

Исследование экзопланет спектроскопическими методами

В.Е. Панчук, Ю.Ю. Балега, В.Г. Клочкова, М.Е. Сачков

Проводится обзор спектроскопических методов наблюдений звёзд в задачах поиска и исследования экзопланет. Рассмотрены инструментальные ошибки измерений лучевых скоростей и пути снижения (или принципиального устранения) этих ошибок. Отмечена роль астрометрических и фотометрических методов. Обсуждаются результаты исследования химического состава родительских звёзд и результаты спектроскопии транзитных явлений. Оцениваются некоторые перспективы направления. Сообщается о разработках наземной и орбитальной отечественной аппаратуры, ориентированной на спектроскопию и спектрополяриметрию звёзд.

Ключевые слова: внесолнечные планеты, звёзды, спектроскопия

PACS numbers: 95.75.Fg, 97.10. – q, 97.82. – j

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNr.2019.07.038597>

Содержание

1. Введение (605).
 2. Фотографические методы: астрометрия ближайших звёзд и доплеровская спектроскопия (605).
 3. Инструментальные ошибки дифракционных спектрографов (607).
 4. Фотоэлектрические методы с небольшим числом каналов (608).
 5. Наблюдения на многоканальных спектрографах. Первые обнаружения экзопланет (609).
 6. Проблемы калибровки шкалы длин волн (611).
 7. Сочетание спектроскопических методов с другими методами (613).
 8. Ограничения на точность спектроскопических определений параметров экзопланет (613).
 9. Свойства родительских звёзд (616).
 10. Спектроскопия транзитных явлений. Атмосферы экзопланет (616).
 11. Перспективные методы спектроскопических наблюдений (618).
 12. Перспективы проекта "Спектр-УФ" (621).
 13. Заключение (623).
- Список литературы (623).

1. Введение

Число публикаций по экзопланетам (планетам, находящимся вне Солнечной системы) возрастает стремительно

В.Е. Панчук^(1,2,a), Ю.Ю. Балега^(1,b), В.Г. Клочкова^(1,c),
М.Е. Сачков^(3,d)

⁽¹⁾ Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
369167 Нижний Архыз, Зеленчукский район,
Карачаево-Черкесская Республика, Российская Федерация

⁽²⁾ Институт космических исследований РАН,
ул. Профсоюзная 84/32, 117997 Москва, Российская Федерация

⁽³⁾ Институт астрономии РАН,
ул. Пятницкая 48, стр. 4, 119017 Москва, Российская Федерация
E-mail: ^(a) panchuk@ya.ru, ^(b) y.balega@presidium.ras.ru,
^(c) valentina.r11@yandex.ru, ^(d) msachkov@inasan.ru

Статья поступила 4 апреля 2019 г.,
после доработки 2 июля 2019 г.

(по данным Астрофизической информационной системы (Astrophysics Data System): в 1991–1995 гг. — 7 публикаций, в 1996–2000 гг. — 69, в 2001–2005 гг. — 742, в 2006–2010 гг. — 3497 и в 2011–2018 гг. — 13905). Число звёзд, в системах которых подтверждено наличие экзопланет, отстаёт ненамного (~ 3900 к 2019 г.). Поэтому обзоры, посвящённые экзопланетам, ограничены тематически. В настоящем обзоре мы сосредоточимся на технической стороне вопроса, которая в значительной степени определяет успехи или неудачи спектроскопических проектов. Упоминание избранных теоретических работ носит здесь вспомогательный характер и не отражает наших оценок в области, в которой мы не работаем.

Метод спектроскопии высокого разрешения является вторым по эффективности с точки зрения обнаружения экзопланет. Применение спектроскопических методов в исследовании экзопланет можно разделить на два направления: поиск и детальное исследование уже известных объектов. В первом направлении решающую роль играет массовость доплеровских измерений специализированными инструментами, внутреннюю точность которых необходимо поддерживать в течение длительного времени, во втором направлении основную роль играют предельные характеристики спектральной аппаратуры, достижимые сегодня на крупнейших многопрограммных телескопах. Эпохе обнаружений и последующих исследований экзопланет предшествовал полувековой период поисков, осуществляемых фотографическими методами и методами фотоэлектрических измерений с небольшим числом каналов.

2. Фотографические методы: астрометрия ближайших звёзд и доплеровская спектроскопия

Наличие маломассивного спутника звезды можно обнаружить по особенностям её углового перемещения (в проекции на небесную сферу), а также по изменениям

компоненты скорости движения в проекции на луч зрения (радиальной, или лучевой, скорости). В задаче оценки параметров орбиты системы с маломассивным спутником точность измерения лучевой скорости в течение длительного времени уступала точности определения координат звезды, поэтому первые указания на наличие маломассивных спутников у ближайших звёзд были получены астрометрическими методами. По измерениям фотографических изображений двойной звезды ζ Boo, полученных на 61-сантиметровом рефракторе, был сделан вывод о наличии в системе третьего тела [1]. Отклонения от орбиты двойной системы составляют 0,02 угловой секунды (угл. с) (большая полуось) с периодом 2,5 года. Проекция орбиты на картинную плоскость представляла собой практически прямую линию, так что следовало ожидать периодических вариаций лучевой скорости (изменяющейся в пределах 4 км с^{-1}). Масса третьего компонента оценивалась в $0,1 M_{\odot}$.

За полвека регулярных наблюдений, проведённых на длиннофокусных (фокусное расстояние $f > 10 \text{ м}$) фотографических рефракторах, построенных в конце XIX – начале XX вв., удалось исследовать несколько систем с невидимыми компонентами: Ross 614 [2], μ Dra [3], 61 Cyg [4], 70 Oph [5], BD+5°1668 [6]. Наиболее высокая точность измерений (вероятная ошибка 0,9 мкм) получена в [7] по наблюдениям, выполненным С.К. Костинским на нормальном (масштаб изображений 60 угл. с в 1 мм) пулковском астрографе ($f = 3,5 \text{ м}$). На работы [1, 7], в которых масса третьего компонента в системе 61 Cyg оценивалась в $0,02 M_{\odot}$ (20 масс Юпитера M_J), обратил внимание О. Струве [8], предлагая программу поиска внесолнечных планет методом измерения вариаций лучевых скоростей. В отличие от астрометрических методов, пригодных для исследования около 12 ближайших звёзд, доплеровские методы уже в то время позволяли принципиально расширить круг поиска.

Обнаружения маломассивных спутников не всегда подтверждались последующими исследованиями. При сравнении фотографических пластинок, полученных в 1894 г., 1904 г., 1907 г. и 1916 г., Барнард [9] обнаружил звезду с рекордно высокой величиной собственного движения (10,3 угл. с в год). Позднее по 2413 фотографическим пластинкам, полученным в период 1916–1962 гг., ван де Камп [10, 11] обнаружил колебания траектории звезды Барнарда, которые интерпретировал как обусловленные присутствием маломассивного спутника с периодом обращения 24 года (затем был добавлен ещё один спутник, имеющий период 12 лет). На фотопластинках приходилось измерять смещения центра изображения звезды до 0,001 мм. Поиски спутника звезды Барнарда проводились на датчиках точного гидирования (Fine Guidance Sensor — FGS) космического телескопа им. Хаббла (Hubble Space Telescope — HST) [12]. Условия эксперимента позволяли обнаружить компаньон с массой, большей массы Юпитера ($M_J = 1,9 \times 10^{27} \text{ кг}$, что в 10^3 раз меньше массы Солнца) с периодом более 150 сут. Новые ограничения на параметры компаньона установлены в результате анализа 248 измерений лучевой скорости [13], выполненных в 1987–2012 гг. на спектрографах Hamilton [14] фокуса куде (от фр. *coudé* — колено) 3-метрового телескопа Lick (телескоп им. Джеймса Лика (James Lick Telescope)) и HIRES (HIgh Resolution Echelle Spectrometer) [15] 10-метрового телескопа Keck Обсерватории Кека (W.M. Keck Observatory).

Следует отметить, что если гипотетическую планетную систему звезды Барнарда мы наблюдаем в плане, то изменения лучевой скорости звезды должны отсутствовать. Уникальность звезды Барнарда, по нашему мнению, состоит в другом — среди четырёх ближайших к Солнечной системе звёзд присутствует представитель старого населения Галактики (возрастом около 10 млрд лет). Некоторые результаты, полученные ранее методом фотографической астрометрии, были подтверждены доплеровскими измерениями (для ζ Boo в [16] и для BD+5°1668 в [17]). Пока современными астрометрическими методами обнаружено менее 1 % от общего числа экзопланет [18].

Первые уверенные измерения лучевых скоростей были выполнены на спектрографах с фотографической регистрацией (Фогель, Белопольский, Кэмпбелл, Адамс). К середине XX в. накопилось свыше 15000 определений лучевых скоростей с точностью около 1 км с^{-1} (средняя точность 750 м с^{-1}) [19]. Считалось, что такой точности недостаточно для обнаружения экзопланет (хотя позднее были обнаружены экзопланеты с полуамплитудой лучевой скорости $\sim 500 \text{ м с}^{-1}$ [20]). Здесь, по-видимому, сказался стереотип, сложившийся на основе строения Солнечной системы, в которой планеты-гиганты расположены далеко от центральной звезды. Поэтому при поиске юпитероподобных планет звезде следует наблюдать в течение нескольких лет, поддерживая внутреннюю точность определения лучевой скорости $\sigma(V) \sim 3 \text{ м с}^{-1}$ (если луч зрения лежит в плоскости орбиты планеты). Кроме того, в первую очередь предполагалось искать планеты в системах с центральной звездой солнечного типа (спектральный класс G5V).

Изучая распределение проекции скорости осевого вращения на луч зрения ($V \sin i$) у звёзд главной последовательности (резкое снижение $V \sin i$ при переходе через спектральный подкласс F5 [21]), О. Струве высказал гипотезу, что более холодные звёзды трансформировали угловой момент осевого вращения в угловой момент орбитального движения планет. Отсюда следовало одно из первых предположений о множественности планетных систем. Вторым аргументом являлось распределение расстояний между звёздами в тесных системах. Поэтому Струве не видел доводов против существования планеты на расстоянии $1/50$ астрономической единицы (а.е.) от звезды. Гипотетическая планета с массой Юпитера M_J , обращающаяся на таком расстоянии вокруг звезды с солнечной массой M_{\odot} со скоростью 200 км с^{-1} и периодом в одни земные сутки, вызовет доплеровские сдвиги с полуамплитудой 200 м с^{-1} (если наблюдатель находится в плоскости орбиты). Планета массой в $10 M_J$ давала бы осцилляции лучевой скорости $\pm 2 \text{ км с}^{-1}$. Струве также отметил, что при средней плотности планеты-гиганта, в пять раз превышающей среднюю плотность звезды, затмеваемая доля площади диска звезды составит $1/50$, а понижение блеска — 0,02 звёздной величины (что уже было доступным для измерений на первых фотоэлектрических фотометрах). Последний вывод открывал возможности обнаружения экзопланет у более слабых звёзд, недоступных методу фотографической спектроскопии. Программу поиска внесолнечных планет-гигантов предполагалось начать со спектроскопических исследований широких двойных систем, для которых спектр одной из звёзд можно было принять в качестве опорного [8].

Подчеркнём, что средняя точность 750 м с^{-1} в каталоге [19] характеризует скорее разнообразие применяемой спектральной аппаратуры и личные ошибки измерителя, чем внутреннюю точность каждого из спектрографов. Например, по куде-спектрам 2,5-метрового телескопа ошибка определения лучевой скорости составляла 23 м с^{-1} [22]. В работе [23] показано, что спектрограф фокуса куде 1,2-метрового телескопа Доминьонской астрофизической обсерватории (Dominion Astrophysical Observatory — DAO) обеспечивает внутреннюю точность 80 м с^{-1} и внешнюю (по стандартам лучевых скоростей) — 200 м с^{-1} . Внутренняя точность этих фотографических наблюдений соответствует условиям обнаружения экзопланеты массой $0,005 M_{\odot}$, находящейся на орбите радиусом 2 а.е. Заметим, что по проникающей способности упомянутый спектрограф 1,2-метрового телескопа превосходил даже спектрограф фокуса куде 5-метрового телескопа более чем на одну звёздную величину [24], т.е. являлся наиболее эффективным спектрографом высокого разрешения в 1960–1970-е годы. Однако принято считать, что рубеж точности в 100 м с^{-1} по фотографическим спектрам был преодолен в работах [25, 26], где впервые было отмечено, что сравнение абсорбционного (звезды) и эмиссионного (лабораторного стандарта) спектров вносит систематические ошибки в калибровку шкалы длин волн. В качестве опорного спектра в [25, 26] использовались узкие молекулярные абсорбции, формирующиеся в земной атмосфере (так называемые теллурические линии). В этом случае опорный спектр и спектр звезды формируются при одинаковом заполнении оптики спектрографа и влияние зональных ошибок, искажающих функцию рассеяния точки (Point Spread Function — PSF), исключается [27]. Работы по поиску маломассивных спутников методами фотографической спектроскопии можно определить как первый этап исследований.

3. Инструментальные ошибки дифракционных спектрографов

Ошибки определения доплеровских сдвигов обусловлены преимущественно особенностями инструментального решения, и в идеале они должны быть сведены к ошибкам, определяемым шумами приёмника. Однако к этой ситуации удалось приблизиться только в единичных случаях, о чём речь пойдёт ниже. В известных конструкциях преобладают инструментальные ошибки [28], в своём большинстве не зависящие от типа светоприёмника. Перечислим основные ошибки с упоминанием методов их устранения.

Атмосфера Земли работает как слабая призма, что проявляется в относительных смещениях центров монохроматических изображений звезды на щели [29]. Последнее приводит к относительным смещениям спектральных линий, находящихся в разных диапазонах длин волн. Эффект *атмосферной дисперсии* можно частично компенсировать, устанавливая на входе в спектрограф комбинацию призм [30], перестраиваемую в зависимости от зенитного расстояния, но для широкого спектрального интервала идеальная компенсация атмосферной дисперсии принципиально невозможна. Изображение звезды на входной щели спектрографа испытывает колебания как из-за набора собственных частот конструкции телескопа, так и вследствие атмосферной турбулентности.

Неоднородность освещённости входной щели приводит к смещениям центров тяжести монохроматических изображений щели; эти смещения, усреднённые в течение времени экспозиции, оказываются переменными от экспозиции к экспозиции [31]. Влияние неоднородности освещённости входной щели значительно снижается при оптоволоконном соединении телескопа и спектрографа и практически устраняется применением оптоволоконного перемешивателя апертур [32].

Эксперименты и оценки показали, что для стационарно размещённого спектрографа главным источником *нестабильности оптической схемы* являются температурные изменения параметров дифракционной решётки. Изменения температуры, давления и влажности влияют на величину коэффициента преломления воздуха, также вызывая смещение спектральных линий. Влияние нестability оптической конструкции и вариаций показателя преломления воздуха снижается посредством размещения спектрографа в термостатируемом объёме постоянного (низкого) давления [33–35]. Кроме того, если обеспечить условие одновременности регистрации спектра звезды и реперного спектра, то остаточные нестability спектрографа проявятся на обоих спектрах единообразно. Если исследуемый и реперный спектры формируются с неодинаковым вкладом от различных зон оптики спектрографа, то вследствие aberrаций и зональных ошибок оптики появляется *эффект рассогласования научного и реперного каналов* [27]. Этот эффект можно устранить, установив на входе спектрографа абсорбционную ячейку [36–41]. В этом случае исследуемый и реперный спектры формируются как одновременно, так и при одном и том же режиме заполнения апертуры спектрографа.

Одновременную регистрацию спектра звезды и спектра сравнения можно осуществлять не только с помощью абсорбционной ячейки, но и по схеме двухволоконного спектрографа, в котором по второму волокну подаётся излучение источника спектра сравнения. Если засветка спектром сравнения выполняется равномерно во времени, то темп засветки спектра звезды зависит от атмосферных условий и качества сопровождения объекта. Следовательно, средние моменты научной и калибровочной экспозиций будут различаться, и это различие необходимо измерить и учесть при вычислении всех доплеровских поправок, связанных со всеми передвижениями точки наблюдателя в Солнечной системе. С этой целью в конструкции оптоволоконного эшелле-спектрографа (эшелле — от фр. échelle (лестница)) однометрового телескопа Специальной астрофизической обсерватории (САО) РАН [42, 43] предусмотрены экспонетрический канал и дополнительный спектрограф для подготовки спектра сравнения.

Измерения доплеровских сдвигов нескольких тысяч линий выполняются преимущественно кросскорреляционными методами, в которых необходимо учитывать два следующих обстоятельства. Во-первых, при кросскорреляционной обработке различные участки спектра неравноправны вследствие переменной плотности распределения абсорбций и виньетирования изображения по полю камеры спектрографа. Во-вторых, применение полеспрямляющих линз, использование призм в качестве элементов скрещенной дисперсии, наличие дисторсии и в итоге изменение вида точечных диаграмм по полю камеры спектрографа затрудняют измерение лучевой скорости

методами, использующими сдвиг всех элементов спектра. Вызванная изменением лучевой скорости средняя величина линейного смещения спектра, постоянная при переходе от одного эшелле-порядка к другому, не является постоянной в пределах данного порядка [44]. В красном диапазоне длин волн следует исключать участки, содержащие линии теллурического спектра, имеющие другое значение лучевой скорости.

Недостатки алгоритмов очистки изображения от следов космических частиц затрудняют применение кросс-корреляционных методов при слабом сигнале. При измерении лучевых скоростей следует стремиться к переоценке контуров линий спектра звезды, т.е. к ситуации, в которой ширина элемента разрешения в спектре меньше доплеровской полуширины. В этом случае ошибка измерения сдвига линии пропорциональна ширине инструментального контура в степени $3/2$ (см. [45]). Полная ширина на половине интенсивности (full width at half maximum, FWHM) слабой линии в спектре звезды солнечного типа составляет около $0,07 \text{ \AA}$ на длине волны $\lambda \sim 4500 \text{ \AA}$, т.е. область экономичных измерений лучевых скоростей у звёзд солнечного типа начинается с величины спектрального разрешения $R = 130000$. Величина спектрального разрешения прямо пропорциональна диаметру коллимированного пучка и обратно пропорциональна диаметру телескопа [46], поэтому на крупных телескопах достижение значений $R > 60000$ связано с ощутимыми потерями света на входе спектрографа (или с потерями в числе одновременно регистрируемых элементов спектра, если для экономии света используются резатели изображения [47]). Вместе с тем на средних телескопах наблюдения с такими значениями R требуют настолько длительных экспозиций, что в течение этих экспозиций гелиоцентрическая поправка лучевой скорости существенно изменяется.

Переход от вакуумных приборов к полупроводниковым не оправдал полностью надежд на увеличение точности позиционных измерений за счёт "твердотельности" светоприёмника. У матриц приборов зарядовой связи (ПЗС) известны проявления нежёсткости модуля светоприёмника [31, 48, 49]. Для снижения влияния нестабильностей модуля светоприёмника используется частая (или непрерывная) калибровка. Идеальной является ситуация, в которой точность определения лучевой скорости ограничена лишь шумами светоприёмника. Это означает, что влияние других систематических и случайных факторов значительно уменьшено или исключено. Подобные примеры измерения лучевых скоростей уже известны [33, 50]. Далее отметим особенности различных методов, снижающих или устраняющих влияние перечисленных ошибок.

4. Фотоэлектрические методы с небольшим числом каналов

Измерение отдельных положений нескольких тысяч абсорбционных спектральных линий являлось трудоёмкой и непривлекательной процедурой, поэтому внедрение корреляционных и цифровых корреляционных методов расширило круг исследователей лучевых скоростей. В 1955 г. Фелжетт [51] предложил метод, в котором для получения среднего значения лучевой скорости не обязательно измерять положения отдельных линий, а надо измерять сигнал, пропущенный через подвижную маску

щелей, соответствующих положениям спектральных линий. В 1966 г. уже работал первый корреляционный фотометр [52], позволяющий определять лучевые скорости с точностью одного фотоэлектрического измерения 1 км с^{-1} . В серии работ Р.Ф. Гриффина по исследованию спектроскопических двойных систем впервые были продемонстрированы преимущества телескопа (диаметр зеркала $D = 0,9 \text{ м}$), работающего только по одной программе наблюдений (хотя и при плохом качестве изображений). Для массовых определений лучевых скоростей было изготовлено несколько корреляционных фотометров, устанавливаемых на кудэ-спектрографах, работающих в одном спектральном порядке дифракционной решётки [53–59].

Идея корреляционной маски была распространена на спектрографы со скрещенной дисперсией [44, 60, 61], и появились эффективные специализированные конструкции [62–64], устанавливаемые на телескопах с $D = 0,85–1,6 \text{ м}$. Обеспечивая в среднем точность $0,5–1,0 \text{ км с}^{-1}$, эти приборы считались малоприспособными для поиска экзопланет. На корреляционном спектрометре CORAVEL (CORrelation-RAdial-VELocities) [62], перенесённом на 1,5-метровый телескоп Европейской южной обсерватории (European Southern Observatory — ESO), по ярким звёздам достигнута точность $0,2 \text{ км с}^{-1}$. Корреляционные фотометры использовались для предварительного отбора звёзд (например, в программе поиска экзопланет, выполненной в Обсерватории Верхнего Прованса (фр. Observatoire de Haute-Provence — ОНП), исходной являлась выборка, состоящая из 600 звёзд с лучевыми скоростями, измеренными на CORAVEL с точностью $0,3 \text{ км с}^{-1}$. При доплеровском обнаружении коричневого карлика [65] показано, что одноканальный корреляционный фотометр позволяет обнаружить амплитуду изменения лучевой скорости $0,6 \text{ км с}^{-1}$, соответствующую движению планеты массой не менее $0,011 M_{\odot}$ (или $11 M_{\text{J}}$) по орбите, сравнимой с орбитой Меркурия. Этот результат, полученный с привлечением наблюдений на эшелле-спектрографе с линейкой диодов, установленном на 1,5-метровом телескопе [66], не рассматривался как обнаружение экзопланеты, так как давал нижнюю оценку массы (наклон орбиты оставался неизвестным).

Прорыв по точности фотоэлектрических измерений произошёл в 1970-х годах, когда для поиска экзопланет был создан спектрометр, работающий с парой фотоэлектронных умножителей (ФЭУ) или с линейкой диодов [67–71]. Резкое увеличение точности (до 10 м с^{-1}) обеспечивалось использованием интерферометра Фабри–Перо (ИФП), установленного в вакуумной камере на входе эшелле-спектрометра. Сканирование спектра осуществлялось изменением наклона пластин ИФП. Подчеркнём, что в методе Серковского впервые для измерения доплеровских смещений применялось *измерение интенсивностей*, пропущенных в отдельных порядках (каналах) ИФП, а не *измерение смещений* спектральных линий.

В 1978 г. П. Конн (P. Connes) предложил применить в корреляционном фотометре [51, 52] оптическое волокно, а вместо маски щелей использовать аппаратную функцию ИФП (функцию Эйри). Средств на изготовление прибора найти не удалось, и против соответствующих работ на кудэ-спектрографе Обсерватории Верхнего Прованса выступили астрономы, предпочитавшие "классическую" спектроскопию (см. [72]). Идею Конна реализовал астроном-любитель (профессиональный физик-ядер-

щик) Флинт [73], построивший частную обсерваторию. Автоколлимационный эшелле-спектрометр, соединённый с 67-сантиметровым телескопом посредством оптоволокну, был оснащён электрооптическим модулятором поляризации, ИФП; измерения в двух поляризациях осуществлялись с помощью двух ФЭУ. Научные результаты использования этого прибора нам неизвестны. К сожалению, высокотехнологичные методы применения ИФП в задаче доплеровских измерений до сих пор нельзя отнести к разряду массовых.

Методом, свободным от инструментальных эффектов, присущих дифракционным спектрографам, является использование резонансных ячеек, заполненных парами щелочных металлов [74–76]. Натриевая ячейка [77] помещается в магнитное поле, что в сочетании с установленным перед ней линейным поляридом обеспечивает поглощение в узких спектральных окнах, соответствующих положениям зеемановских компонент резонансной линии натрия. Величина магнитного поля подбирается так, чтобы положения спектральных окон находились на участках максимальной крутизны крыльев профиля линии натрия, формирующейся в звёздной атмосфере; ширина спектральных окон определяется температурой ячейки. Излучение в области резонансной линии натрия выделяется на входе прибора узким ($\Delta\lambda = 4 \text{ \AA}$) интерференционным фильтром. Два ФЭУ, оснащённые анализаторами круговой поляризации, регистрируют компоненты резонансного рассеяния, интенсивность которых пропорциональна потокам, попадающим в ячейку в крыльях линии. В другой схеме [78] используется один ФЭУ, а поляризации переключаются электрооптическим модулятором. Здесь основным источником ошибок (амплитудой до 1 м с^{-1}) являлось изменение угла входа излучения в модулятор, т.е. ошибки гидирования.

Основным преимуществом резонансного спектрометра является высокая светосила (прибор не имеет щели), основным его недостатком — работа по одной линии, точнее по узким фрагментам профиля линии. Принципиально важным обстоятельством является стабильность шкалы длин волн, что позволяет измерять *абсолютную* лучевую скорость. Этим методом были обнаружены и исследованы пятиминутные осцилляции фотосферы Солнца. Оба резонансных спектрометра показали высокую чувствительность к положению изображения Солнца и азимуту. Другое преимущество метода состоит в том, что резонансные ячейки являются *нулевыми реперами*, так как сравниваются свойства одних и тех же атомов (в атмосфере Солнца и в приборе). Для изучения колебаний лучевой скорости система должна быть откалибрована по всем известным движениям, в основном движениям Земли. В этом смысле процедура является такой же, как и при наблюдениях с магнитографом: в течение каждого дня наблюдений необходимо измерять дневной тренд лучевой скорости и удалять его. Оставшиеся колебания скорости являются солнечными, гелиосейсмического происхождения. Эта техника была использована и для наблюдений ярких звёзд. Фосса и др. [79] использовали натриевую ячейку в абсорбционном варианте (где квантовая эффективность выше, чем в случае резонансной ячейки). За две ночи накопления сигнала на 3,6-метровом телескопе были обнаружены колебания (p -моды) у α Кентавра (звёздная величина $m = -0,1$). Недостаток метода состоит в работе по одной линии, причём вблизи абсорбционного ядра, где поток минимален.

В работе [80] использовалась пара фильтров шириной $< 0,1 \text{ \AA}$, центры которых расположены симметрично на крыльях абсорбционной линии NaI. При изменении относительной скорости системы звезда–наблюдатель изменяются потоки в фильтрах. Магнитооптический фильтр представляет собой ячейку, заполненную парами натрия, помещённую между двумя скрещёнными поляризаторами в продольное магнитное поле. Ячейка блокирует весь спектр звезды, пропуская только те длины волн, для которых происходит магнитооптический эффект на атомах натрия. От звезды с $m = 0$ на 4-метровом телескопе в течение ночи можно было обнаружить одно-модовые колебания с амплитудой 50 см с^{-1} (!). Этот двухканальный метод также обеспечивал гелиосейсмическую точность.

Методы астросейсмологии, позволяющие восстановить функцию распределения плотности по радиусу звезды, характеризуются точностью, достаточной для исследований экзопланет земного типа. Работы по доплеровским измерениям на приборах с небольшим числом фотоэлектрических каналов можно определить как второй этап поиска экзопланет. Этот этап отличается сложностью эксперимента, разнообразием технических идей и приёмов обработки.

5. Наблюдения на многоканальных спектрографах. Первые обнаружения экзопланет

Многоканальные приёмники с высоким квантовым выходом вначале внедрялись на классических дифракционных спектрографах, разработанных ранее для фотографической регистрации. Использовались линейки кремниевых фотодиодов фирмы Reticon [81], объединяемые в модули до восьми линеек, так называемые Osticon [82]. Участок регистрируемого спектра был небольшим, точность определения доплеровских смещений определялась небольшим числом измеряемых линий в спектрах звезды и калибровки. Предпочтение отдавалось методам калибровки, свободным от зональных ошибок оптики спектрографа, с использованием теллурического спектра или спектра, формируемого в абсорбционной ячейке. Наличие линий реперного спектра и определяло рабочий диапазон длин волн. Положения и форма линий теллурического спектра зависят от условий в земной атмосфере, тогда как давление и температуру газа в абсорбционной ячейке, устанавливаемой на входе спектрографа, можно поддерживать с высокой точностью. В качестве наполнителей в абсорбционных ячейках использовались диоксид азота (N_2O_4) в диапазоне длин волн 3980–4600 \AA [70], фторид водорода (HF) в диапазоне длин волн 8670–8770 \AA [36, 37] и молекулярный йод (I_2) в диапазоне длин волн 5000–6000 \AA , последний использовался вначале при спектроскопии Солнца [83], а затем в звёздной спектроскопии [38, 84–86].

Точность около 10 м с^{-1} , поддерживаемая на короткой шкале времени, была достаточной для задачи астросейсмологии (исследование распределения плотности по радиусу звезды [87, 88]), в программах поиска малоамплитудных пульсаций холодных звёзд [89–91] и программах исследования градиента скорости в атмосферах цефеид [92, 93]. Оставалось увеличить число одновременно регистрируемых спектральных линий и решить проблему стабилизации характеристик спектрографа на

шкале длиной в 1 год и более. Одной из первых долгосрочных программ поиска экзопланет являлась программа, начатая в 1980 г. на телескопе CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope) с $D = 3,9$ м [94]. Под эту программу в течение 12 лет выделялось от трёх до шести пар ночей в год. Разумеется, вследствие высокой скважности рядов наблюдений вероятность обнаружения короткопериодических изменений лучевой скорости была мала. Из-за небольшого числа используемых линий (в диапазоне длин волн ~ 100 Å реперными являлись восемь линий HF) доплеровская точность по одной спектрограмме составляла 15 м с^{-1} .

В работе [95] сообщалось о вероятном обнаружении маломассивных спутников у двух звёзд из 12 карликов и 4 субгигантов, наблюдавшихся в течение шести лет. Ликская обсерватория, где в 1959 г. был установлен второй по величине ($D = 3$ м) зеркальный телескоп, через 20 лет оказалась в зоне урбанистической подсветки ночного неба. Поэтому акцент в наблюдательных программах всё более смещался в область спектроскопии относительно ярких звёзд. В 1986 г. на 3-метровом телескопе был введён в эксплуатацию спектрограф скрещенной дисперсии, оснащённый матрицей ПЗС [14]. Размещённый стационарно в фокусе куде спектрограф работал каждую ясную ночь с 3-метровым или 0,6-метровым телескопами, что повышало вероятность обнаружения короткопериодических изменений лучевой скорости.

В 1987 г. была начата программа поиска экзопланет и на спектрографе фокуса куде телескопа ($D = 2,7$ м) Обсерватории Макдональда [96]. На входе в калифорнийский и техасский спектрографы устанавливались абсорбционные ячейки, заполненные парами молекулярного йода. К обнаружению экзопланет доплеровским методом были ближе астрономы Ликской обсерватории, потерявшие некоторое время на реконструкцию камеры спектрографа. Программа доплеровского поиска экзопланет, начатая на спектрографе ELODIE [97] 1,93-метрового телескопа ОНР в 1994 г., охватывающая 324 карлика класса G, более ярких, чем звёзды с $m = 7,65$, обеспечила положительный результат уже в 1995 г.

Первыми об открытии маломассивного тёмного спутника у звезды 51 Pegasi сообщили Майор и Кело [98]. В ELODIE был применён метод двухволоконного соединения с телескопом; по второму волокну в спектрограф подавалось излучение лампы с полым катодом. Для учёта влияния эффектов нестабильности звёздной атмосферы 51 Peg были дополнительно проведены высокоточные фотометрические наблюдения звезды и тщательно исследована стабильность формы корреляционной функции, отражающей ожидаемую асимметрию линий. Атмосфера звезды оказалась стабильной [99].

На приоритет открытия повлияла некоторая путаница в спектральной классификации 51 Peg. В третьем издании каталога ярких звёзд (Bright Star Catalogue — BS) [100] 51 Peg классифицирована как G5V с подозрением на фотометрическую переменность, а в издании BS 1982 года звезда 51 Peg классифицирована уже как субгигант G2.5IVa; последнее послужило основанием для исключения 51 Peg из Ликской программы, начатой в 1986 г., при её сокращении. После обнаружения экзопланеты 51 Peg была снова классифицирована как принадлежащая главной последовательности, G2-G3V. В течение последующих 20 лет оба метода доплеровских измерений (наблюдения посредством абсорбционной ячейки и оп-

товолоконного сочетания спектрографа с телескопом) являлись наиболее популярными. Кроме ОНР и Ликской обсерватории продуктивно работало ещё несколько групп: в Аризоне [101, 102], Техасе [103] и на Гавайях [104]. Программы наблюдений включали в себя от 20 до 140 звёзд и были рассчитаны на периоды от 3 до 12 лет, поэтому обнаружение короткопериодических доплеровских вариаций явилось полной неожиданностью.

История открытия первых массивных экзопланет описана в [105–107]; здесь остановимся на технологических особенностях спектроскопии, обеспечивающих высокую точность ($\sim 10 \text{ м с}^{-1}$) доплеровских измерений. Прежде всего отметим роль многоканальных фотоэлектрических методов: только после внедрения линеек со счётом фотонов состоялось доплеровское обнаружение коричневого карлика [65], а первые экзопланеты были обнаружены только на спектрографах скрещенной дисперсии с матрицами ПЗС [98, 108–113].

Вторым фактором является выбор наиболее информативного диапазона длин волн, проведённый ещё в эпоху одноканальных корреляционных фотометров [114]. Заметим, что с продвижением в область маломассивных звёзд (холодных M-карликов) оптимальными (по потоку и числу линий) оказываются красный и ближний инфракрасный (ИК) диапазоны (6000–9000 Å) [115].

Третьим фактором является величина спектрального разрешения $R = \lambda/\Delta\lambda$. При повышении R имеет место переоценка линии (когда ширина аппаратной функции спектрографа $\delta\lambda$ становится меньше доплеровской ширины спектральной линии) и зависимость доплеровской точности от параметров линии изменяется [116].

Четвёртым фактором является стабильность оптико-механических параметров спектрографа, поддерживаемая в течение длительного времени.

И наконец, многое определяется техникой калибровки и цифровой обработки спектрограмм. При использовании йодной ячейки снимается проблема рассогласования звёздного и калибровочного каналов, оптика спектрографа заполняется собранным от звезды светом, пропущенным через ячейку. Важным обстоятельством является также то, что линии как исследуемого, так и реперного спектров — абсорбционные. Ограничением является протяжённость диапазона длин волн, в котором наблюдается абсорбционный спектр молекулярного йода. Метод абсорбционной ячейки используется как на многопрограммных, так и на специализированных телескопах [14, 15, 39–41, 117–121]. На рисунке 1 приведены фрагменты спектра звезды и спектра звезды со спектром йода, полученные на БТА (Большой телескоп азимутальный) в конце 1990-х годов (см. также [40, 41]).

Работы по обнаружению массивных экзопланет, выполненные на многопрограммных телескопах, можно определить как третий этап исследований. В этих работах обнаружены планеты с массой порядка массы Юпитера, расположенные на очень низких орбитах (радиус $\leq 0,05$ а.е.). Появились основания для уточнения существующих [122, 123] и развития новых [124–127] представлений о формировании планет Солнечной системы и систем экзопланет. Стереотип сравнения с планетами Солнечной системы уцелел: открываемые экзопланеты распределяются по привычным категориям (юпитеры, нептун, земли) с добавлением оттенков: "горячий", "супер" и т.д. Характерной особенностью третьего этапа стало взаимодействие спектроскопических методов с

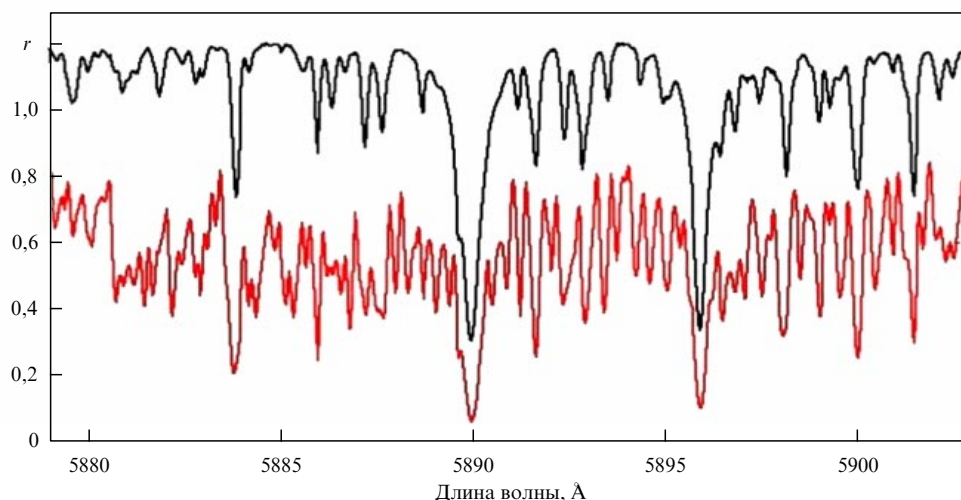


Рис. 1. Фрагменты одного спектрального порядка эшелле-спектров звезды солнечного типа, полученных на БТА. Верхняя кривая — спектр звезды, нижняя кривая — спектр звезды и молекулярного йода (сдвинут по остаточной интенсивности r на 0,2).

другими методами обнаружения и исследования экзопланет (в разделе 7 кратко остановимся на "неспектроскопических" методах).

Следующим этапом можно считать регулярную эксплуатацию нескольких инструментов [33, 34, 48, 128–140], специализированных для обеспечения высокой доплеровской точности. В результате увеличилась статистика доплеровских измерений и была оценена роль эффектов наблюдательной селекции. Были выполнены наблюдения, согласованные по времени с наблюдениями фотометрических эффектов, проявляющихся при прохождении планеты по диску звезды.

6. Проблемы калибровки шкалы длин волн

Точность доплеровских измерений, отмечаемая в публикациях, характерна для конкретной комбинации телескоп/спектрограф. При сопоставлении результатов, полученных с помощью различных инструментов, необходимо учитывать особенности средств калибровки доплеровских измерений. Впервые на ошибки, вносимые при сравнении эмиссионных линий спектра калибровки и абсорбционных линий спектра звезды, было указано ещё в [25, 26], однако метод калибровки по эмиссионному спектру (лампы с полым катодом, покрытым солями тория) используется до сих пор, в том числе в спектрографах, имеющих оптоволоконное соединение с телескопом. В работах с использованием абсорбционных ячеек удалось достичь точности $\sim 10 \text{ м с}^{-1}$, а в модели, учитывающей изменения функции рассеяния точки (PSF) по полю камеры, — 3 м с^{-1} [141]. Заметим, что для достижения такой точности пришлось пойти на 30-процентные потери эффективной площади объектива телескопа, устанавливая в коллимированном пучке соответствующие маски [39].

Методы калибровки можно разбить на две группы: сравнение абсорбционного спектра звезды с эмиссионным спектром лабораторного источника и сравнение абсорбционного спектра звезды с абсорбционным лабораторным спектром. Основным методом первой группы является двухволоконный метод, в котором в стационарно установленный спектрограф по "научному" во-

локну вводится излучение звезды, а по "калибровочному" волокну — излучение лампы с полым катодом. Близко расположенные полоски научного и калибровочного спектров регистрируются разными элементами светоприёмника, возникающие при этом инструментальные ошибки можно устранить, переключая функции волокон [42]. К первой группе можно отнести и метод формирования "эмиссионного" спектра сравнения посредством пропускания непрерывного спектра через эталон Фабри–Перо [142], содержащийся в стабильных (по температуре и давлению) условиях. Пики аппаратной функции эталона распределены по длинам волн квазиравномерно, что снижает ошибки построения дисперсионной кривой по спектру калибровки. В первой группе наиболее точным считается дорогостоящий метод "лазерной гребёнки" [143–148], формирующий систему равноотстоящих ярких пятен одинаковой интенсивности.

Преимуществом методов второй группы является возможность одновременной регистрации научного и калибровочного спектров одними и теми же элементами светоприёмника (спектр калибровки накладывается на спектр звезды), что устраняет инструментальные ошибки, возникающие вследствие неидентичности заполнения оптики спектрографа "научным" и "калибровочным" светом. Применение йодной ячейки ограничено диапазоном, в котором наблюдается молекулярный спектр йода (кроме того, при понижении температуры возникает эффект полимеризации на оптических окнах ячейки). Если между телескопом и спектрографом разместить эталон Фабри–Перо, работающий в отражённом свете, то на спектре звезды получим систему равноотстоящих абсорбционных реперов; этот метод представляется нам перспективным для спектрографа [149], эксплуатируемого на подвижной платформе 6-метрового БТА.

В 1983 г. П. Конн предложил метод абсолютной астрономической акселерометрии (AAA) [72], главным достоинством которого является перенос доплеровских измерений из некогерентной области в когерентную, что позволяет принципиально увеличить точность. Идея метода AAA основана, по-видимому, на методе гетеродинамической спектроскопии [150], посредством которого, смеси-

вая монохроматические частоты в оптическом диапазоне, измеряли частоту биений с помощью обычного частотомера. Подчеркнём, что в применениях метода ААА первыми были указаны задачи звёздной сейсмологии, второе место отводилось поиску внесолнечных планет. Точность измерения скорости центра звезды ограничена рядом физических эффектов в звёздных атмосферах (см. [151–155]), поэтому величину гравитационного покраснения, в случае Солнца эквивалентную доплеровскому сдвигу в 600 м с^{-1} , можно определить с точностью всего $\sim 100 \text{ м с}^{-1}$. С другой стороны, *изменения скорости* можно измерить с точностью, на три порядка более высокой [77]. Исходя из ограничений, известных в то время по данным астросейсмологии, П. Конн сформулировал требования к методу ААА: звёздный акселерометр должен измерять вариации лучевой скорости с точностью 1 м с^{-1} на шкале минуты/часы (на которой сейсмологические проявления у звёзд большинства типов предполагались незначительными). Столь высокая точность измерений ускорения должна поддерживаться на интервале дни/месяцы/годы, но это уже требования, исходящие от задачи поиска экзопланет. Таким образом, уже в начале 1980-х годов были разработаны принципы солнечной и звёздной акселерометрии.

Переход к измерениям когерентного сигнала удобно проиллюстрировать на схеме солнечного акселерометра (рис. 2). Излучение Солнца как звезды (т.е. собранное с видимой полусферы) или участка фотосферы подаётся по оптическому волокну на вход эталона Фабри–Перо, работающего в центральном пятне. Пространственное разведение порядков эталона обеспечивает эшелле-спектрограф (рис. 3) со спектральным разрешением $R \sim 150000$. На рабочую поверхность одной из пластин эталона нанесён тонкий (толщиной $\sim 100 \text{ \AA}$) слой прозрачного материала. Напыление нанесено через маску, в которой площади напыляемых (Z2) и затенённых (Z1) зон равны. Таким образом, в одном оптическом элементе объединены два эталона, формирующие смещённые системы порядков. Толщина напыления выбрана так, чтобы один и тот же порядок эталона (с номером k_S), формируемый зонами Z2 и Z1, был смещён на расстояние, равное ширине измеряемой линии S в спектре Солнца.

По разности интенсивностей $\Delta I_S = I_{RS} - I_{VS}$, измеренных в крыльях линии солнечного спектра двумя детекторами, формируется сигнал, управляющий толщиной воздушного промежутка между пластинами эталона. Второй сигнал поступает от перестраиваемого лазера (He-Ne, $\lambda = 6328 \text{ \AA}$). Добротность эталона выбрана невысокой, чтобы на каждой длине волны монохроматический сигнал регистрировался в двух соседних крыльях аппаратной функции эталона. Таким образом, излучение лазера будет регистрироваться в паре смещённых порядков с другим номером (k_L) второй парой детекторов. Разность интенсивностей $\Delta I_L = I_{RL} - I_{VL}$ можно свести к нулю, изменяя частоту лазера. Следовательно, частота лазера будет отслеживать процесс подстройки полос пропускания эталона к линии солнечного спектра. Смешивая частоту перестраиваемого лазера с частотой другого, стабилизированного, лазера, можно получить биения, регистрируемые отдельным детектором и частотомером. Таким образом, измерения ускорения переносятся из области некогерентного излучения в когерентную область.

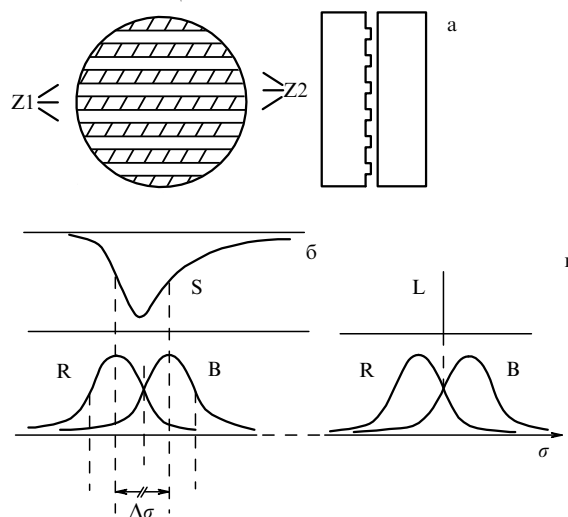


Рис. 2. Принцип работы солнечного акселерометра (по [72]). (а) Схема двойного интерферометра Фабри–Перо (ИФП): Z1 — свободные зоны пластины ИФП, формирующие длинноволновые (R) порядки в паре; Z2 — полосы напыления прозрачного слоя, формирующие коротковолновые (B) порядки в паре. (б) Положения и профили порядков двойного ИФП относительно профиля линии S в спектре Солнца. (в) Положения линии L перестраиваемого лазера в шкале частот σ .

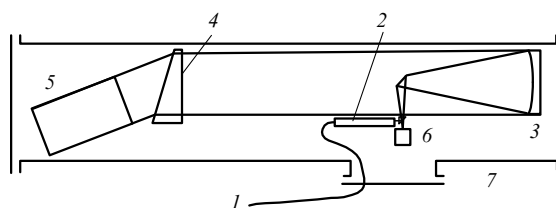


Рис. 3. Эшелле-спектрограф EMILIE [33], построенный по схеме Литтрова–Шмидта: 1 — оптическое волокно (диаметр 50 мкм); 2 — согласующая оптика; 3 — сферическое зеркало (диаметр 305 мм, $f/4$); 4 — призма двойного хода с асферической первой поверхностью; 5 — эшелле-R2; 6 — матрица ПЗС; 7 — вакуумная камера.

В [72] показано, что отношение частот биений N_{t1}/N_{t2} , полученных в два момента наблюдений ($t1$ и $t2$), равно относительному изменению лучевой скорости $(V_{t2} - V_{t1})/c$. Толщина эталона и длина волны измеряемой линии солнечного спектра исключаются, необходимо измерить только частоту биений. Ограниченная шумами приёмника (последний должен иметь как минимум четыре канала, два — на линию солнечного спектра и два — на линию лазера) ошибка измерений в солнечном акселерометре оказалась почти на три порядка меньше, чем в методе ячейки, заполненной парами натрия [77]. Звёздный акселерометр отличается от солнечного тем, что в первом свет исследуемой звезды необходимо экономить. Поэтому в абсолютном звёздном акселерометре используется информация о доплеровском сдвиге большого числа линий. В интерферометре с высокой добротностью теряется значительная доля излучения в пиках аппаратной функции (см., например, [156, 157]), поэтому в звёздном акселерометре Конна прохождение света звезды через ИФП не предусмотрено. Здесь используется важное свойство солнечного акселерометра: небольшая перестройка интерферометра, отслеживающая доплеров-

ский сдвиг, не зависит от длины волны. Распределение линий звёздного спектра не повторяет распределения пиков пропускания интерферометра, поэтому метод солнечной акселерометрии нельзя распространить на большее число линий. Но *совпадают доплеровские смещения* спектров звезды и интерферометра. Принцип работы звёздного акселерометра состоит в последовательной регистрации на одном и том же многоканальном спектрографе излучения звезды и белого света, пропущенного через интерферометр. Как и в солнечном акселерометре, состояние перестраиваемого интерферометра контролируется излучением перестраиваемого и стабилизированного лазера, регистрируется частота биений.

Важно отметить, что в абсолютном звёздном интерферометре ошибки, присущие собственно дифракционному спектрографу (перечисленные выше, а также в [28]), исключаются. Для величины квантовой эффективности, характерной для матриц ПЗС начала 1980-х годов, оценка ошибки измерения ускорения по спектру звезды с $m = 10$ на однометровом телескопе за 1 ч накопления составила 1 м с^{-1} [72]. Абсолютный звёздный акселерометр явился первым многоканальным спектральным прибором, на котором была достигнута точность доплеровских измерений, ограниченная только шумами приёмника [50]. К настоящему времени точность калибровки для лучших спектрографов выше, чем 1 м с^{-1} , и такая точность может поддерживаться в течение нескольких лет. Центральным остаётся вопрос: наблюдая абсорбционный спектр, формирующийся в звёздной атмосфере, можем ли мы уверенно определить лучевую скорость центра звезды (или барицентра звезда–планета) с точностью, достигнутой методами калибровки?

7. Сочетание спектроскопических методов с другими методами

По технике наблюдений методы обнаружения и исследования экзопланет разделяются на астрометрические, фотометрические и спектроскопические [158]. Астрометрические, как упоминалось, давали небольшой выход, так как позволяли исследовать относительно близкие окрестности Солнечной системы. Надежды возлагаются на интерферометр PRIMA (Phase-Referenced Imaging and Microarcsecond Astrometry) телескопа VLT (Very Large Telescope) [159] и на орбитальные миссии (см., например, [160]). Фотометрические методы разделяются на транзитные методы (измерения яркости родительской звезды при прохождении планеты по диску [8, 161–165]) и методы наблюдения эффектов отражения излучения звезды от диска планеты [166]. Методы получения изображений экзопланет средствами адаптивной оптики [167, 168] более эффективны в ИК-диапазоне. Метод микролинзирования (быстрые изменения яркости, встречающиеся при эффектах транзита [169, 170]) позволяет обнаруживать планеты с малой массой, однако достоверность неповторяющихся явлений микролинзирования можно подтвердить только одновременными наблюдениями с помощью различных инструментов. Разновидностью фотометрических методов являются методы измерения отклонений моментов транзитных событий [171, 172], позволяющие обнаружить в системе дополнительные гравитационные возмущения. К фотометрическим методам исследования экзопланет можно отнести также методы прямого

обнаружения с использованием интерферометров и коронографов разных типов [173], но при этом необходимо получить контраст изображения порядка 10^{-10} . Коронографические методы открывают возможность спектроскопии планетных атмосфер [174].

Во всех перечисленных методах регистрируется фотометрический сигнал, выделенный в широкой спектральной полосе. В доплеровском методе измеряются смещения спектральных линий, возникающие вследствие вращения звезды вокруг барицентра звезда–планета. Период колебаний проекции скорости вращения на луч зрения связан с радиусом орбиты планеты. Из-за неопределённости угла i наклона плоскости орбиты к лучу зрения удаётся определить только $M \sin i$, где M — масса планеты. Когда в системе наблюдаются и фотометрические затмения, ограничения на угол i становятся жёсткими, в этом случае можно определить массу планеты M . По типу спектра звезды можно оценить её массу и радиус, а по глубине затмения — радиус планеты. Если известны размер и масса планеты, то можно оценить её плотность. Сочетание доплеровских и фотометрических наблюдений позволяет расширять статистику свойств экзопланет [175].

Развитием транзитной фотометрии являются спектроскопические наблюдения. По наблюдениям на спектрометре HIRES (High Resolution Echelle Spectrometer 10-метрового телескопа Keck-I был установлен верхний предел уровня потока, отражённого атмосферой экзопланеты в системе τ Bootes, — менее чем 5×10^{-5} от звёздного [176]. В таких экспериментах необходимо с высокой точностью построить модель спектра звезды (из совокупности всех наблюдаемых спектров, например 580 спектров в [177]), чтобы из каждого наблюдаемого спектра выделить сигнал, принадлежащий планете. При этом делается сильное предположение: все эффекты отклонения наблюдаемого спектра от модельного принадлежат спектру, отражённому от планеты. Если известна орбита планеты, то предпочтение при построении модельного спектра можно отдать тем фазам, в которых вклад отражённого спектра отсутствует. Спектр планеты (составляющий в случае τ Bootes максимум 10^{-4} от звёздного спектра), выделенный для каждой фазы посредством вычитания модельного спектра, всё равно "тонет" в шумах [178].

8. Ограничения на точность спектроскопических определений параметров экзопланет

Перечислим физические эффекты в атмосферах и оболочках, ограничивающие точность определения лучевой скорости центра звезды. В подавляющем большинстве случаев в спектрограф попадает излучение, усреднённое по диску звезды. "Взвешивание" потока, идущего от центральных и периферийных зон диска, хорошо описывается теорией переноса излучения в гидростатической атмосфере. Наличие движений в звёздной атмосфере также сказывается на спектре, но тип весовых функций может быть другим (см., например, [179]). Всё это будет отражаться на определении скорости движения центра звезды.

Ниже перечислим эффекты, принципиально ограничивающие точность измерения лучевых скоростей теми методами, в которых используется обобщённая (т.е.

усреднённая по спектру данной звезды) информация о форме и положении линий. К таким методам относятся разновидности кросскорреляционных методов. Применение кросскорреляционной техники предполагает, что поле (радиальный градиент) скоростей в звёздной атмосфере не изменяется со временем или изменения градиента незначительны на шкале ожидаемых изменений скорости. В противном случае снизится точность определения лучевых скоростей.

Основные явления, которые могут приводить к понижению точности, следующие: когерентные колебания, конвективные движения, сверхгрануляция, циклы звёздной активности, вспышки и осевое вращение звезды. Для того чтобы отделить перечисленные эффекты от кинематического ускорения, следует построить амплитудную диаграмму распределения скоростей. В атмосферах звёзд солнечного типа амплитуда некинематических изменений лучевой скорости, проинтегрированная по диску звезды солнечного типа, составляет менее 100 м с^{-1} . Кратковременные (менее 1 ч) вариации, связанные с когерентными осцилляциями и сверхгрануляцией, имеют малые амплитуды на Солнце и уже наблюдаются у ярких звёзд солнечного типа. Вариации на промежуточной временной шкале (дни – месяцы) связаны с модуляцией вращением (когда на профили линий влияют большие группы долгоживущих пятен или области вспышек).

Наличие активных областей может модулировать ядра сильных (хромосферно-чувствительных) линий, форма и положения слабых линий при этом сохраняются. Следовательно, при доплеровском поиске невидимых спутников звёзд в случае, когда роль слабых линий и линий умеренной интенсивности преобладает, влияние пятен и активных областей может и не проявиться. Тем не менее положения ядер сильных линий необходимо проверять на корреляцию с эмиссией в К-линии дублета CaII (сведения о исследованиях модуляции этих потоков осевым вращением можно найти в [180]). Для одновременных наблюдений в линии К CaII спектрограф, работающий в оптимальной (для доплеровских измерений) области спектра, следует дооснастить каналом наземного ультрафиолетового диапазона.

На рисунке 4 приведён фрагмент спектра 16 Cyg A — звезды, близкой по светимости к Солнцу. В данном случае признаки хромосферной активности обнаружимы только при наблюдениях с высоким спектральным разрешением. Малоамплитудные колебания положений абсорбционных линий в спектре Солнца как звезды, вызываемые изменениями солнечной активности, можно выделить из всех доплеровских возмущений, хорошо известных для Солнечной системы.

В работе [182] из спектров Солнца как звезды, полученных на спектрографе HARPS (High Accuracy Radial velocity Planet Searcher) [34] по наблюдениям света, отражённого от астероида Веста, в течение двух осевых оборотов Солнца были выделены недоплеровские смещения линий, эквивалентные изменениям лучевой скорости на 15 м с^{-1} . Звезда HD 166435, известная своей активностью (фотометрические изменения, эмиссия в H CaII, вариации формы бисектора абсорбций), с периодом около 3,8 сут [183] была исследована на реконструированном (получено разрешение $R = 220000$) спектрометре CES (от фр. Coudé Echelle Spectrometer) 3,6-метрового телескопа ESO [184]. Показано, что учёт асимметрии линий, возникающей из-за наличия холодных пятен, вдвое снижает

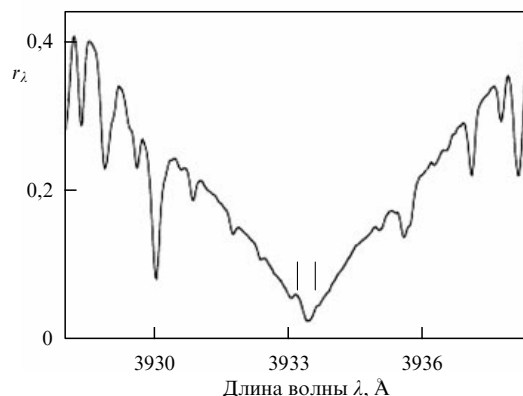


Рис. 4. Центральная часть профиля линии К CaII в спектре 16 Cyg A (G1.5Vb). Вертикальными отрезками отмечены остатки эмиссионного хромосферного профиля: K2v ($\lambda = 3933,2 \text{ Å}$) и K2g ($\lambda = 3933,6 \text{ Å}$). (По данным наблюдений на НЭС БТА, приведённым на рис. 1а в работе [181].)

амплитуду изменения лучевых скоростей. Активная звезда CoRoT-7 исследована спектроскопически и фотометрически в отсутствие транзитов [185], что позволило оценить вклад пятен в фотометрию и вклад конвекции в форму бисекторов. В этом случае также выявлены недоплеровские вариации положений линий.

На результат поиска долгопериодических малоамплитудных колебаний лучевой скорости, вызванных присутствием невидимого компонента, влияет также асимметрия линий вследствие фотосферной грануляции [151 – 155, 186]. В звёздной атмосфере конвективный перенос энергии составляет всего несколько процентов от лучистого переноса. Поток излучения от поверхности, покрытой конвективными элементами (гранулами), определяется преимущественно более горячими (яркими) участками конвективных элементов. Эти участки поднимаются в атмосфере, доплеровские ядра линий, формирующиеся в этих участках, имеют коротковолновое смещение. Холодные участки конвективных элементов, опускающиеся в атмосфере, дают длинноволновое смещение ядер линий, но вклад от холодных участков является второстепенным ввиду пониженной яркостной температуры. В области крыльев линий, где поток выше, вклад от холодных участков несколько больше, чем в ядре. В целом, интегральный профиль линии показывает небольшую асимметрию (синесмещённое ядро).

Эффект асимметрии принято описывать бисекторами линий — кривыми, образованными совокупностью точек, равноудалённых от синего и красного крыльев линий на заданных уровнях остаточной интенсивности r (рис. 5). Линии различной глубины формируются преимущественно при разных плотностях и температурах, поэтому указанный эффект асимметрии должен различаться от линии к линии (или между группами линий близкой интенсивности). Если конвективные элементы являются крупными и их число невелико, то эффект асимметрии будет зависеть и от времени. Лучевую скорость звезды в этом случае уже нельзя описать одной величиной, поэтому эффекты асимметрии накладывают принципиальное ограничение на точность процедур определения лучевых скоростей кросскорреляционными методами.

По спектру Солнца как звезды показано, что профили слабых, не чувствительных к магнитному полю линий

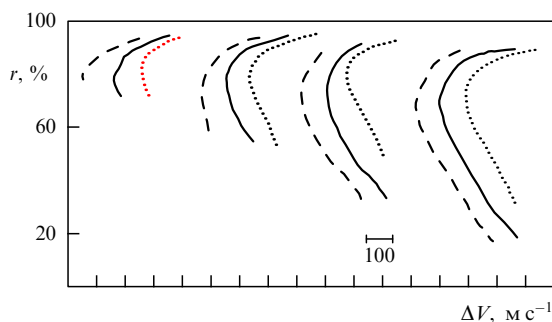


Рис. 5. Средние бисекторы для групп линий FeII в спектре Солнца как звезды (по данным рис. 5 из [187]). Сплошные кривые — все линии; штриховые кривые — линии с низким потенциалом возбуждения нижнего уровня, $0 < \chi < 3$ эВ; пунктирные кривые — линии с высоким потенциалом возбуждения нижнего уровня, $3 < \chi < 7$ эВ. Линии сгруппированы по величине центральной остаточной интенсивности r , бисекторы раздвинуты по шкале скоростей V . Одно деление по оси абсцисс равно 100 м с^{-1} .

изменяются с циклом солнечной активности [188]. Дело в том, что циклические изменения поверхностного магнитного поля влияют на характер конвекции, т.е. в итоге приводят к изменению асимметрии профилей линий. Бисекторы линий на промежуточных глубинах профилей могут изменяться с периодом солнечной активности на 75 м с^{-1} . Изменения асимметрии солнечных линий были заподозрены и в [189], позднее этот эффект был детально изучен [190, 191] и промоделирован [192, 193]. У звезды HD 166435 обнаружены колебания лучевой скорости с полуамплитудой 83 м с^{-1} и периодом 3,8 сут [183]. Были проведены фотометрические наблюдения и наблюдения в линиях H и K CaII с целью поиска вращательной модуляции и признаков магнитной активности соответственно. Оказалось, что вариации лучевой скорости коррелируют с ориентацией бисекторов спектральных линий, а фотометрические колебания сдвинуты на четверть цикла (около 30 сут) относительно изменений лучевой скорости. В течение двухлетнего мониторинга эффект сохранился, и HD 166435 оказалась наиболее стабильной из активных звезд. Предложена модель магнитного ротатора, согласно которой пятна стабильно генерируются магнитным полем в одной и той же области.

Структура стационарной атмосферы звезды может быть приближенно описана одномерной моделью на основе уравнения гидростатического равновесия. В процессе эволюции звезды изменяются условия энерговыделения различных слоёв, оболочка и атмосфера начинают расширяться, что может сопровождаться перетеканием вещества в межзвездную среду. При потере определённого количества вещества эти процессы отражаются на форме линий. Например, если вещества, находящегося в расширяющейся области, достаточно для формирования ядер сильных линий, то лучевые скорости, измеренные по положениям ядер и крыльев сильных линий, будут различны. Если измерения лучевых скоростей проводятся преимущественно по доплеровским ядрам, то такие измерения по сильным и слабым линиям могут систематически различаться. Поэтому в программы доплеровского поиска экзопланет включаются только звезды V-класса светимости (напомним казус с классификацией звезды 51 Peg в качестве субгиганта).

В атмосферах химически пекулярных звезд некоторых типов наблюдаются зоны концентрации избранных элементов (и их ионов), в которых преимущественно и формируются соответствующие спектральные линии. Поэтому для различных элементов положения линий, определяемых видимой полусферой звездной атмосферы, различаются. Точность "тотального" применения кросскорреляционной техники, т.е. по всем линиям спектра таких звезд, будет ограничена. Осевое вращение и нерадикальные пульсации "пятнистой" звезды приводят к изменению формы линий, а при недостаточном спектральном разрешении модулируют положения ядер линий [194, 195].

Наблюдаемые частоты в спектрах быстроосциллирующих пекулярных A-звезд (гоАр) хорошо согласуются с модельными [196]. У одной из быстроосциллирующих пекулярных звезд обнаружена близкая (радиус орбиты 0,5 а.е.) соседка массой $0,5 M_{\odot}$ [197], что повлияет на стратегию спектроскопического мониторинга гоАр-звезд. Амплитуда гравитационного красного смещения в атмосферах звезд разной светимости достигает трёх порядков: от 30 км с^{-1} в атмосферах белых карликов до 30 м с^{-1} в атмосферах сверхгигантов [198]. Из-за неточностей в определении ускорения силы тяжести методом моделей атмосферы радиус и масса звезды не определяются с точностью, лучшей чем 5%, и для одиночной звезды гравитационное смещение не может быть вычислено с точностью, лучшей чем 50 м с^{-1} . Близкий спутник может оказать влияние на форму спектральных линий центральной звезды посредством эффекта отражения [199]. По характеру возмущений профилей линий можно восстановить угол наклона орбиты, а затем и массу спутника. Метод позволяет определить также комбинацию радиуса и альбедо спутника. Требуемая точность регистрации профилей линий является сегодня предельно достижимой.

Исследование спектра звездных пульсаций является едва ли не единственным (ещё — по вращению линии апсид в двойных системах) способом получения эмпирической информации о распределении массы вдоль радиуса звезды. В астросейсмических исследованиях для получения спектра пульсаций необходимо выполнить продолжительные непрерывные ряды наблюдений, с этой целью следовало использовать телескопы, распределённые по долготе. Успешной оказалась программа WET (Whole Earth Telescope) [200, 201], в которой на разных континентах проводились координированные фотометрические наблюдения одного и того же объекта.

Задача спектроскопических астросейсмических наблюдений осложняется также тем, что для обеспечения непрерывных рядов необходимы телескопы с большими диаметрами ($D \sim 2-4 \text{ м}$), оснащённые однотипным спектроскопическим оборудованием. Эти телескопы должны работать по согласованным программам наблюдений. Одной из первых попыток астросейсмических наблюдений являлась программа MuSiCoS (Multi-Site Continuous Spectroscopy) [202], получившая развитие в согласованной работе расположенных в Европе, на Гавайях и в Китае двухметровых телескопов, оснащённых однотипными спектрографами. Ограничение на диаметр используемого телескопа определяется продолжительностью накопления сигнала для каждого из спектров. При продолжительных экспозициях невозможно выделить высокочастотные гармоники пульсаций. Известно, что коле-

бания различных мод могут возбуждаться и затухать, а амплитуда лучевой скорости может изменяться от ночи к ночи [85].

9. Свойства родительских звёзд

Если у спектроскописта нет возможности обеспечить необходимую доплеровскую точность, то он может участвовать в исследовании проблемы формирования экзопланет, анализируя химический состав атмосфер звёзд, у которых экзопланеты уже обнаружены. Модели формирования планет можно разделить в основном на два типа: модель аккреции на ядро [203–205] и модель дисковой неустойчивости [206, 207]. Сценарий аккреции на ядро твёрдых, богатых металлами частиц подтверждается преобладанием планет вокруг звёзд с повышенной металличностью [208–218]. Однако планеты-гиганты были обнаружены и у звёзд с пониженной металличностью [219, 220]. Корреляция металличность–доля звёзд с планетами хорошо установлена только для планет-гигантов, а для звёзд с планетами массы Нептуна и суперземлями подобной корреляции пока не наблюдается. По спектрам 1111 звёзд спектральных классов FGK, полученных на спектрографе HARPS [34], был исследован химический состав звёздных атмосфер [221]. Проводилось сравнение звёзд, у которых планеты пока не обнаружены, со звёздами, у которых были обнаружены как нептуну и суперземли (26 звёзд), так и массивные планеты (109 звёзд). Оказалось, что в определённом интервале металличностей ($[Fe/H] \leq -0,2-0,1$, в зависимости от химического элемента) у звёзд с планетами относительное содержание $[X/Fe]$ элементов, где $X = Mg, Al, Si, Sc, Ti$, систематически выше, чем у звёзд сравнения. Наиболее отчётливо это выражено для Mg.

В работе [222] исследовано содержание Li у звёзд, являющихся "близнецами" Солнца по спектральному классу и классу светимости. Показано, что у 22 звёзд с планетами среднее содержание Li ниже, чем у 60 звёзд сравнения. Так как параметры всех звёзд заключены в узких интервалах ($\Delta T_e = 80$ K, $\Delta \log g = 0,2$, где T_e — эффективная температура атмосферы, g — ускорение силы тяжести в атмосфере, $\Delta[Fe/H] = 0,2$), был сделан вывод, что присутствие планет индуцирует дополнительное перемешивание в оболочках звёзд. Если перемешивание затрагивает слои с условиями, достаточными для выгорания лития, то содержание последнего в атмосфере понижается. Оказалось, что степень истощения лития выше у звёзд с планетами, имеющими массу больше, чем у Юпитера.

В работе [223] рассматривается вопрос о корреляции металличность–наличие планеты для звёзд-гигантов. По двум спискам линий были переопределены параметры атмосфер проэволюционировавших звёзд с планетами (71 звезда). Для красных гигантов ($\log g < 3,0$) с планетами не было найдено признаков обогащения металлами по отношению к красным гигантам без планет. Пять известных каменных планет (Kepler-10b, Kepler-36b, Kepler-78b, Kepler-93b и CoRoT-7b), массы которых измерены с высокой точностью (пока это 20%), на диаграмме $M-R$ (масса–радиус) попадают на одну линию [224], соответствующую модели планеты, состоящей из 17% железа и 83% силикатов. Это соотношение с точностью 20% согласуется с оценками содержания Fe, по-

лученными в [225] для Земли (36%), Венеры (30–36%) и Марса (23–25%).

В конденсационной модели формирования планет относительные содержания элементов в пределах небольших расстояний от звезды (~ 1 а.е.) не изменяются. Если бы удалось сопоставить содержания железа и других элементов в атмосфере звезды и в модели планеты, то можно было бы получить ключ к определению соотношения Fe и других элементов у землеподобных планет. В работе [226] определены содержания Fe, Si, Mg, O и C в атмосферах трёх звёзд: CoRoT-7, Kepler-10 и Kepler-93. Если соотношение массы ядра планеты (полученной из соотношения масса–радиус) и химического состава звезды подтвердится на более представительной выборке, то получим возможность оценки внутреннего строения землеподобных планет.

Таким образом, определение химического состава звёзд оказывается важным не только для исследования строения планетной системы, но и для определения внутренней структуры и химического состава планет. Точные спектроскопические параметры для звёзд с планетами из обзора WASP (Wide Angle Search for Planets) получены в [227]. Установлен предел точности параметров атмосфер ($\Delta T_e = 83$ K, $\Delta \log g = 0,11$, микротурбулентной скорости $\Delta V_t = 0,11$ км с⁻¹, $\Delta[Fe/H] = 0,10$), не зависящий от величины отношения сигнал/шум (S/N) в спектре. Сделан вывод, что по спектрам с пониженным S/N металличность $[Fe/H]$ завышается, последнее представляется нам достаточно тривиальным (см., например, [228, 229]).

10. Спектроскопия транзитных явлений. Атмосферы экзопланет

Транзитным явлением первоначально называли только фотометрический эффект затмения диска звезды диском планеты, когда в первом приближении относительная глубина минимума блеска не зависит от эффективной длины волны фильтра. При наличии у экзопланеты протяжённой атмосферы наблюдения в различных фотометрических полосах могут привести к обнаружению феномена хроматических вариаций формы кривой блеска (т.е. наличие различных глубин и продолжительностей затмения в разных лучах). В отдельных случаях по широкополосной фотометрии в видимом и инфракрасном диапазонах были сделаны выводы как о средней плотности экзопланеты (см., например, [230]), так и о среднем молекулярном весе её атмосферы (см., например, [231]). При таких выводах необходимо тщательно моделировать эффект потемнения диска звезды к краю, особенно в тех фотометрических полосах, где проявляется молекулярное поглощение. По наблюдениям четырёх транзитов планеты HD 209458b, выполненным на спектрографе STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) [232] телескопа HST, получены кривые затмений в 10 спектрофотометрических полосах, в диапазоне длин волн 2900–10300 Å [233]. В спектроскопических исследованиях транзитных явлений основным наблюдательным индексом является "отношение спектров" $\mathcal{R}(\lambda)$, полученных в течение транзита и в отсутствие его.

Главным фактором, определяющим $\mathcal{R}(\lambda)$, являются изменения с длиной волны λ высоты, на которой атмосфера планеты-гиганта становится непрозрачной для тангенциальных лучей. Строго говоря, на каждой длине

волны радиус планеты оказывается другим, следовательно, различаются глубины транзитов. По аналогии с атмосферами планет Солнечной системы атмосферы экзопланет-гигантов (Extrasolar Giant Planet — EGP) могут состоять из молекулярных смесей (H_2 , CO, H_2O , CH_4), и наиболее удобными для диагностики являются полосы в ближнем ИК-диапазоне. С этой точки зрения спектрографы, разработанные для высокоточных доплеровских измерений звёзд по атомным линиям оптического диапазона, оказываются неоптимальными для работ в ближнем ИК-диапазоне (в ряде конструкций этот диапазон остаётся "за кадром"). Следы атмосферы можно искать и по ядрам резонансных линий щелочных металлов, но по малым добавкам этих элементов трудно восстановить параметры молекулярной атмосферы. В работе [234] на примере объекта HD 209458b рассмотрена модель транзитного явления для случая атмосферы EGP, состоящей из H, C, N и O, при предположении гидростатического и химического равновесия и поглощения в полосах CO, H_2O и CH_4 . Требования к спектральному материалу достаточно высокие: $S/N > 10^3$, спектральное разрешение $10^3 < R < 10^6$.

Заметим, что продолжительность транзитного явления ограничивает достижимость указанных параметров на телескопах среднего диаметра. Теория аккреции на ядро предсказывает, что у звёзд с малой массой и малыми размерами аккреционных протопланетных дисков может формироваться значительное количество землеподобных планет, не обнаружимых сегодня по двум причинам. Во-первых, обнаружение таких маломассивных звёзд низкой светимости (коричневых и ещё более холодных, "бурых", карликов, температура недр которых недостаточна для реакций горения водорода) представляет собой определённую проблему. Во-вторых, фотометрический поиск транзитных явлений у таких звёзд следует проводить в ближнем ИК-диапазоне, где на точность измерений, безусловно, влияют вариации содержания водяного пара (осаждённой воды) в атмосфере Земли.

Моделируя вариации осаждённой воды в задаче долговременной фотометрии и спектроскопии M-звёзд, авторы [235] показали, что пространственные и временные неоднородности осаждённой воды могут обеспечить изменение блеска на 0,003–0,004 звёздной величины (в фотометрической полосе z обзора SDSS (Sloan Digital Sky Survey)), сравнимое с сигналом от прохождения суперземли по диску звезды среднего подкласса M. Причём характерное время вариаций прозрачности земной атмосферы сопоставимо со временем транзита. В работе [236] у звезды с эффективной температурой ниже 2700 K, находящейся от нас на расстоянии всего 12 пк, методом транзитной фотометрии обнаружены три землеподобные короткопериодические планеты.

Определение транзита можно расширить, добавляя эффекты отражения. При исследовании системы HD 20782 с максимальным значением эксцентриситета (0,97) авторы [166] показали, что фазовые вариации блеска обусловлены эффектом отражения, проявляющимся вблизи прохождения периастра. Кроме того, в расширенное определение транзитных явлений добавлены изменения спектра родительской звезды, связанные со следующими эффектами: затмением диска звезды, отражением и просвечиванием планетной атмосферы.

Здесь, помимо упомянутой работы [234], приведём несколько примеров. Напомним об *эффекте Росситте*

ра — *Маклафлина* (RM). При исследовании кривых лучевых скоростей двойных систем были обнаружены отклонения, связанные с эффектом осевого вращения затмеваемого компонента. При последовательном затмении частей диска, движущихся в направлении к наблюдателю и от наблюдателя, на кривой лучевых скоростей формировались выбросы в противоположные стороны. Для системы β Lyræ амплитуда отклонений составляет 26 км с^{-1} [237], для системы β Persei — 35 км с^{-1} [238]. Измерение эффекта вращения в двойных системах позволяет определить размеры затменной системы, тогда как анализ фотометрической кривой изменения блеска даёт только относительные размеры. Когда планета проходит между наблюдателем и звездой, часть поверхности звезды затмевается. Это приводит к искажению формы линий звёздного спектра и к небольшим (несколько десятков метров в секунду) изменениям лучевой скорости. Для случая затмения диска звезды экзопланетой удаётся определить угол между нормалью орбиты планеты и осью вращения звезды. Системы, в которых этот угол мал, встречаются преимущественно у холодных звёзд, с $T_e < 6250 \text{ K}$ [239, 240].

Было показано, что отмеченная температурная граница перехода к "отъюстированным" (компланарным к звёздному экватору) орбитам связана с изменением структуры внутреннего строения звёзд, когда внешняя конвективная оболочка становится ответственной за приливные взаимодействия [241]. В работе [242] определены углы наклона осевого вращения звезды к плоскости орбиты и сделаны предположения относительно динамической истории двух систем (WASP-13 и WASP-32). Если при транзитном явлении лучевые скорости определены в широком диапазоне длин волн, то можно измерить наклон *спектра пропускания*, формируемого планетной атмосферой. В работе [243] для трёх серий наблюдений транзитов планеты HD 189733b была измерена хроматическая составляющая RM-эффекта (изменения формы кривой уклонений лучевых скоростей в зависимости от поддиапазонов, каждой шириной 500 Å). При предположении, что единственной причиной изменения отношения радиусов планеты и звезды с изменением длины волны является рэлеевское рассеяние, оценены шкала высот и температура атмосферы ($2300 \pm 900 \text{ K}$).

В работе [244] использована модель RM-эффекта без предположений о форме линий, с использованием стабильных точечных диаграмм спектрографа HARPS [34]. В применении к объекту HD 189733 отклонена модель твердотельного осевого вращения звезды и сделан вывод об отсутствии вариаций профилей линий от центра диска к лимбу. Для шести горячих юпитеров из обзора WASP с использованием моделей, основанных на измерении лучевых скоростей RM-эффекта (модель Буйе (Boué) [245] и модель Хирано (Hirano) [246]), а также на методе доплеровской томографии, определены параметры орбитального вращения и выявлена планета на ретроградной орбите [247]. В работе [248] показано, что свет, отражённый от планеты на низкой орбите, вносит обнаружимый вклад в форму линий звёздного спектра, причём этот вклад перемещается по профилю линии в зависимости от проекции скорости обращения планеты.

Гигантская планета ($R = 1,2R_J$), обращающаяся с периодом 3,3 сут вокруг звезды τ Boo на расстоянии 0,046 а.е., может отражать 0,01 % света, испускаемого звездой. Амплитуда изменений лучевой скорости пла-

неты составляет 152 км с^{-1} , что приводит к изменениям формы бисектора линии звёздного спектра. При наблюдениях $\tau \text{ Boo}$ ($m = 4,5$) на спектрографе HIRES 10-метрового телескопа Кеск были приняты специальные меры по распределению изображения спектра на приёмнике в направлении поперёк основной дисперсии [176]. Построена модель и для случая, в котором планета, фиксированная приливным взаимодействием, отражает копию спектра звезды, не уширенную осевым вращением планеты.

В работе [249] обнаружены *спектры отражения* в системе 51 Peg. Оценены масса планеты ($0,46 M_J$) и наклон плоскости орбиты; при высоком значении альбедо ($0,5$) радиус планеты составляет $1,9 R_J$. Амплитуда сигнала, выделенного из спектра звезды, составила 6×10^{-5} . Наблюдения подобных спектроскопических эффектов ограничены временем проявления транзитных феноменов и являются сильнейшим аргументом для увеличения эффективности спектроскопии высокого разрешения на существующих и проектируемых больших телескопах (проект ESPRESSO (Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanet and Stable Spectroscopic Observations) телескопов VLT и проекты HiReS и METIS (Mid-Infrared E-ELT-Imager and Spectrograph) телескопа E-ELT (European Extremely Large Telescope) соответственно).

Заметим, что для спектроскопии высокого разрешения на больших телескопах традиционно выделяют "светлые" ночи при фазах Луны между первой и последней четвертью. В такие ночи солнечный свет, отражённый от Луны и рассеянный слабой дымкой, может давать вклад в спектр звезды на уровне 10^{-3} .

В работе [250] рассмотрено влияние неоднородного облачного покрытия экзопланеты на вид *спектра пропускания* в диапазоне $1,1 - 1,7 \text{ мкм}$. Возможности спектроскопии транзитных явлений в молекулярных полосах с умеренным спектральным разрешением серьёзно ограничиваются наличием облачного слоя. Атомы Na, находящиеся и над облаками, являются хорошим объектом для исследования верхних слоёв атмосферы. В работе [251] с высоким спектральным разрешением ($R = 115000$) получены спектры пропускания атмосферы одной из наиболее исследованных экзопланет — HD 189733b. В линиях резонансного дублета NaI выделены следы спектра атмосферы экзопланеты (избытки поглощения на $0,32\%$ в полосах шириной $0,75 \text{ \AA}$). Для двух значений высоты оценена температура ($\sim 3000 \text{ К}$), возрастающая с убыванием плотности.

Спектроскопия планет-гигантов на низких орбитах позволяет сочетать метод доплеровской томографии с фотометрией транзитов. В работе [252] исследован "горячий юпитер", обращающийся с двухсуточным периодом вокруг звезды F1V, имеющей высокую скорость осевого вращения ($V \sin i = 52 \text{ км с}^{-1}$). Спектроскопия здесь служит не для доплеровских измерений, а для регистрации вариаций формы профиля спектральной линии, обусловленных прохождением планеты по диску звезды. Система WASP-167/KELT-13 (открытая одновременно в двух обзорах) является одной из немногих, в которых период осевого вращения звезды меньше периода обращения планеты. Обнаружены нерадиальные звёздные пульсации типа $\delta \text{ Scuti}$.

Часть спектроскопистов, занимавшихся физикой звёздных атмосфер, не "перековалась" в исследователей экзопланет, сохраняя свои интересы в области звёздной эволюции. Для уточнения расчётов химического состава и анализа спектра колебаний разрабатываются трёхмер-

ные гидродинамические модели звёздных атмосфер. Если раньше результаты моделирования можно было проверить только посредством сравнения теоретических и наблюдаемых бисекторов спектральных линий, регистрируемых от видимой полусферы звезды [190], то сегодня появляется возможность спектроскопии полусферы, участки которой последовательно затмеваются диском планеты. Работами [253, 254] открывается направление по восстановлению структуры затмеваемой поверхности. Для нормальных звёзд отношение профилей линий на различных фазах транзита различается на $0,5\%$, что требует нереалистичной величины отношения сигнал/шум: $S/N > 5000$. В спектрах холодных звёзд можно найти достаточно много линий, близких по условиям формирования, понизив тем самым требования к точности индивидуального профиля.

В работе [255] восстановлены спектры участков поверхности HD 209458, затмеваемых спутником HD 209458b — первой экзопланетой (Osiris), обнаруженной методом фотометрического транзита [163]. Из нескольких сотен архивных спектров транзита, полученных на крупнейших телескопах, использованы наблюдения, выполненные 14.08.2006 на UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph) VLT ($R = 80000$, $S/N \sim 500$) с целью исследования атмосферы Osiris. Профили линий FeI различной интенсивности сравнивались с модельными. Вычислительный код COS5BOLD [256] перекрывает пространственные масштабы от субгранулярных до диаметра звезды, а временные масштабы — от периода фотосферных волн до периода осевого вращения звезды или длительности цикла динамо. Учитываются также процессы отклонений от локального термодинамического равновесия. По технике наблюдений к спектроскопии транзитных явлений можно отнести и поиск эффектов, связанных с гипотезой эзкокомет. У быстровращающихся A-звёзд в наземном ультрафиолетовом диапазоне эпизодически наблюдаются оболочечные линии TiII [257]. Эффект проявляется у четверти звёзд с $V \sin i > 175 \text{ км с}^{-1}$. В течение 22-летнего мониторинга эти линии исчезали и появлялись, характерное время изменений превышает один год [258]. Ввиду высокого потенциала возбуждения линий ионов феномен связывается с наличием горячих внутренних дисков в окрестностях молодых (возрастом менее 50 млн лет) A-звёзд. У трети A-звёзд, находящихся на главной последовательности, обнаружены избытки ИК-излучения, интерпретируемые как проявление холодных внешних пылевых дисков. Пыль может образоваться в результате как селективной конденсации атомов и ионов, теряемых звездой [259], так и сублимации ледяных тел [260]; для окрестностей горячих звёзд более подходит второй сценарий. Поиски признаков нестабильности газового компонента проводились в линии K CaII, обнаружены изменения от ночи к ночи [261]. Эта нестабильность газового компонента связывается с отдельными актами испарения эзкокомет [262].

11. Перспективные методы спектроскопических наблюдений

В настоящем обзоре ограничимся оценкой перспектив технических средств и методов, оставляя постановку задач и интерпретацию наблюдений другим коллегам. В течение XX в. астрономическая спектроскопия развивалась в сторону увеличения диаметра d коллимированно-

го пучка в спектрографе [263], что обеспечивало пропорциональное возрастание спектрального разрешения R и (или) светосилы спектрографа по потоку L . Из приведённых в разделах 5–10 примеров спектроскопических исследований экзопланет следует, что тенденция увеличения d прекратилась, остановившись на оптимальном значении $d \sim 200$ мм. Уже просматривается разделение по наблюдательным средствам, ориентированным на доплеровские обнаружения и ориентированным на детальные исследования профилей линий. Если в первом случае достаточно обеспечить величину спектрального разрешения $40000 < R < 100000$ (на спектрографах ELODIE и HARPS соответственно), то во втором случае необходимо обеспечить $R \geq 3 \times 10^5$ [155].

В 2018 г. начали работать два спектрографа: PEPSI (Potsdam Echelle Polarimetric and Spectroscopic Instrument) LBT (Large Binocular Telescope) [264] с $R = 2,7 \times 10^5$ и ESPRESSO VLT [265] с $R = 225000$. В классе дифракционных приборов выигрыш в R приводит к пропорциональной потере в светосиле по потоку L . Предположим, что на классическом дифракционном спектрографе необходимо перейти от $R = 10^5$ к $R = 2 \times 10^5$. Если для такого перехода установить камеру с увеличенным вдвое фокусным расстоянием, то освещённость каждого элемента светоприёмника уменьшится в четыре раза (при предположении, что уровень потерь на входе спектрографа останется неизменным). Задача наблюдений звёзд со сверхвысоким спектральным разрешением тоже решается за счёт определённых потерь в L , но увеличивать R всегда выгоднее. Дело в том, что в астрономической спектроскопии конечным результатом наблюдений является не регистрируемый поток L , а параметры спектральных линий (эквивалентные ширины, доплеровские сдвиги, форма профилей).

В качестве примера приведём задачу определения соотношения изотопов бария по суммарному профилю линии BaII с $\lambda = 4554,0 \text{ \AA}$ [266]. Вычисления показали, что точность определения соотношения изотопов в 5% можно получить: при отношении $S/N = 1800$ для $R = 5 \times 10^4$, при $S/N = 460$ для $R = 10^5$ и при $S/N = 250$ для $R = 2 \times 10^5$ [267]. Таким образом, при переходе от $R = 10^5$ к $R = 2 \times 10^5$ время экспозиции не увеличивается, более того, это время можно *уменьшить* в 3,4 раза! Причиной такого выигрыша является "переоценка профиля линии", когда элементы профиля линии распределяются на вдвое большее число элементов приёмника. Эффект уменьшения времени экспозиции при увеличении R проявляется и в задаче измерения доплеровских смещений. На одном и том же спектрографе с одним и тем же приёмником для трёх значений R показано, что ошибка измерения лучевой скорости $\sigma_V \sim R^{-1}$ [116] — это хорошо согласуется с результатами модельных расчётов. При условии переоценки линии спектральное разрешение можно увеличивать до тех пор, пока решающим фактором не станут шумы приёмника [268].

Итак, основным перспективным направлением в спектроскопии звёзд с экзопланетами является дальнейшее *увеличение спектрального разрешения* ($R > 2 \times 10^5$). Принципиально увеличить спектральное разрешение дифракционного спектрографа можно, устанавливая в коллимированном пучке перестраиваемый интерферометр Фабри–Перо [269–271]. Выигрывая в спектральном разрешении около одного порядка, столько же проигрываем на одновременной регистрации всех элементов спектра

и в результате потерь на пропускании в пиках аппаратной функции ИФП. Другим фактором является *расширение диапазона длин волн* в режиме одновременной регистрации. Например, для учёта влияния активных областей на доплеровские измерения, выполняемые по видимой области спектра, необходимы параллельные наблюдения в наземном ультрафиолетовом диапазоне в области линии K CaII.

Статистику обнаружения суперземель можно улучшить, повышая доплеровскую точность измерений. Но есть и другой способ — планеты малой массы легче найти в системах M-карликов (имеющих массу $(0,6 - 0,075) M_\odot$). У звезды массой $0,15 M_\odot$ середина обитаемой зоны находится на расстоянии $0,055$ а.е. [272]. На такой орбите планета с земной массой будет изменять лучевую скорость M-карлика с периодом 12 сут и полуамплитудой не более 1 м с^{-1} . Однако в видимом диапазоне яркость M-карликов на несколько звёздных величин слабее, чем в ближнем ИК-диапазоне (звезда M6V на расстоянии 10 пк имеет $m_V \sim 15,5$, тогда как в двухмикронном окне прозрачности $m_K \sim 8,5$).

С целью спектроскопического обзора ближайших M-карликов южного неба (доплеровская точность 1 м с^{-1} за $0,5$ ч накопления сигнала от звезды с яркостью не слабее $m_V = 16,5$) для 6,5-метрового телескопа Magellan [273] построен спектрограф MAROON-X (Magellan Advanced Radial velocity Observer Of Neighboring exoplanets) [115], ориентированный на работу в диапазоне длин волн $5000 - 9000 \text{ \AA}$ с $R = 8 \times 10^4$. Продвижение в ближний ИК-диапазон необходимо также для учёта эффекта пятнистости (на длинных волнах пятна выглядят менее контрастными, поэтому влияние пятнистости на результаты доплеровских измерений снижается). В ближнем ИК-диапазоне находятся полосы молекул, наличие которых ожидается в атмосферах экзопланет, транзитные эффекты в этих полосах должны быть более выраженными, чем в ядрах резонансных линий оптического диапазона. В ближнем ИК-диапазоне устойчиво работает несколько адаптивных систем, что позволяет увеличивать проникающую способность спектрографов на уже построенных телескопах.

Ближайшая перспектива спектроскопии высокого разрешения связана с глубокой реконструкцией спектрографа CRIRES (CRyogenic InfraRed Echelle Spectrograph) VLT [274, 275]. Проблемы внутренней калибровки решены применением абсорбционной ячейки, заполненной парами аммиака [276]. При работе в ближнем ИК-диапазоне основную проблему представляет собой учёт теллурического спектра, точнее, его переменной составляющей — спектра водяного пара. Атмосфера Земли является в высокой степени ненасыщенной, и остаётся достаточно объёма для локальных изменений содержания водяного пара. Описание современных методов мониторинга водяного пара, характеристики пространственных и временных вариаций поля влажности можно найти в [277, 278]. В работе [279] показано, что теллурический спектр моделируется с точностью до 2% и в ряде случаев моделирование может заменить наблюдения звёзд-стандартов.

Одним из результатов независимого развития фотометрических и спектроскопических методов является существенное различие исследованных выборок по звёздной величине. Например, в фотометрическом обзоре миссии Kepler [280] граница яркости выборки $m_V \sim 10$,

что находится вблизи нижней границы работоспособности большинства комплексов, предназначенных для высокоточных доплеровских измерений. Следовательно, для увеличения возможностей доплеровской спектроскопии необходимо либо создавать специализированные инструменты большего диаметра, либо увеличивать эффективность существующих телескопов. Основным направлением увеличения эффективности наземных телескопов является применение методов коррекции изображения. Поэтому третьим фактором, определяющим перспективы спектроскопии экзопланет, считаем *адаптивную коррекцию*, обеспечивающую резкое снижение потерь на входе спектрографа высокого разрешения. Для 3,5-метрового телескопа SOR (Starfire Optical Range) был разработан эшелле-спектрограф с адаптивной коррекцией (Airborne Cavity Enhanced Spectrometer — ACES) с $R = 2 \times 10^5$ [281], испытанный на 1,5- и 2,5-метровых телескопах Обсерватории Маунт Уилсон (Mount Wilson Observatory). Адаптивная коррекция изображения звезды на входе спектрографа приводит к революционным изменениям в технике классической спектроскопии. Во-первых, уменьшение ширины входной щели в несколько раз позволяет не увеличивать диаметр коллимированного пучка d , и спектрограф (стоимость которого пропорциональна d^3) становится дешевле. Во-вторых, благодаря уменьшению рабочей высоты щели на приёмнике можно упаковать в несколько раз большее число спектральных порядков, чем в варианте без коррекции. Увеличение числа одновременно регистрируемых порядков снижает (или полностью устраняет) необходимость применения процедуры изменения регистрируемого диапазона и позволяет уменьшить роль инструментальных эффектов, возникающих при перенастройке прибора. Наконец, благодаря более узкой щели понижается вклад собственного свечения ночного неба (подробнее см. в [282]), что принципиально важно для выделения экзопланетной составляющей из спектра относительно слабой звезды.

Достоинством ACES является сочетание с телескопом посредством одномодового оптического волокна (диаметр ядра 10 мкм), что резко увеличивает доплеровскую точность. В многомодовых волокнах вследствие взаимодействия мод центр тяжести освещённого выходного торца световода смещается, что ограничивает доплеровскую точность и заставляет применять оптические перемешиватели разных типов [283, 284]. Использование одномодовых волокон открывает принципиально новую возможность построения спектрографов высокого разрешения для гигантских оптических телескопов следующего поколения. После изобретения "фотонного фонаря" [285] — оптоволоконного устройства, имеющего многомодовый вход и несколько одномодовых выходов, появилась возможность разработки одномодовых спектрографов высокого разрешения с диаметром коллимированного пучка ($d = 22$ мм в случае [286]), в несколько раз или даже на порядок меньшим, чем в многомодовых оптоволоконных спектрографах высокого разрешения, перечисленных в [287].

Заметим, что метод абсорбционной ячейки не сдаёт своих позиций методам на основе многочисленных оптоволоконных систем. Примером современного комплекса, работающего в автоматическом режиме по программе доплеровских измерений, является Автоматический искатель планет (Automated Planet Finder — APF),

состоящий из телескопа с $D = 2,4$ м и автоколлимационного спектрографа Levy ($R \leq 1,5 \times 10^5$) [288]. В отличие от лучших систем с оптоволоконным сочетанием (HARPS [34], SOPHIE (от фр. Spectrographe pour l'Observation des PHénomènes des Intérieurs et des Exoplanètes) [134]), спектрограф Levy работает с йодной ячейкой и также обеспечивает доплеровскую точность, лучшую чем 1 м с^{-1} , но за меньшее время накопления сигнала. Применение абсорбционной ячейки снижает требования к стабилизации условий в объёме, занимаемом оптико-механической схемой спектрографа.

Статистику спектроскопического обнаружения экзопланет можно улучшить переходом к многообъектным методам (проводя одновременно спектроскопию нескольких звёзд, находящихся в поле зрения телескопа). Свет от каждой звезды может быть передан оптическим волокном на вход спектрографа с высокой щелью, регистрирующего один и тот же спектральный интервал у каждого объекта [289]. Основные инструментальные ошибки эшелле-спектрографа при этом сохраняются.

Более эффективное решение состоит в применении интерферометра белого света с постдисперсией — EDI (Externally Dispersed Interferometer). Предложенная [290, 291] и реализованная при наблюдениях солнечной фотосферы ещё в эпоху одноканальных приёмников [292] идея использования интерферометра в прецизионных доплеровских измерениях была распространена на исследование звёзд уже в эпоху двумерных приёмников [293–295]. В современной модификации метода интерферометр белого света с постоянным сдвигом установлен не на выходе из солнечного дифракционного спектрографа, а перед звёздным спектрографом среднего разрешения, регистрирующим один порядок дифракции. Монохроматическое изображение звезды вытягивается по высоте щели, а наклон одного из зеркал интерферометра обеспечивает синусоидальное изменение интенсивности вдоль каждой линии, поперёк дисперсии (рис. 6). Измерение сдвигов параметров синусоид по ординате рис. 6 позволяет определять лучевую скорость звезды с точностью $\sim 1 \text{ м с}^{-1}$. Первая экзопланета, открытая методом EDI в системе звезды HD 102195 ($m_V = 8,05$), наблюдалась на телескопе с $D = 0,9$ м [296]. Преимуществами метода EDI являются: высокая светосила по потоку (в [296]

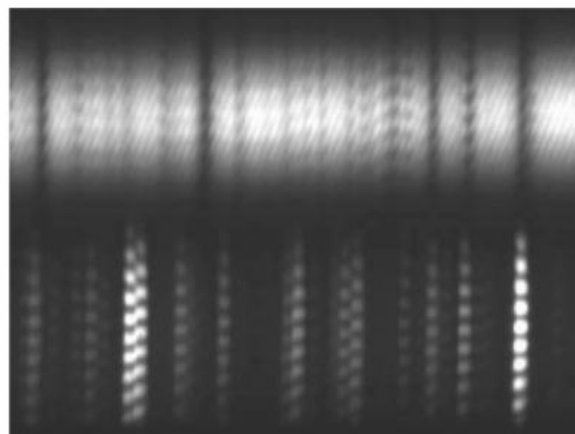


Рис. 6. Фрагменты интерферограмм абсорбционного спектра звезды (в верхней части рисунка) и эмиссионного спектра сравнения (в нижней части рисунка), зарегистрированные на интерферометре с внешней постдисперсией (EDI). (Первые эксперименты (см. [293]).)

пропускание оптики прибора составляет 49 %), необходимость стабилизации условий (температура, давление) только в небольшом объёме интерферометра, возможность одновременного доплеровского мониторинга нескольких звёзд в поле зрения телескопа [297, 298]. У планет-гигантов на низких орбитах может оказаться доступным измерение поляризации излучения, отражённого облачным слоем экзопланеты. Поэтому следует упомянуть и о перспективной концепции в технике спектрополяриметрии [299], где использование голографических решёток с объёмным фазированием позволяет приблизиться к 100-процентной эффективности при спектроскопии со сверхвысоким разрешением. Концепция допускает мультиплексирование для одновременной регистрации избранных спектральных интервалов.

Сегодня новые задачи спектроскопического исследования экзопланет являются одним из аргументов для создания крупнейших наземных телескопов, но собрать больше света или сократить экспозицию ещё недостаточно — необходимо обеспечить постоянство характеристик спектрографа в течение продолжительного времени. Эта проблема является основной и при разработке спектрографов высокого разрешения, устанавливаемых на орбитальных обсерваториях. Возможности орбитальной спектроскопии проиллюстрируем на примере HD 209458b — первой планеты, атмосфера которой была обнаружена спектроскопически при транзите.

На STIS HST с разрешением $R = 5540$ зарегистрировано усиление абсорбции в резонансной линии NaI на $2,3 \times 10^{-4}$ относительно транзитного ослабления в соседних полосах [300]. Впоследствии были обнаружены транзитные явления в линиях HI, CI и OI [301], свидетельствующие об интенсивной потере вещества планетной атмосферой. На спектрографе COS (Cosmic Origins Spectrograph) HST ($R = 17000$) во время транзита обнаружено ослабление потока в линиях CII (1334,5323 Å), CII (1335,6854 Å) и SiIII (1206,500 Å) в среднем на 8 % [302]. Линии CII и SiIII формируются на расстояниях вплоть до 2,4 радиуса планеты. Оценён темп потери вещества экзосферы и сделан вывод о том, что содержание углерода отлично от его содержания в атмосферах планет-гигантов в Солнечной системе и близко к солнечному значению. Атмосфера планеты, находящейся в системе наиболее яркой из транзитов, активной К-звезды HD 189733, исследована на STIS HST по спектрам оптического диапазона с рекордно высоким отношением сигнал/шум ($S/N \sim 11000$) в полосах шириной 500 Å [303]. Получены зависимости радиуса планеты в диапазоне 2900–5700 Å, исследованы модулированные осевым вращением эффекты затмеваемых и незатмеваемых пятен.

Однако по одним и тем же наблюдениям транзитных явлений, выполненным на NICMOS (Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer) HST, были получены результаты, зависящие от состава авторского коллектива [304–308]. Положение улучшилось при переходе на камеру WFC3 (Wide Field Camera 3) HST, детектор которой характеризуется меньшей попиксельной неоднородностью. Экзопланета HD 189733b наблюдалась на камере поля WFC3 в диапазоне $\lambda = 1,1–1,7$ мкм [309], но из-за эффектов нелинейности приёмника и насыщения в центральной части спектров удалось определить отношение радиусов (планета/звезда) только для границ диапазона. В областях длин волн около 1,1 и 1,7 мкм не проявляется влияние дымки, обнаруженной на ACS

(Advanced Camera for Surveys) HST в диапазоне $\lambda = 0,55–1,05$ мкм [310]. По наблюдениям на WFC3 в атмосферах экзопланет HD 209458b и XO-1b обнаружены следы водяного пара (на $\lambda = 1,38$ мкм), ослабленные непрерывным поглощением в дымке [311]. По наблюдениям на STIS ($\lambda = 0,29–1,03$ мкм, $R = 500$) и WFC3 ($\lambda = 1,08–1,687$ мкм, $R = 130$) подтверждено наличие водяного пара в атмосфере WASP-19b [312], а полосы оксида титана, критичного для проблемы строения атмосфер с преобладанием внешнего облучения [313], не обнаружены. Полосы TiO не наблюдаются и в атмосфере WASP-12b, где обнаружены следы аэрозолей [314]. Полосы водяного пара обнаружены в спектрах HAT-P-1b, также полученных на WFC3 [315]. Натрий в атмосфере HAT-P-1b обнаружен с использованием наблюдений, выполненных на STIS HST [316], при этом эффект уширения давлением не проявляется.

Программа спектроскопии выборки горячих юпитеров, выполненная на WFC3 HST, получила развитие при исследовании горячего урана GJ 3470b [317]. Инфракрасный спектр не содержит деталей, что согласуется как с наземными наблюдениями, так и с результатами, полученными на телескопе "Спитцер" [318]. В целом, по спектрам в диапазоне 0,3–5,0 мкм модели безоблачной водородной атмосферы или водородной атмосферы с дымкой, состоящей из толинов (смеси органических компонентов, формирующихся под действием ультрафиолетового (УФ) излучения или космических лучей, важной для пребиотической химии), отвергаются в пользу модели облачной атмосферы, богатой водородом.

Экзопланета HD 97658b, обращающаяся за 9,5 сут на расстоянии 0,08 а.е. вокруг яркой К-звезды, предоставляет редкую возможность исследования атмосферы суперземли (с массой, равной 7,5 массам Земли). Наблюдения на STIS HST в линии Lyman- α не показали признаков испарения атмосферы [319], но свидетельствуют о принципиальной возможности исследования атмосфер суперземель.

Большинство упомянутых результатов является модельно-зависимым (моделирование спектра звезды, спектра планетной атмосферы [320] и характеристик спектральной аппаратуры). В [321] предложен и опробован новый метод получения спектров пропускания планетных атмосфер, свободный от предположений о характеристиках звёздной атмосферы и пригодный для спектральных интервалов с сильным вкладом теллурических линий. В целом, результаты спектроскопических исследований экзопланет орбитальными средствами получены на пределе возможностей использовавшейся аппаратуры (с умеренным и средним спектральным разрешением), и они являются серьёзным аргументом с точки зрения увеличения проникающей способности орбитальных телескопов следующего поколения.

12. Перспективы проекта "Спектр-УФ"

Интенсивно развивающимся направлением исследования экзопланет, особенно экзопланетных атмосфер, является проведение наблюдений в УФ-области электромагнитного спектра (115–300 нм). В настоящее время основным инструментом таких исследований является HST, начавший работать в 1990 г. и до сих пор дающий большой поток наблюдательных данных во всех областях астрономии, не ограниченный только ультра-

фиолетовым диапазоном. Перспективы УФ-астрономии на период 2024–2034 гг. — период после завершения работы HST на орбите и до введения в строй крупных орбитальных обсерваторий следующего поколения — связаны с миссией World Space Observatory–Ultraviolet, WSO–UV (Всемирная космическая обсерватория–ультрафиолет (ВКО–УФ), российское название проекта "Спектр-УФ") [322–324]. Проект представляет собой телескоп системы Ричи–Кретьена с диаметром главного зеркала 1,7 м и аппаратуру: блок спектрографов и блок камер поля. Блок спектрографов имеет три канала (спектрографа): спектрограф высокого разрешения ($R \approx 5 \times 10^4$) ближней УФ-области (176–310 нм), спектрограф высокого разрешения ($R \approx 5 \times 10^4$) дальней УФ-области (115–178 нм) и спектрограф низкого разрешения ($R \approx 10^3$) с высокой щелью [325, 326]. Блок камер поля предназначен для получения прямых изображений в ближней и дальней УФ-областях [327]. В отличие от наблюдательного времени HST, всё наблюдательное время ВКО–УФ посвящено УФ-астрономии [328–330]. Кроме того, этот проект будет работать на геостационарной орбите, практически над радиационными поясами Земли и земной геосферой, которая сама является источником УФ-излучения и значительно затрудняет проведение таких исследований. В указанный период ВКО–УФ окажется, по сути, единственным орбитальным телескопом двухметрового класса, работающим в УФ-области спектра.

Значительная часть базовой программы ВКО–УФ отводится экзопланетным исследованиям [331, 332]. Условно их можно сгруппировать по четырём направлениям: а) обнаружение планет; б) исследование формирования планет в протопланетных дисках; в) определение физических характеристик планет; г) определение химического состава планетных атмосфер, включая биомаркеры. Аппаратура миссии "Спектр-УФ" идеально подходит для решения последних трёх из перечисленных задач. Кроме того, сами экзопланеты являются хорошим инструментом для исследования свойств родительских звёзд, и в данном направлении также ожидается получение с помощью ВКО–УФ прорывных результатов. Остановимся подробнее на возможностях "Спектр–УФ" при решении указанных задач.

Исследование формирования планет в протопланетных дисках. Ключевыми объектами для этой задачи являются звёзды типа Т Тельца. Наблюдения в дальней УФ-области спектра (115–200 нм) позволяют определить физические и химические условия во внутреннем протопланетном диске, где формируется планета: наблюдаются интенсивные эмиссионные линии H_2 и CO, возбуждаемые фотонами Ly_α . Для определения физических и химических характеристик газа необходимы спектры высокого разрешения. Спектрографы миссии "Спектр-УФ" как раз предоставят такую возможность. При сравнении с результатами, полученными по наблюдениям со спектрографом COS HST, необходимо будет учитывать, что используемые в "Спектр-УФ" ПЗС-приёмники излучения обладают гораздо большими шумами, чем приёмники COS на основе многоканальных пластин. Но в то же время спектральное разрешение двух спектрографов ВКО–УФ почти в три раза больше спектрального разрешения спектрографа COS, что является существенным преимуществом при детальном исследовании профилей эмиссионных линий.

Определение физических характеристик планет: массы, радиуса, магнитного поля, температуры, давления, плотности. УФ-спектры позволяют исследовать верхние слои атмосфер экзопланет (так называемые термосферу и экзосферу). Анализ кривых блеска, полученных в различных длинах волн до, во время и после транзита экзопланеты по диску родительской звезды, позволяют определить структуру распределения температуры и давления в верхней атмосфере экзопланеты. С использованием резонансных линий $HI Ly_\alpha$ (121,6 нм), $SiII$ (133,5 нм) и $SiIII$ (120,6 нм) это сделано в [302]. Кроме того, спектральные УФ-наблюдения позволяют исследовать различные физические явления в атмосферах, такие как фотодиссоциация, распределение магнитных полей, испарение атмосфер [333, 334]. Поиски магнитного поля у родительских звёзд [335] будут продолжены наземными средствами (см. ниже). Попытки, до сих пор неудачные, определения магнитного поля экзопланет по авроральным явлениям [336] в планетных атмосферах будут продолжены с аппаратурой "Спектр-УФ" на геостационарной орбите, более подходящей для таких исследований.

Исследование планетных атмосфер. По наблюдениям на COS HST в линиях $SiII$ и $SiIII$ впервые было обнаружено поле скоростей в расширяющейся атмосфере HD 209458b и оценён темп потери массы [302]. Интерпретация транзитных спектров непосредственно зависит от переменной активности родительских звёзд, проявляющейся в УФ-диапазоне. Преимущества орбиты ВКО–УФ, позволяющие проводить детальный длительный мониторинг экзопланеты до и после транзита, окажутся определяющими. В частности, для наиболее близких к звёздам планет впервые появится возможность непрерывного наблюдения в УФ-спектральной области в течение всего орбитального периода. До настоящего времени делались попытки квазинепрерывных широкополосных наблюдений в инфракрасной и оптической областях спектра (см., например, [337]). Прямые определения содержания атомарного кислорода по УФ-спектральной линии OI 130,5 нм, практически свободные от влияния земной геокороны, а также непосредственное определение наличия озона O_3 по поглощению в ближней УФ-области ($\lambda < 350$ нм) с помощью инструментов ВКО–УФ позволят получить данные для исследования возможности существования жизни на экзопланетах.

Исследование свойств родительских звёзд. УФ-спектры звёзд чрезвычайно богаты резонансными линиями атомов и молекул. Учёт этих линий, а также нахождение распределения энергии в УФ-области спектра крайне необходимы для однозначных определений параметров звёздных атмосфер, эффективной температуры и ускорения свободного падения, обычно устанавливаемых по линиям в оптической области спектра. Экзопланеты, особенно наиболее массивные и близкие к родительским звёздам, влияют на характеристики и эволюцию этих звёзд. В частности, приливное взаимодействие между планетами и их родительскими звёздами может существенно влиять на период вращения звезды и её хромосферную активность, вызывая модуляцию в соответствии с орбитальным периодом планеты [338]. Спектрографы ВКО–УФ позволят получить длительные непрерывные ряды наблюдательных данных для мониторинга хромосферных и корональных УФ-эмиссионных линий (в частности, резонансных линий $MgII h$ и k около 280 нм), гораздо более чувствительных индикаторов ак-

тивности, чем используемые оптические линии (например, H и K CaII или H_α). В экзопланетных исследованиях, особенно в исследованиях атмосфер, миссия "Спектр-УФ" окажется крайне востребованным рабочим инструментом. Разрабатываемая программа наземной спектроскопической поддержки проекта "Спектр-УФ" опирается как на существующие возможности [339–341], так и на планы переоснащения телескопов современной аппаратурой.

13. Заключение

Перспективы спектроскопических исследований экзопланет отечественными наземными обсерваториями определяются рядом факторов. Во-первых, телескопы диаметром 6 м [342], 2,65 м [343], 2,4 м [344] и 2 м [345] являются многопрограммными, и использование любой (в том числе дорогостоящей) спектроскопической аппаратуры с конкретной целью может быть ограничено по времени. Во-вторых, при недостатке крупных телескопов получить необходимое наблюдательное время для спектроскопии, причём в строго определённые интервалы, нелегко. В-третьих, ощущается дефицит спектроскопистов высокой квалификации, способных быстро получить новый надёжный результат в новой области исследований, причём на пределе возможностей существующей аппаратуры. (Исследование экзопланет достаточно быстро стало делом больших авторских коллективов. Например, только по публикациям, цитируемым в настоящем обзоре, среднее число соавторов удвоилось: с шести (по 38 работам 2006–2010 годов) до тринадцати (по 68 работам в 2011–2015 гг.)) Как отмечено в [346], развитие спектроскопии звёзд как направления сдерживается из-за отсутствия в России специализированного спектроскопического телескопа, оснащённого спектрографом высокого разрешения и работающего только по звёздам как в тёмные, так и в лунные ночи. Следует иметь в виду, что если для доплеровского поиска экзопланет пригодны светлые ночи, то для большинства задач спектроскопии атмосфер экзопланет фон неба, подсвеченного Луной, оказывается выше планетного сигнала, выделяемого из звёздного спектра во время транзитных явлений. Поэтому не исключено, что часть экзопланетных программ будет претендовать на тёмное время больших телескопов, на которое запросы ещё выше, чем на использование светлых ночей. Очевидно, что перечисленные отечественные телескопы с многопрограммным статусом могут использоваться только эпизодически, при этом преимущественно не для поиска новых экзопланетных систем, а для исследования уже известных.

В завершение отметим разработки CAO РАН, которые в различной степени могут применяться для поиска и исследования экзопланет. Основным инструментом спектроскопии на 6-метровом БТА остаётся нэсмитовский эшелле-спектрограф (НЭС) (Nasmyth Echelle Spectrograph — NES) [347]. Поэтому выполняется сформированная программа улучшения основных характеристик этого прибора [149]. Для наблюдений в первичном фокусе БТА разработан эшелле-спектрополяриметр ESPriF (Echelle-Spectropolarimeter for Prime Focus) [348–350], что, в частности, позволит измерять линейную и круговую поляризацию, избежав инструментальных эффектов, присущих как НЭС, так и Основному звёздному спектрографу (ОЗСП) [351], работающим в схеме БТА с

плоским зеркалом. Объём кабины первичного фокуса БТА ограничивает возможности размещения средств коррекции изображения звезды, успешно используемых в фокусе Нэсмита. Оригинальная компоновка оптических элементов ESPriF, как и техническое решение схем эшелле-спектрографов проекта "Спектр-УФ" [325] могут оказаться приемлемыми и при оснащении телескопов двухметрового класса подвесными спектрографами высокого разрешения. Согласно доминирующей сегодня идее оптоволоконного соединения телескопа с неподвижным спектрографом, в CAO построен эшелле-спектрограф UFES (Ural Fiber Echelle Spectrograph) [287] для 1,2-метрового телескопа Уральского федерального университета и завершается изготовление эшелле-спектрополяриметра EFES (Effective Fiber Echelle Spectrograph) [42, 43] для однометрового телескопа CAO РАН. Эти приборы могут оказаться пригодными и для высокоточных доплеровских исследований.

Если в теоретических исследованиях планет и экзопланет российские учёные достигли общепризнанных результатов (см., например, [127, 352–355]), то отечественный экспериментальный вклад в экзопланетные исследования пока малозаметен. Предстоит проанализировать существующие возможности и разработать программу переоснащения телескопов аппаратурой, построенной на основе нашего опыта и новейших технологий.

Благодарности. Работа В.Е.П. поддержана грантом правительства Российской Федерации № 14.W03.31.0017. Работа В.Г.К. поддержана программой президиума РАН № 28 "Космос: исследования фундаментальных процессов и их взаимосвязей". Авторы признательны рецензенту за конструктивные замечания.

Список литературы

1. Strand K Aa *Publ. Astron. Soc. Pac.* **55** 28 (1943)
2. Reuyl D *Astron. J.* **45** 133 (1936)
3. Strand K Aa *Publ. Astron. Soc. Pac.* **55** 26 (1943)
4. Strand K Aa *Publ. Astron. Soc. Pac.* **55** 29 (1943)
5. Reuyl D, Holmberg E *Astrophys. J.* **97** 41 (1943)
6. van de Kamp P *Astron. J.* **51** 7 (1944)
7. Дейч А Н *Изв. ГАО в Пулковое* **18** (146) 1 (1951)
8. Struve O *The Observatory* **72** 199 (1952)
9. Barnard E E *Astron. J.* **29** 181 (1916)
10. van de Kamp P *Astron. J.* **67** 284 (1962)
11. van de Kamp P *Astron. J.* **68** 295 (1963)
12. Benedict G F et al. *Astron. J.* **118** 1086 (1999)
13. Choi J et al. *Astrophys. J.* **764** 131 (2013)
14. Vogt S S *Publ. Astron. Soc. Pac.* **99** 1214 (1987)
15. Vogt S S et al. *Proc. SPIE* **2198** 362 (1994)
16. Campbell B, Walker G A H, Yang S *Astrophys. J.* **331** 902 (1988)
17. Astudillo-Defru N et al. *Astron. Astrophys.* **602** A88 (2017)
18. NASA Exoplanet Archive. A service of NASA Exoplanet Science Institute, <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>
19. Wilson R E *General Catalogue of Stellar Radial Velocities* (Washington, DC: Carnegie Institution of Washington, 1953)
20. Marcy G W, Butler R P *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **36** 57 (1998)
21. Struve O, Elvey C T *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **91** 663 (1931)
22. Adams W S *Astrophys. J.* **93** 11 (1941)
23. Petrie R M, Fletcher J M, in *Determination of Radial Velocities and their Applications, Proc. of IAU Symp. No. 30, Toronto, 20–24 June, 1966* (International Astronomical Union, Symp. No. 30, Eds A H Batten, J F Heard) (London: Academic Press, 1967) p. 43
24. Richardson E H, Brealey G A, Dancy R *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* **14** 1 (1971)
25. Griffin R *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **162** 243 (1973)
26. Griffin R *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **162** 255 (1973)
27. Tull R G *Appl. Opt.* **8** 1635 (1969)
28. Панчук В Е и др. *Астрон. вестн.* **49** 459 (2015); Panchuk V E et al. *Solar Syst. Res.* **49** 420 (2015)
29. Filippenko A V *Publ. Astron. Soc. Pac.* **94** 715 (1982)
30. Goncharov A V, Devaney N, Dainty C *Opt. Express* **15** 1534 (2007)

31. Клочкова В Г и др. *Астрофиз. бюл.* **63** 410 (2008); Klochkova V G et al. *Astrophys. Bull.* **63** 386 (2008)
32. Neacox W D, in *Fiber Optics in Astronomy. Proc. of the Conf., Tucson, AZ, Apr. 11–14, 1988* (ASP Conf. Ser., Vol. 3) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 1988) p. 204
33. Bouchy F, Connes P, Bertaux J-L, in *Precise Stellar Radial Velocities. IAU Colloquium 170* (ASP Conf. Ser., Vol. 185, Eds J B Hearnshaw, C D Scarfe) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 1999) p. 22
34. Pepe F et al. *Proc. SPIE* **4008** 582 (2000)
35. Wang S et al. *Proc. SPIE* **4841** 1145 (2003)
36. Campbell B, Walker G A H *Publ. Astron. Soc. Pac.* **91** 540 (1979)
37. Campbell B *Publ. Astron. Soc. Pac.* **95** 577 (1983)
38. Cochran W D, Hatzes A P *Proc. SPIE* **1318** 148 (1990)
39. Marcy G W, Butler R P *Publ. Astron. Soc. Pac.* **104** 270 (1992)
40. Panchuk V E, Yermakov S V, Bondarenko Yu N *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **44** 132 (1998)
41. Панчук В Е, Насонов Д С, Юшкин М В *Астрофиз. бюл.* **64** 297 (2009); Panchuk V E, Nasonov D S, Yushkin M V *Astrophys. Bull.* **64** 286 (2009)
42. Панчук В Е и др. *Астрофиз. бюл.* **70** 237 (2015); Panchuk V E et al. *Astrophys. Bull.* **70** 226 (2015)
43. Soghoian H E et al., in *Stars: From Collapse to Collapse, Proc. of a Conf., Nizhny Arkhyz, Russia, 3–7 October 2016* (ASP Conf. Ser., Vol. 510, Eds Yu Yu Balega et al.) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2017) p. 554
44. Hearnshaw J B *Observatory* **97** 5 (1977)
45. Gustafsson B, in *ESO Workshop on High Resolution Spectroscopy with the VLT. Proc., Garching, Germany, February 11–13, 1992* (ESO Conf. Workshop Proc., Vol. 40, Ed. M-H Ulrich) (Garching bei Munchen: European Southern Observatory, 1992) p. 17
46. Dunham T (Jr.) *Vistas Astron.* **2** 1223 (1956)
47. Найденов И Д, Панчук В Е, Юшкин М В *Астрофиз. бюл.* **62** 313 (2007); Naidenov I D, Panchuk V E, Yushkin M V *Astrophys. Bull.* **62** 296 (2007)
48. Brown T M et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **106** 1285 (1994)
49. Ge J et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **114** 879 (2002)
50. Connes P, Martic M, Schmitt J *Astrophys. Space Sci.* **241** 61 (1996)
51. Fellgett P *Opt. Acta* **2** 9 (1955)
52. Griffin R F *Astrophys. J.* **148** 465 (1967)
53. Karsten L, in *Proc. of ESO-CERN Conf. on Auxiliary Instrumentation for Large Telescopes, Geneva, May 2–5, 1972* (Eds S Laustsen, A Reiz) (Geneva: CERN, 1972) p. 185
54. Stilborn J R, Fletcher J M, Hartwick F D A J. *R. Astron. Soc. Canada* **66** 49 (1972)
55. Griffin R F, Gunn J E *Astrophys. J.* **191** 545 (1974)
56. van Gitters G W, Warner B *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **168** 469 (1974)
57. Beavers W I, Eitter J J *Publ. Astron. Soc. Pac.* **89** 733 (1977)
58. Slovak M H, van Gitters G W, Barnes T G *Publ. Astron. Soc. Pac.* **91** 840 (1979)
59. Fletcher J M et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **94** 1017 (1982)
60. Walraven Th, Walraven J, in *Proc. of ESO-CERN Conf. on Auxiliary Instrumentation for Large Telescopes, Geneva, May 2–5, 1972* (Eds S Laustsen, A Reiz) (Geneva: CERN, 1972) p. 175
61. Griffin R F *Observatory* **97** 9 (1977)
62. Baranne A, Mayor M, Poncet J L *Vistas Astron.* **23** 279 (1979)
63. Токовинин А А *Астрон. журн.* **64** 196 (1987); Tokovinin A A *Sov. Astron.* **31** 98 (1987)
64. Upgren A R, Sperauskas J, Boyle R P *Baltic Astron.* **11** 91 (2002)
65. Latham D W et al. *Nature* **339** 38 (1989)
66. Latham D W, in *Instrumentation for Astronomy with Large Optical Telescopes, Proc. of IAU Colloq. 67, Zelenchukskaya, USSR, September 8–10, 1981* (Astrophysics and Space Science Library, Vol. 92, Ed. C M Humphries) (Dordrecht: Springer, 1982) p. 259
67. Serkowski K *Icarus* **27** 13 (1976)
68. Serkowski K *Postepy Astron.* **24** 3 (1976)
69. Serkowski K, in *High Resolution Spectrometry. Proc. of the 4th Intern. Colloquium on Astrophysics, Trieste, July 3–7, 1978* (Ed. M Hack) (Trieste: Osservatorio, 1978) p. 245
70. Serkowski K et al. *Proc. SPIE* **0172** 130 (1979)
71. Serkowski K et al. *Astrophys. J.* **228** 630 (1979)
72. Connes P *Astrophys. Space Sci.* **110** 211 (1985)
73. Flint G *Sky Telesc.* **67** 402 (1984)
74. Isaak G R *Nature* **189** 373 (1961)
75. Roddier F *Ann. Astrophys.* **28** 463 (1965)
76. Fossat E, Roddier F *Solar Phys.* **18** 204 (1971)
77. Grec G, Fossat E, Vernin J *Astron. Astrophys.* **50** 221 (1976)
78. Brookes J R, Isaak G R, van der Raay H B *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **185** 1 (1978)
79. Fossat E et al. *C. R. Acad. Sci. II* **299** 17 (1984)
80. Schmider F X et al., in *Advances in Helio- and Asteroseismology, Proc. of the Symp., 17–11 July 1986, Aarhus, Denmark* (IAU Symp., No. 123, Eds J Christensen-Dalsgaard, S Frandsen) (Dordrecht: D. Reidel Publ. Co., 1988) p. 513
81. Tull R G, Choisser J P, Snow E H *Appl. Opt.* **14** 1182 (1975)
82. Vogt S S, Tull R G, Kelton P *Appl. Opt.* **17** 574 (1978)
83. Beckers J M *Astrophys. J.* **213** 900 (1977)
84. Koch A, Wöhl H *Astron. Astrophys.* **134** 134 (1984)
85. Libbrecht K G *Astrophys. J.* **330** L51 (1988)
86. Cochran W D, Hatzes A P, in *Planets Around Pulsars, Proc. of the Conf., California Inst. of Technology, Pasadena, Apr. 30–May 1, 1992* (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 1993) p. 267
87. Libbrecht K G *Space Sci. Rev.* **47** 275 (1988)
88. Libbrecht K G, Peri M L *Publ. Astron. Soc. Pac.* **107** 62 (1995)
89. Smith M A *Astrophys. J.* **253** 727 (1982)
90. Smith M A *Astrophys. J.* **265** 325 (1983)
91. Hatzes A P, Cochran W D *Astrophys. J.* **413** 339 (1993)
92. Butler R P, Bell R A, Hindsley R B *Astrophys. J.* **461** 362 (1996)
93. Butler R P, Bell R A *Astrophys. J.* **480** 767 (1997)
94. Walker G A H et al. *Icarus* **116** 359 (1995)
95. Campbell B, Walker G A H, Yang S *Astrophys. J.* **331** 902 (1988)
96. Cochran W D, Hatzes A P *Bull. Am. Astron. Soc.* **22** 1082 (1990)
97. Baranne A et al. *Astron. Astrophys. Suppl.* **119** 373 (1996)
98. Mayor M, Queloz D *Nature* **378** 355 (1995)
99. Hatzes A P, Cochran W D, Johns-Krull C M *Astrophys. J.* **478** 374 (1997)
100. Hoffleit D *Catalogue of Bright Stars* (New Haven, CT: Yale Univ. Observatory, 1964)
101. McMillan R S et al. *Astrophys. J.* **403** 801 (1993)
102. Noyes R W et al. *Astrophys. J.* **483** L111 (1997)
103. Cochran W D, Hatzes A P *Astrophys. Space Sci.* **241** 43 (1996)
104. Walker G A H et al. *Icarus* **116** 359 (1995)
105. Marcy G W, Butler R P *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **36** 57 (1998)
106. Ксанфомалити Л В *Астрон. вестн.* **34** 529 (2000); Ksanfomaliti L V *Solar Syst. Res.* **34** 481 (2000)
107. Ксанфомалити Л В, в сб. *Историко-астрономические исследования* Вып. 27 (М.: Наука, 2002) с. 54
108. Butler R P, Marcy G W *Astrophys. J.* **464** L153 (1996)
109. Marcy G W, Butler R P *Proc. SPIE* **2704** 46 (1996)
110. Marcy G W, Butler R P *Astrophys. J.* **464** L147 (1996)
111. Cochran W D et al. *Astrophys. J.* **483** 457 (1997)
112. Marcy G W et al. *Astrophys. J.* **481** 926 (1997)
113. Delfosse X et al. *Astron. Astrophys.* **338** L67 (1998)
114. Merline W J, in *Stellar Radial Velocities, Proc. of IAU Colloquium No. 88, Schenectady, N.Y., October 24–27, 1984* (Eds A G D Philip, D W Latham) (Schenectady, NY: L. Davis Press, 1985) p. 87
115. Seifahrt A et al. *Proc. SPIE* **9908** 990818 (2016)
116. Hatzes A P, Cochran W D, in *ESO Workshop on High Resolution Spectroscopy with the VLT. Proc., Garching, Germany, February 11–13, 1992* (ESO Conf., Vol. 40, M-H Ulrich) (Garching bei Munchen: European Southern Observatory, 1992) p. 275
117. Dekker H et al. *Proc. SPIE* **4008** 534 (2000)
118. Noguchi K et al. *Proc. SPIE* **3355** 354 (1998)
119. Vogt S S et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **126** 359 (2014)
120. Noyes R W et al. *Astrophys. J.* **487** L195 (1997)
121. Lissauer J J *Nature* **398** 659 (1999)
122. Сафронов В С *Астрон. журн.* **43** 817 (1966)
123. Сафронов В С *Астрон. вестн.* **18** 322 (1984); Safronov V S *Solar Syst. Res.* **18** 208 (1985)
124. Wetherill G W *Astrophys. Space Sci.* **241** 25 (1996)
125. Lissauer J J, Marcy G W, Ida S *Proc. Natl. Acad. Sci. USA* **97** 12405 (2000)
126. Woollfson M M *The Origin and Evolution of the Solar System* (Bristol: Institute of Physics Publ., 2000)
127. Bisikalo D V, Kaygorodov P V, Shematovich V I "Exoplanets: Atmospheres of hot Jupiters", in *Oxford Research Encyclopedias. Planetary Science* (Oxford: Oxford Univ. Press, 2019) <https://doi.org/10.1093/acrefore/9780190647926.013.103>
128. Pfeiffer M J et al. *Astron. Astrophys. Suppl.* **130** 381 (1998)
129. Tull R G *Proc. SPIE* **3355** 387 (1998)
130. Kaufer A, Pasquini L *Proc. SPIE* **3355** 844 (1998)
131. Queloz D et al. *Astron. Astrophys.* **354** 99 (2000)
132. Manset N, Donati J-F *Proc. SPIE* **4843** 425 (2003)
133. Weber M et al. *Proc. SPIE* **7019** 70190L (2008)
134. Perruchot S et al. *Proc. SPIE* **7014** 70140J (2008)
135. Crane J D et al. *Proc. SPIE* **7735** 773553 (2010)
136. Schwab C et al. *Proc. SPIE* **7735** 77354G (2010)
137. Raskin G et al. *Astron. Astrophys.* **526** A69 (2011)
138. Cosentino R et al. *Proc. SPIE* **8446** 84461V (2012)
139. Dominici T P et al. *Proc. SPIE* **8446** 844636 (2012)
140. Chakraborty A et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **126** 133 (2014)
141. Butler R P et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **108** 500 (1996)
142. Чунтонов Г А *Астрофиз. бюл.* **66** 533 (2011); Chountonov G A *Astrophys. Bull.* **66** 496 (2011)
143. Osterman S et al. *Proc. SPIE* **6693** 66931G (2007)
144. Steinmetz T et al. *Science* **321** 1335 (2008)
145. Steinmetz T et al. *Appl. Phys. B* **96** 251 (2009)
146. Lo Curto G et al. *Proc. SPIE* **8446** 84461W (2012)
147. Phillips D F et al. *Proc. SPIE* **8446** 84468O (2012)
148. Murphy M T et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **422** 761 (2012)

149. Панчук В Е, Ключкова В Г, Юшкин М В *Астрон. журн.* **94** 808 (2017); Panchuk V E, Klochkova V G, Yushkin M V *Astron. Rep.* **61** 820 (2017)
150. Abbas M M et al. *Appl. Opt.* **15** 427 (1976)
151. Dravins D *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **20** 61 (1982)
152. Dravins D, Nordlund A *Astron. Astrophys.* **228** 184 (1990)
153. Dravins D, Nordlund A *Astron. Astrophys.* **228** 203 (1990)
154. Dravins D *Astron. Astrophys.* **492** 199 (2008)
155. Dravins D *Astron. Nachr.* **331** 535 (2010)
156. Жакино П УФН **78** 123 (1962); Jacquinet P *Rep. Prog. Phys.* **23** 267 (1960)
157. Кулагин Е С *Астрон. журн.* **57** 200 (1980); Kulagin E S *Sov. Astron.* **24** 118 (1980)
158. Perryman M *Am. J. Phys.* **82** 552 (2014)
159. Sahlmann J et al. *Astron. Astrophys.* **551** A52 (2013)
160. Perryman M et al. *Astrophys. J.* **797** 14 (2014)
161. Rosenblatt F *Icarus* **14** 71 (1971)
162. Henry G W et al. *Astrophys. J.* **529** L41 (2000)
163. Charbonneau D et al. *Astrophys. J.* **529** L45 (2000)
164. Hellier C et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **426** 739 (2012)
165. Christiansen J L et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **124** 1279 (2012)
166. Kane S R et al. *Astrophys. J.* **821** 65 (2016)
167. Baranec C et al. *Astrophys. J. Lett.* **790** L8 (2014)
168. Baranec C et al. *Astron. J.* **152** 18 (2016)
169. Abe F et al. *Science* **305** 1264 (2004)
170. Barry R et al. *Proc. SPIE* **8151** 81510L (2011)
171. Holman M J, Murray N W *Science* **307** 1288 (2005)
172. Hrudková M et al. *Proc. IAU 4* (S253) 446 (2008)
173. Quirrenbach A *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **39** 353 (2001)
174. Trauger J et al. *Proc. SPIE* **8151** 81510G (2011)
175. Udry S, Santos N C *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **45** 397 (2007)
176. Charbonneau D et al. *Astrophys. J.* **522** L145 (1999)
177. Cameron A C et al. *Nature* **402** 751 (1999)
178. Burrows A, Angel R *Nature* **402** 732 (1999)
179. Parsons S B *Astrophys. J.* **174** 57 (1972)
180. Vaughan A H et al. *Astrophys. J.* **250** 276 (1981)
181. Панчук В Е, Ключкова В Г, Юшкин М В *Астрофиз. бюл.* **65** 283 (2010); Panchuk V E, Klochkova V G, Yushkin M V *Astrophys. Bull.* **65** 269 (2010)
182. Haywood R D et al., in *European Planetary Science Congress 2013, 8–13 September, London, UK*, EPSC2013-215; <https://meetings.copernicus.org/epsc2013/>
183. Queloz D et al. *Astron. Astrophys.* **379** 279 (2001)
184. Els S G et al., in *Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets* (ASP Conf. Ser., Vol 294, Eds D Deming, S Seager) (San Francisco, CA: ASP, 2003) p. 55
185. Haywood R D et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **443** 2517 (2014)
186. Dravins D, Lindgren L, Nordlund A *Astron. Astrophys.* **96** 345 (1981)
187. Dravins D, Larsson B, Nordlund A *Astron. Astrophys.* **158** 83 (1986)
188. Livingston W C *Nature* **297** 208 (1982)
189. Bruning D H *Bull. Am. Astron. Soc.* **16** 577 (1984)
190. Dravins D *Astron. Astrophys.* **172** 200 (1987)
191. Stathopoulou M, Alissandrakis C E *Astron. Astrophys.* **274** 555 (1993)
192. Nordlund A, Dravins D *Astron. Astrophys.* **228** 155 (1990)
193. Atrashchenko I N, Gadun A S *Astron. Astrophys.* **291** 635 (1994)
194. Sachkov M et al., in *Variable Stars in the Local Group, IAU Colloquium 193, Proc. of the Conf., 6–11 July, 2003, Christchurch, New Zealand* (ASP Conf. Proc., Vol. 310, Eds D W Kurtz, K R Pollard) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2004) p. 208
195. Sachkov M et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **389** 903 (2008)
196. Saio H, Ryabchikova T, Sachkov M *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **403** 1729 (2010)
197. Hartmann M, Hatzes A P *Astron. Astrophys.* **582** A84 (2015)
198. Lindgren L, Dravins D *Astron. Astrophys.* **401** 1185 (2003)
199. Charbonneau D, Jha S, Noyes R W *Astrophys. J.* **507** L153 (1998)
200. Nather R E et al. *Astrophys. J.* **361** 309 (1990)
201. Provencal J L et al. *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso* **43** 524 (2014)
202. Catala C et al. *Astron. Astrophys.* **275** 245 (1993)
203. Pollack J B et al. *Icarus* **124** 62 (1996)
204. Ida S, Lin D N C *Astrophys. J.* **616** 567 (2004)
205. Mordasini C et al. *Astron. Astrophys.* **541** A97 (2012)
206. Boss A P *Science* **276** 1836 (1997)
207. Boss A P *Astrophys. J.* **567** L149 (2002)
208. Gonzalez G *Astron. Astrophys.* **334** 221 (1998)
209. Gonzalez G et al. *Astron. J.* **121** 432 (2001)
210. Santos N C, Israelian G, Mayor M *Astron. Astrophys.* **373** 1019 (2001)
211. Santos N C et al. *Astron. Astrophys.* **398** 363 (2003)
212. Santos N C, Israelian G, Mayor M *Astron. Astrophys.* **415** 1153 (2004)
213. Fischer D A, Valenti J *Astrophys. J.* **622** 1102 (2005)
214. Sousa S G et al. *Astron. Astrophys.* **487** 373 (2008)
215. Neves V et al. *Astron. Astrophys.* **497** 563 (2009)
216. Johnson J A et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **122** 905 (2010)
217. Sousa S G et al. *Astron. Astrophys.* **533** A141 (2011)
218. Adibekyan V Zh et al. *Astron. Astrophys.* **535** L11 (2011)
219. Cochran W D et al. *Astrophys. J.* **665** 1407 (2007)
220. Santos N C et al. *Astron. Astrophys.* **512** A47 (2010)
221. Adibekyan V Zh et al. *Astron. Astrophys.* **543** A89 (2012)
222. Delgado Mena E et al. *Astron. Astrophys.* **562** A92 (2014)
223. Mortier A et al. *Astron. Astrophys.* **557** A70 (2013)
224. Dressing C D et al. *Astrophys. J.* **800** 135 (2015)
225. Zeng L, Sasselov D *Publ. Astron. Soc. Pac.* **125** 227 (2013)
226. Santos N C et al. *Astron. Astrophys.* **580** L13 (2015)
227. Doyle A P et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **428** 3164 (2013)
228. Ключкова В Г, Панчук В Е *Письма в Астрон. журн.* **11** 692 (1985); Klochkova V G, Panchuk V E *Sov. Astron. Lett.* **11** 291 (1985)
229. Панчук В Е, Цымбал В В *Астрофиз. уссед. САО* **20** 22 (1985); Panchuk V E, Tsymbal V V *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **20** 18 (1985)
230. de Mooij E J W et al. *Astron. Astrophys.* **538** A46 (2012)
231. Croll B et al. *Astrophys. J.* **736** 78 (2011)
232. Kimble R A et al. *Astrophys. J.* **492** L83 (1998)
233. Knutson H A et al. *Astrophys. J.* **655** 564 (2007)
234. Brown T M *Astrophys. J.* **553** 1006 (2001)
235. Blake C H, Shaw M M *Publ. Astron. Soc. Pac.* **123** 1302 (2011)
236. Gillon M et al. *Nature* **533** 221 (2016)
237. Rossiter R A *Astrophys. J.* **60** 15 (1924)
238. McLaughlin D B *Astrophys. J.* **60** 22 (1924)
239. Winn J N et al. *Astrophys. J. Lett.* **718** L145 (2010)
240. Southworth J "EPICat: catalogue of the physical properties of transiting planetary systems", <http://www.astro.keele.ac.uk/jkt/tepcat/tepcat.html>
241. Triaud A H M J *Astron. Astrophys.* **534** L6 (2011)
242. Brothwell R D et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **440** 3392 (2014)
243. Di Gloria E, Snellen I A G, Albrecht S *Astron. Astrophys.* **580** A84 (2015)
244. Cegla H M et al. *Astron. Astrophys.* **588** A127 (2016)
245. Boué G et al. *Astron. Astrophys.* **550** A53 (2013)
246. Hirano T et al. *Astrophys. J.* **742** 69 (2011)
247. Brown D J A et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **464** 810 (2017)
248. Charbonneau D, Jha S, Noyes R W *Astrophys. J.* **507** L153 (1998)
249. Martins J H C et al. *Astron. Astrophys.* **576** A134 (2015)
250. Line M R, Parmentier V *Astrophys. J.* **820** 78 (2016)
251. Wyttenbach A et al. *Astron. Astrophys.* **577** A62 (2015)
252. Temple L Y et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **471** 2743 (2017)
253. Dravins D et al., in *18th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Proc. of the Conf., Lowell Observatory, 8–14 June, 2014* (Eds G van Belle, H C Harris) (Flagstaff, AZ: Lowell Observatory, 2015) p. 853
254. Dravins D et al. *Astron. Astrophys.* **605** A90 (2017)
255. Dravins D et al. *Astron. Astrophys.* **605** A91 (2017)
256. Freytag B et al. *J. Comput. Phys.* **231** 919 (2012)
257. Abt H A, Moyd K I *Astrophys. J.* **182** 809 (1973)
258. Abt H A, Tan H, Zhou H *Astrophys. J.* **487** 365 (1997)
259. Klochkova V G et al. *Astron. Astrophys.* **345** 905 (1999)
260. Morales F Y et al. *Astrophys. J. Lett.* **730** L29 (2011)
261. Montgomery S L, Welsh B Y *Publ. Astron. Soc. Pac.* **124** 1042 (2012)
262. Welsh B Y, Montgomery S *Publ. Astron. Soc. Pac.* **125** 759 (2013)
263. Панчук В Е, Ключкова В Г *Природа* (3) 47 (2017)
264. Strassmeier K G et al. *Astron. Nachrich.* **336** 324 (2015)
265. Pepe F et al. *Astron. Nachrich.* **335** 8 (2014)
266. Magain P *Astron. Astrophys.* **297** 686 (1995)
267. Piskunov N et al. "User requirements and technical specifications for the VLC of the CES", *ESO Nov.* 12 (1997)
268. Панчук В Е и др. *Бюл. САО* **44** 127 (1997)
269. Klochkova V, Panchuk V, Zhao G *Astrophys. Rep. Publ. Beijing Astron. Obs.* **34** 97 (1999)
270. Панчук В Е et al., in *Stars: From Collapse to Collapse, Proc. of a Conf., Nizhny Arkhyz, Russia 3–7 October 2016* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 510, Eds Yu Yu Balega et al.) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2017) p. 566
271. Панчук В Е и др. *Изв. вузов. Приборостроение* **60** 753 (2017)
272. Selsis F et al. *Astron. Astrophys.* **476** 1373 (2007)
273. Shectman S A, Johns M *Proc. SPIE* **4837** 910 (2003)
274. Follert R et al. *Proc. SPIE* **9147** 914719 (2014)
275. Piskunov N, in *Stars: From Collapse to Collapse, Proc. of a Conf., Nizhny Arkhyz, Russia 3–7 October 2016* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 510, Eds Yu Yu Balega et al.) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2017) p. 514
276. Bean J L et al. *Astrophys. J.* **713** 410 (2010)
277. Otarola A C, Querel R, Kerber F, in *Comprehensive Characterization of Astronomical Sites, Conf., October 4–10, 2010, Kislovodsk, Russia*; arXiv:1103.3025
278. Otarola A et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **122** 470 (2010)
279. Seifahrt A et al. *Astron. Astrophys.* **524** A11 (2010)
280. Borucki W J et al., in *Planets Beyond the Solar System and the Next Generation of Space Missions. Proc. of a Workshop, Baltimore, MD, October 16–18, 1996* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 119, Ed.

- D Soderblom) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 1997) p. 153
281. Reynolds R O et al. *Proc. SPIE* **5170** 283 (2003)
282. Шефов Н Н, Семенов А И, Хомич В Ю *Излучение верхней атмосферы — индикатор ее структуры и динамики* (М.: ГЕОС, 2006)
283. Hunter T R, Ramsey L W *Publ. Astron. Soc. Pac.* **104** 1244 (1992)
284. Spronck J F P, Schwab C, Fischer D A *Proc. SPIE* **7735** 77350W (2010)
285. Leon-Saval S G et al. *Opt. Lett.* **30** 2545 (2005)
286. Ghasempour A et al. *Proc. SPIE* **8450** 845045 (2012)
287. Панчук В Е, Юшкин М В, Якопов М В *Астрофиз. бюлл.* **66** 382 (2011); Panchuk V E, Yushkin M V, Yakopov M V *Astrophys. Bull.* **66** 355 (2011)
288. Vogt S S et al. *Publ. Astron. Soc. Pac.* **126** 359 (2014)
289. Szentgyorgyi A H et al. *Proc. SPIE* **3355** 242 (1998)
290. Горский С М, Лебедев В П *Изв. Крымской астрофизической обсерватории* **57** 228 (1977); Gorskii S M, Lebedev V P *Bull. Crimean Astrophys. Obs.* **57** 187 (1977)
291. Горский С М, Кожеватов И Е, Лебедев В П *Астрон. журн.* **56** 590 (1979); Gorskii S M, Kozhevato I E, Lebedev V P *Sov. Astron.* **23** 332 (1979)
292. Кожеватов И Е *Исследования по геомагнетизму, аэрономии и физике Солнца* (64) 42 (1983)
293. Erskine D J, Ge J, in *Imaging the Universe in Three Dimensions. Proc. of the ASP Conf.* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 195, Eds W van Breugel, J Bland-Hawthorn) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2000) p. 501
294. Ge J *Astrophys. J.* **571** L165 (2002)
295. Erskine D J *Publ. Astron. Soc. Pac.* **115** 255 (2003)
296. Ge J et al. *Astrophys. J.* **648** 683 (2006)
297. Mahadevan S et al. *Proc. SPIE* **5170** 184 (2003)
298. Ge J et al. *Bull. Am. Astron. Soc.* **36** 1407 (2004)
299. Barden S C *Proc. SPIE* **8446** 844639 (2012)
300. Charbonneau D et al. *Astrophys. J.* **568** 377 (2002)
301. Vidal-Madjar A et al. *Astrophys. J.* **604** L69 (2004)
302. Linsky J L et al. *Astrophys. J.* **717** 1291 (2010)
303. Sing D K et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **416** 1443 (2011)
304. Swain M R, Vasisth G, Tinetti G *Nature* **452** 329 (2008)
305. Tinetti G et al. *Astrophys. J.* **712** L139 (2010)
306. Gibson N P, Pont F, Aigrain S *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **411** 2199 (2011)
307. Crouzet N et al. *Astrophys. J.* **761** 7 (2012)
308. Gibson N P et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **419** 2683 (2012)
309. Gibson N P et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **422** 753 (2012)
310. Pont F et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **385** 109 (2008)
311. Deming D et al. *Astrophys. J.* **774** 95 (2013)
312. Huitson C M et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **434** 3252 (2013)
313. Hubeny I, Burrows A, Sudarsky D *Astrophys. J.* **594** 1011 (2003)
314. Sing D K et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **436** 2956 (2013)
315. Wakeford H R et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **435** 3481 (2013)
316. Nikolov N et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **437** 46 (2014)
317. Ehrenreich D et al. *Astron. Astrophys.* **570** A89 (2014)
318. Werner M et al. *Astrophys. J. Suppl.* **154** 1 (2004)
319. Bourrier V et al. *Astron. Astrophys.* **597** A26 (2017)
320. Seager S, Sasselov D D *Astrophys. J.* **537** 916 (2000)
321. Aronson E, Piskunov N *Astrophys. J.* **155** 208 (2018)
322. Sachkov M, Shustov B, Gómez de Castro A I *Adv. Space Res.* **53** 990 (2014)
323. Sachkov M et al. *Astron. Nachrich.* **335** 46 (2014)
324. Sachkov M, Vlasenko O, in *40th COSPAR Scientific Assembly, 2–10 August 2014, Moscow, Russia* (Moscow: Lomonosov Moscow State University, 2014) E1.11-28-14
325. Panchuk V et al. *Astrophys. Space Sci.* **354** 163 (2014)
326. Reutlinger A et al. *Astrophys. Space Sci.* **335** 311 (2011)
327. Sachkov M et al. *Stars: From Collapse to Collapse, Proc. of a Conf., Nizhny Arkhyz, Russia 3–7 October 2016* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 510, Eds Yu Yu Balega et al.) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2017) p. 573
328. Shustov B et al. *Astrophys. Space Sci.* **335** 273 (2011)
329. Shustov B et al. *Astrophys. Space Sci.* **354** 155 (2014)
330. Shustov B et al. *Astrophys. Space Sci.* **363** 62 (2018)
331. Malkov O et al. *Astrophys. Space Sci.* **335** 323 (2011)
332. Боярчук А А и др. *Астрон. журн.* **93** 3 (2016); Boyarchuk A A et al. *Astron. Rep.* **60** 1 (2016)
333. Shematovich V, in *39th COSPAR Scientific Assembly, 14–22 July 2012, Mysore, India* (Mysore: Narayana Murthy Centre of Infosys Campus) p. 1773, C2.1-12-12
334. Lammer H et al. *Proc. IAU Symp.* **7** (S282) 525 (2012)
335. Fossati L et al. *Astrophys. J.* **720** 872 (2010)
336. France K et al. *Astrophys. J.* **712** 1277 (2010)
337. Knutson H A et al. *Astrophys. J.* **655** 564 (2007)
338. Shkolnik E et al. *Astrophys. J.* **676** 628 (2008)
339. Panchuk V, Sachkov M, Klochkova V *Proc. SPIE* **10702** 107022R (2018)
340. Панчук В Е, Сачков М Е, Ключкова В Г *Вестн. НПО им. С.А. Лавочкина* (2) 42 (2018)
341. Ключкова В Г, Панчук В Е, Сачков М Е, в сб. *Сборник трудов мемориальной конф. 2018 г., посвященной памяти академика А.А. Боярчука* (Под ред. Д В Бисикало, Д З Вибе) (М.: Янус-К, 2018) с. 394
342. Иоаннисани Б К *Астрофиз. исслед. САО* **3** 3 (1971)
343. Иоаннисани Б К, Гамбовский Г А, Коншин В М *Изв. Крымской астрофизической обсерватории* **55** 208 (1976)
344. Садовничий В А, Черепашук А М *Природа* (3) 3 (2015)
345. Кругов В Д *Сообщ. САО* (56) 21 (1987)
346. Панчук В Е, Ключкова В Г, в сб. *Специальная астрофизическая обсерватория Российской академии наук. 50 лет* (Нижний Архыз: САО, 2018) с. 46
347. Панчук В Е и др. *Оптич. журн.* **76** (2) 42 (2009); Panchuk V E et al. *J. Opt. Technol.* **76** 87 (2009)
348. Panchuk V et al. *Proc. SPIE* **9908** 99086Y (2016)
349. Panchuk V E et al., in *Stars: From Collapse to Collapse, Proc. of a Conf., Nizhny Arkhyz, Russia 3–7 October 2016* (Astron. Soc. Pacific Conf., Vol. 510, Eds Yu Yu Balega et al.) (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 2017) p. 562
350. Панчук В Е и др. *Изв. вузов. Приборостроение* **60** (1) 53 (2017)
351. Панчук В Е, Чунтонов Г А, Найденов И Д *Астрофиз. бюлл.* **69** 360 (2014); Panchuk V E, Chuntunov G A, Naidenov I D *Astrophys. Bull.* **69** 339 (2014)
352. Маров М Я, Shematovich V I, Bisicalo D V *Space Sci. Rev.* **76** 1 (1996)
353. Колесниченко А В, Маров М Я *Астрон. вестн.* **40** 3 (2006); Kolesnichenko A V, Marov M Ya *Solar Syst. Res.* **40** 1 (2006)
354. Шематович В И, Маров М Я *УФН* **188** 233 (2018); Shematovich V I, Marov M Ya *Phys. Usp.* **61** 217 (2018)
355. Bisicalo D V et al. *Astrophys. J.* **869** 108 (2018)

Study of exoplanets by spectroscopic methods

V.E. Panchuk^(1,2,a), Yu.Yu. Balega^(1,b), V.G. Klochkova^(1,c), M.E. Sachkov^(3,d)

⁽¹⁾ *Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, 369167 Nizhny Arkhyz, Zelenchukskiy region, Karachai-Cherkessian Republic, Russian Federation*

⁽²⁾ *Space Research Institute, Russian Academy of Sciences, ul. Profsoyuznaya 84/32, 117997 Moscow, Russian Federation*

⁽³⁾ *Institute of Astronomy, Russian Academy of Sciences, ul. Pyatnitskaya 48, str. 4, 119017 Moscow, Russian Federation*

E-mail: ^(a) panchuk@ya.ru, ^(b) y.balega@presidium.ras.ru, ^(c) valentina.r11@yandex.ru, ^(d) msachkov@inasan.ru

A review of spectroscopic methods for observations of stars in searching and studying exoplanets is presented. Instrumental errors in measuring ray velocities and ways to decrease (or fundamentally eliminate) them are considered. The role of astrometric and photometric methods is pointed out. The results of the study of the chemical composition of parent stars and the spectroscopy of transit phenomena are discussed. Some promising directions are evaluated. The development of ground-based and orbital domestic equipment for spectroscopy and spectropolarimetry of stars is reported.

Keywords: extrasolar planets, stars, spectroscopy

PACS numbers: 95.75.Fg, **97.10** – q, **97.82** – j

Bibliography — 355 references

Uspekhi Fizicheskikh Nauk **190** (6) 605–626 (2020)

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNr.2019.07.038597>

Received 4 April 2019, revised 2 July 2019

Physics – Uspekhi **63** (6) (2020)

DOI: <https://doi.org/10.3367/UFNe.2019.07.038597>