 (2012)
184. Ehrenfreund P, Charnley S B *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **38** 427 (2000)
185. Harsono D, Bruderer S, van Dishoeck E F *Astron. Astrophys.* **582** A41 (2015)
186. Wiebe D S et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **485** 1843 (2019)
187. Nomura H et al. *Astrophys. J.* **914** 113 (2021)
188. Facchini S et al. *Nat. Astron.* **8** 587 (2024)
189. Carr J S, Tokunaga A T, Najita J *Astrophys. J.* **603** 213 (2004)
190. Arulanandham N et al. *Astrophys. J. Lett.* **965** L13 (2024); arXiv:2402.12256
191. Tobin J J et al. *Nature* **615** 227 (2023)
192. Lee J-E et al. *Nat. Astron.* **3** 314 (2019)
193. Le Roy L et al. *Astron. Astrophys.* **583** A1 (2015)
194. Haworth T J et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **525** 4129 (2023)
195. Berné O et al., PDRs4All Team *Science* **383** 988 (2024)
196. Bergin E A et al. *Nature* **493** 644 (2013)
197. McClure M K et al. *Astrophys. J.* **831** 167 (2016)
198. Leemker M et al. *Astron. Astrophys.* **646** A3 (2021)
199. O'Brien D P et al. *Space Sci. Rev.* **214** 47 (2018)
200. Hagemann R, Nief G, Roth E *Tellus* **22** 712 (1970) <https://doi.org/10.1111/j.2153-3490.1970.tb00540.x>
201. Burkhardt C et al. *Sci. Adv.* **7** eabj7601 (2021)
202. Müller D R et al. *Astron. Astrophys.* **662** A69 (2022)
203. Biver N et al. *Planet. Space Sci.* **55** 1058 (2007)
204. González-Alfonso E et al. *Astron. Astrophys.* **561** A27 (2014)
205. Smirnova A, Moiseev A *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **401** 307 (2010)
206. Вибе Д З и др. *Астроном. журн.* **85** 1086 (2008); Wiebe D Z et al. *Astron. Rep.* **52** 976 (2008)

Origin and transport of water in the Universe

M.S. Kirsanova^(1,2,a), P.V. Baklanov^(1,b), E.O. Vasiliev^(1,c), A.I. Vasyunin⁽³⁾, D.Z. Wiebe^(2,5,d), S.A. Drozdov^(1,e), T.I. Larchenkova^(1,f), S.F. Likhachev^(1,g), A.V. Moiseev^(4,h), Ya.N. Pavlyuchenkov^(2,i), P.S. Sozinova⁽¹⁾, A.P. Topchieva^(2,j), I.V. Tret'yakov^(1,k), G.S. Fedoseev^(3,l), A.V. Khudchenko^(1,m), N.N. Shakhvorostova^(1,n)

⁽¹⁾ Astro Space Center, Lebedev Physical Institute, Russian Academy of Sciences, ul. Profsoyuznaya 84/32, 117810 Moscow, Russian Federation

⁽²⁾ Institute of Astronomy, Russian Academy of Sciences, ul. Pyatnitskaya 48, 119017 Moscow, Russian Federation

⁽³⁾ Ural Federal University named after the First President of Russia B.N. Yeltsin, prosp. Mira 19, 620002 Ekaterinburg, Russian Federation

⁽⁴⁾ Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, Nizhnii Arkhyz, Zelenchukskiy region, Karachai-Cherkessian Republic, Russian Federation

⁽⁵⁾ Lomonosov Moscow State University, Department of Chemistry, Leninskie gory 1, str. 2, 119991 Moscow, Russian Federation

E-mail: ^(a) kirsanova@inasan.ru, ^(b) baklanovp@lebedev.ru, ^(c) eugstar@mail.ru, ^(d) dwiebe@inasan.ru, ^(e) drozdovsa@lebedev.ru,

^(f) ltanya@asc.rssi.ru, ^(g) slikhach@asc.rssi.ru, ^(h) moisav@sao.ru, ⁽ⁱ⁾ pavyar@inasan.ru, ^(j) ATopchieva@inasan.ru,

^(k) tret'yakoviv@lebedev.ru, ^(l) g.s.fedoseev@urfu.ru, ^(m) khudchenko@asc.rssi.ru, ⁽ⁿ⁾ nadya@asc.rssi.ru

The origin and transport of water in the Universe are two of the key scientific programs for the Millimetron Space Observatory. This paper covers several astrochemical problems, from the formation of water in the local Universe to protoplanetary disks and comets. We discuss how to solve these problems with the Millimetron Space Observatory.

Keywords: submillimeter astronomy, molecules, galaxies, interstellar medium, protostars, disks, comets, water

PACS numbers: **07.87. + v, 95.55. – n, 96.55. + z**

Bibliography — 206 references

Received 5 April 2024, revised 23 July 2024

Uspekhi Fizicheskikh Nauk **195** (3) 294 – 310 (2025)

Physics – Uspekhi **68** (3) (2025)

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNr.2024.08.039744>

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNe.2024.08.039744>