

ЭВОЛЮЦИЯ РАСПРЕДЕЛЕНИЯ МОМЕНТА ИМПУЛЬСА ВО ВНЕСОЛНЕЧНЫХ ПЛАНЕТНЫХ СИСТЕМАХ

П.А. ТАРАКАНОВ, А.С. АРТАМОНОВ

Поступила 18 июня 2015

Принята к печати 16 сентября 2015

Исследуется распределение момента в системах "звезда-планета" с учетом эффектов звездной эволюции. Проведено численное моделирование 15 систем, для которых имеются данные о вращении звезд. Подтверждено, что учет изменения структуры звезды является существенным для эволюции распределения момента. Сделан вывод об уменьшении дисперсии значений отношения орбитального момента и момента вращения звезды в результате эволюции.

Ключевые слова: *планеты; внесолнечные планеты; момент импульса*

1. *Введение.* Одной из характерных особенностей Солнечной системы является то, что основная часть момента импульса системы связана с орбитальным движением планет. Эта классическая задача космогонии Солнечной системы решалась различными методами (см., например, обзорную монографию [1]): как с помощью моделей переноса момента в протопланетном диске, так и путем моделирования динамического взаимодействия планет со звездой. В настоящее время, в результате открытия в последние годы большого числа внесолнечных планетных систем, общая задача о динамической эволюции системы "звезда-планета" (в частности, о переносе момента импульса) достаточно активно исследуется (см., например, [2]), однако детальный анализ процесса эволюции распределения момента для конкретных известных планетных систем, кроме Солнечной, практически не проводился. При этом рассматриваемые модели, как правило, учитывают только динамические эффекты, не привлекая данные об эволюции звезды.

В данной работе рассматривается динамическая эволюция системы "звезда-планета", но при этом также учитывается изменение внутренней структуры звезды, обусловленное ее эволюцией. Существующие чисто динамические модели приливной эволюции (см., например, работы [3,4]) показывают, что характерные времена изменения периода вращения звезд даже в системах с массивными "горячими юпитерами" (например, детально рассмотренных в работе [4] CoRoT-27 и KEPLER-75, где спутниками

звезд околосолнечных масс являются планеты с массами около 10 масс Юпитера) составляют $\sim 10^9$ - 10^{10} лет, и на таких временных масштабах изменение внутренней структуры звезды и связанное с ним изменение ее момента импульса должно быть достаточно заметным фактором.

В работе рассматриваются системы, состоящие из звезды и одной планеты, вращающейся вокруг нее. Нами был составлен список планетных систем, для которых имеются данные о вращении звезд (см. приложение А), для чего использовался, главным образом, каталог скоростей вращения звезд [5], а также некоторые другие источники ([6,7]). В качестве источника данных о планетах использовался каталог [8].

Среди различных зависимостей, которые могут быть построены с использованием полученного списка, интерес представляет зависимость между отношением орбитального момента импульса планеты L_{orb} и момента вращения звезды S_* , и радиусом звезды, представленная на рис.1. Отметим, что хотя данные о скоростях вращения звезд и значительная часть данных о массах планет получены с точностью до синуса углов наклона экватора звезды или плоскости орбиты планеты соответственно к лучу зрения, на отношение моментов L_{orb}/S_* это обстоятельство влияет слабо. В самом деле, в рамках существующих моделей образования планетных систем эти два угла близки и, так как орбитальный момент линейно зависит от массы планеты, а момент вращения звезды также прямо пропорционален скорости

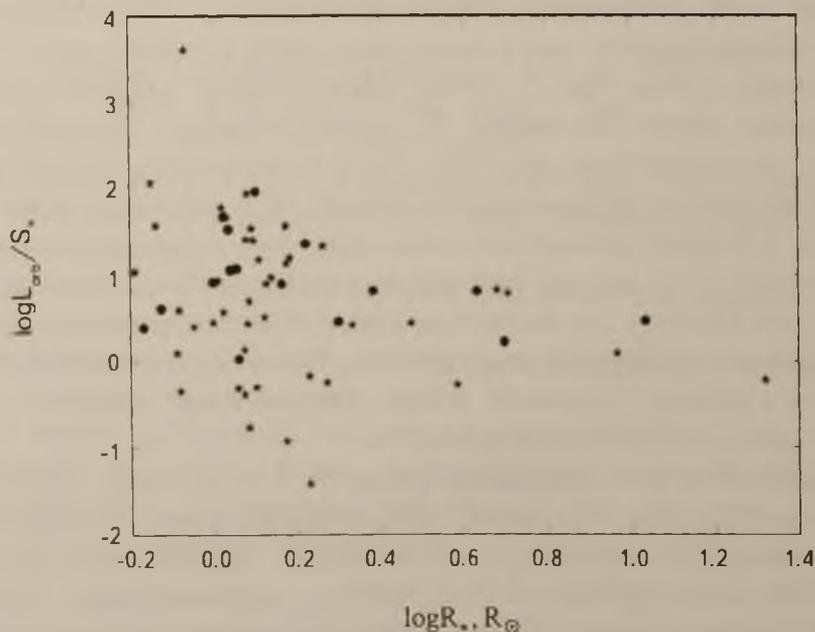


Рис.1. Зависимость между отношением орбитального момента импульса планеты и момента импульса, связанного с вращением звезды, и радиуса звезды по данным наблюдений (кружками выделены системы, для которых в дальнейшем проводилось моделирование динамической эволюции).

вращения звезды, учет углов наклона приведет к изменению обоих моментов примерно в одинаковое число раз.

Сразу же можно заметить, что для звезд со сравнительно большими радиусами (в имеющейся выборке это нормальные гиганты класса светимости III) отношение орбитального момента и момента вращения звезды находится в более узком диапазоне, чем для звезд Главной последовательности, причем отношение $L_{orb}/S_* \approx 1$. По-видимому, этот эффект является результатом эволюции систем со временем и, как следствие, должен появляться и в результатах моделирования соответствующих систем.

Основными учитываемыми механизмами обмена моментами являются приливное взаимодействие между планетой и звездой, а также изменение внутренней структуры звезды, связанное с ее эволюцией. Потерей массы звездой за счет звездного ветра мы пренебрежем (поскольку хорошие модели эволюции звезд с учетом потери массы фактически отсутствуют). Также не будет учитываться потеря момента, связанная с взаимодействием звездного ветра с магнитным полем звезды (магнитным торможением). Вращение звезды будем считать твердотельным: с одной стороны, существующие данные для Солнца позволяют считать это приближение достаточно хорошим (см., например, [9]), с другой - учет возможной нетвердотельности вращения представляет собой отдельную весьма сложную задачу.

При наличии модели динамической эволюции системы "звезда-планета" и модели эволюции звезды возможно проследить эволюцию параметров системы назад по времени. Таким образом можно оценить значения динамических параметров системы и, в частности, распределение момента импульса, на стадиях эволюции, непосредственно следующих за образованием системы, оценив тем самым вклад изменения структуры звезды в процесс перераспределения момента импульса в планетной системе.

2. *Моделирование эволюции звезды.* Для вычисления момента S_* , связанного с вращением звезды, необходимы период вращения (или угловая скорость Ω_*) и момент инерции I_* звезды, поскольку

$$S_* = I_* \Omega_* . \quad (1)$$

Угловые скорости вращения звезд для исследуемых систем известны. Представим момент инерции звезды в общем случае как

$$I_* = k_I M_* R_*^2 , \quad (2)$$

где M_* - масса звезды, R_* - ее радиус. Существенно, что коэффициент k_I заметно меняется со временем вследствие эволюции звезды. Для получения значения k_I в некоторый момент времени требуется провести моделирование физической эволюции звезды, причем в качестве входных параметров моделирования могут быть использованы известные данные о

массе, радиусе, эффективной температуре и скорости вращения. Для некоторых звезд также имеются определения возраста. Для моделирования был использован пакет программ MESA [10,11].

Пакет позволяет построить детальную модель эволюции звезды. Помимо возможности получения интегральных характеристик, также имеется возможность получения распределений основных моделируемых величин (плотности, температуры и т.д.) вдоль радиуса звезды. Для данной работы существенна возможность определения положения конвективных зон в звездах, а также их характеристик, что позволяет существенно уточнить модель приливного взаимодействия объектов. Пакет также предоставляет развитый интерфейс приложений, позволяющий дополнять моделирование расчетом параметров, не предусмотренных создателями пакета. Используя эту возможность, мы добавили в пакет вычисление коэффициента k , момента инерции звезды.

К сожалению, хотя с помощью MESA можно строить эволюционные треки звезды с момента ее образования до некоторого момента, вводя те или иные ограничения на величину шага, но невозможно взять звезду некоторого возраста с заданными параметрами и провести моделирование эволюции вперед или назад во времени. Это усложняет задачу, поскольку нам известны параметры звезд, соответствующие их современному возрасту.

Изменением масс большинства звезд с возрастом, пока звезда не достигнет стадии горения гелия, можно пренебречь. Для оценки начального химического состава $X:Y:Z$ при построении модели звезды необходимо рассматривать сетку моделей с различными значениями Y_0, Z_0 (X_0 однозначно задается выбором Y_0 и Z_0). Нами рассматривались модели с химическим составом, близким к солнечному, для которых

$$(Y_0, Z_0) = (0,24 + k Z_0, Z_0), \quad (3)$$

где величины k и Z_0 изменялись в пределах $k=0, \dots, 4, Z_0=0.01, \dots, 0.04$. Таким образом, для каждой из звезд было построено по 20 моделей. Затем для каждой из моделей проводилось моделирование эволюции, после чего в качестве наиболее подходящей выбиралась модель, для которой в момент времени t средний квадрат относительной ошибки E для основных параметров является наименьшим:

$$E = \sqrt{\frac{\left(\frac{t-t_m}{t}\right)^2 + \left(\frac{T_{eff} - T_{eff,m}}{T_{eff}}\right)^2 + \left(\frac{R_* - R_m}{R_*}\right)^2}{3}}, \quad (4)$$

где t, T_{eff}, R_* - известные нам возраст, эффективная температура и радиус звезды, а $t_m, T_{eff,m}, R_m$ - те же величины, полученные в результате моделирования. Заметим, что из-за переменного шага моделирования не для всех моделей удалось добиться точного согласования возраста с

имеющимися определениями (да и исходные данные о возрастах содержат ошибки), поэтому относительная погрешность определения возраста также была включена в критерий выбора модели. Заметим, что получившиеся в результате модели в среднем характеризуются повышенным содержанием тяжелых элементов, что согласуется с известным утверждением о том, что у звезд с планетами содержание тяжелых элементов в среднем выше, чем у звезд, у которых планет нет [12].

3. *Моделирование обмена моментом импульса.* При моделировании эволюции системы требуется описать изменение со временем углового ускорения вращения звезды Ω_* и скорости изменения момента инерции звезды I_* . Для вычисления скорости изменения момента инерции, как уже указывалось выше, были внесены дополнения в пакет моделирования звездной эволюции MESA, а для расчета углового ускорения необходимо записать уравнения, которые будут учитывать приливное взаимодействие и изменение структуры звезды. Учет физической эволюции звезды и связанных с ней изменений момента инерции и угловой скорости могут быть произведены только численно.

Для планеты существенными характеристиками являются скорость изменения большой полуоси орбиты планеты a и скорость изменения эксцентриситета орбиты e , поскольку орбитальный момент определяется величинами большой полуоси и эксцентриситета орбиты планеты.

Рассмотрим предельный случай, когда масса планеты пренебрежимо мала. Тогда суммарный момент импульса системы окажется равным моменту звезды S_* , причем он будет сохраняться со временем, $\dot{S}_* = 0$. Изменение скорости вращения со временем можно записать, исходя из (1):

$$(\dot{\Omega}_*)_{\text{total}} = -\Omega_* \frac{\dot{I}_*}{I_*} \quad (5)$$

Выражение для орбитального момента планеты широко известно и может быть получено с использованием интеграла энергии в задаче двух тел (см., например, [13]):

$$L_{\text{orb}} = M_* M_p \sqrt{\frac{Ga(1-e^2)}{M_* + M_p}} \quad (6)$$

где a - большая полуось системы, e - эксцентриситет, M_p - масса планеты, G - гравитационная постоянная.

Приливное взаимодействие планеты и звезды, вокруг которой она обращается, влияет на большую полуось орбиты планеты a , угловую скорость вращения звезды Ω_* и угол наклона Θ_* между осью вращения звезды и планеты. Мы пренебрежем приливными эффектами на планете, поскольку не имеем никакой информации о скорости ее вращения. С другой стороны, вклад момента, связанного с вращением планеты, в

общий момент системы ничтожно мал. Действительно, пусть L_{spin} - момент, связанный с вращением планеты вокруг оси. Поскольку скорость осевого вращения планеты, очевидно, ограничена сверху круговой скоростью на поверхности, можно получить оценку сверху для L_{spin} .

Сделаем неправдоподобное предположение, завышающее оценку: пусть вся масса планеты сосредоточена на ее поверхности. Тогда

$$\Omega_{pl}^2 R_{pl} = \frac{GM_{pl}}{R_{pl}^2} \quad (7)$$

и

$$L_{spin} = \frac{2}{3} \Omega_{pl} M_{pl} R_{pl}^2 = \frac{2}{3} \sqrt{GM_{pl}^3 R_{pl}} \quad (8)$$

Тогда отношение этих моментов для круговой орбиты

$$\frac{L_{spin}}{L_{orb}} = \frac{2}{3} \frac{\sqrt{M_{pl}(M_* + M_{pl})}}{M_*} \sqrt{\frac{R_{pl}}{a}}$$

или

$$\frac{L_{spin}}{L_{orb}} = \sqrt{\frac{M_{pl}}{M_*}} \sqrt{1 + \frac{M_{pl}}{M_*}} \sqrt{\frac{R_{pl}}{a}} \ll 1 \quad (9)$$

Отношение оказывается малым, поскольку и отношение масс, и отношение радиуса планеты к большой полуоси орбиты малы, тем самым вращением планеты заведомо можно пренебречь.

Эволюция приливного взаимодействия рассматривалась в стандартном приближении слабого взаимодействия в работах [14,15], а также в работе [16]. На основе этих работ запишем систему дифференциальных уравнений, описывающих приливную эволюцию:

$$\left(\dot{a}\right)_{wf} = -\frac{a}{\tau_{wf}} \left(1 - \frac{\Omega_*}{\Omega_{orb}} \cos\Theta_*\right), \quad (10)$$

$$\left(\dot{\Omega}_*\right)_{wf} = \frac{\Omega_*}{\tau_{wf}} \left(\frac{L_{orb}}{2S_*}\right) \left[\cos\Theta_* - \left(\frac{\Omega_*}{2\Omega_{orb}}\right) (1 + \cos^2\Theta_*)\right], \quad (11)$$

$$\left(\dot{\Theta}_*\right)_{wf} = -\frac{\sin\Theta_*}{\tau_{wf}} \left(\frac{L_{orb}}{2S_*}\right) \left[1 - \left(\frac{\Omega_*}{2\Omega_{orb}}\right) \left(\cos\Theta_* - \frac{S_*}{L_{orb}}\right)\right], \quad (12)$$

где τ_{wf} - характерное эволюционное время соответствующей орбиты, которое задается выражением

$$\frac{1}{\tau_{wf}} = 6 F_{wf} \left(\frac{k}{T}\right) q_* (1 + q_*) \left(\frac{R_*}{a}\right)^8 \quad (13)$$

Коэффициент q_* - отношение масс планеты и звезды,

$$q_* = \frac{M_{pl}}{M_*}$$

k - постоянная апсидального движения, T - временная шкала приливного рассеяния.

Уравнения (10)-(12) верны для круговой орбиты. В предположении, что источником приливного рассеяния для звезд с конвективной оболочкой является турбулентная вязкость, а для звезд с лучистой - радиационное затухание, согласно моделям [17] и [18] мы можем определить значения коэффициентов k/T и F_{tid} для конкретной системы.

Для лучистой оболочки $F_{tid} = 1$ и

$$\left(\frac{k}{T}\right)_{RD} = 1.9782 \cdot 10^4 \sqrt{\frac{M_* R_*^2}{a^3}} (1 + q_*)^{5/6} E_2 \text{ лет}^{-1}, \quad (14)$$

где $E_2 = 1.592 \cdot 10^{-9} \cdot M_*^{2.84}$, здесь и далее масса и радиус звезды выражены в солнечных единицах.

Для конвективной оболочки $F_{tid} = 50$ и

$$\left(\frac{k}{T}\right)_{CD} = \frac{2}{21} \frac{f_{*,conv}}{\tau_{*,conv}} \frac{M_{*,env}}{M_*} \text{ лет}^{-1}, \quad (15)$$

где $M_{*,env}$ - масса конвективной зоны (также в единицах массы Солнца). Характерное время обращения конвективной ячейки $\tau_{*,conv}$ задается выражением

$$\tau_{*,conv} = 0.431 \left[\frac{M_{*,env} R_{*,env} \left(R_* - \frac{R_{*,env}}{2} \right)^{3/2}}{3 L_*} \right] \text{ лет}, \quad (16)$$

где L_* - болометрическая светимость звезды. Коэффициент $f_{*,conv}$ характеризует уменьшение эффективности конвективного затухания, когда период действия приливных сил меньше времени обращения самых крупных конвективных ячеек [19]:

$$f_{*,conv} = \min \left[1, \frac{P_{*,tid}}{2\tau_{*,conv}} \right], \quad (17)$$

где $P_{*,tid}$ - синодический период для орбитального периода планеты $P_{*,orb}$ и периода вращения звезды $P_{*,spin}$, который имеет вид

$$P_{*,tid} = \frac{1}{\left| \frac{1}{P_{*,orb}} - \frac{1}{P_{*,spin}} \right|}, \quad (18)$$

В работе [20] приводится обобщение уравнений (10)-(12) на случай эллиптической орбиты с ненулевым эксцентриситетом:

$$(\dot{a})_{wf} = -\frac{1}{\tau_{wf}} \frac{a}{(1-e^2)^{5/2}} \times \left[f_1(e^2) - (1-e^2)^{3/2} f_2(e^2) \cos \Theta_* \cdot \frac{\Omega_*}{\Omega_{orb}} \right], \quad (19)$$

$$(\dot{e})_{wf} = -\frac{9}{2} \frac{1}{\tau_{wf}} \frac{e}{(1-e^2)^{3/2}} \times \left[f_3(e^2) - \frac{11}{18} (1-e^2)^{3/2} f_4(e^2) \cos \Theta_* \cdot \frac{\Omega_*}{\Omega_{orb}} \right], \quad (20)$$

$$(\dot{\Omega}_*)_{wf} = \frac{1}{\tau_{wf}} \frac{\Omega_{orb}}{(1-e^2)^6} \frac{L_{orb}}{2S_*} \left[f_2(e^2) \cos \Theta_* - \frac{1}{2} (1 + \cos^2 \Theta_*) (1-e^2)^{3/2} f_5(e^2) \frac{\Omega_*}{\Omega_{orb}} \right], \quad (21)$$

$$(\dot{\Theta}_*)_{wf} = -\frac{1}{\tau_{wf}} \frac{\sin \Theta_*}{(1-e^2)^6} \frac{L_{orb}}{2S_*} \left[f_2(e^2) - \frac{1}{2} \left(\cos \Theta_* - \frac{L_{orb}}{S_*} \right) (1-e^2)^{3/2} f_5(e^2) \frac{\Omega_*}{\Omega_{orb}} \right], \quad (22)$$

где коэффициенты $f_i(e^2)$ $\{i=1, 2, 3, 4, 5\}$ задаются следующими уравнениями

$$\begin{cases} f_1(e^2) = 1 + \frac{31}{2}e^2 + \frac{255}{8}e^4 + \frac{185}{16}e^6 + \frac{25}{64}e^8 \\ f_2(e^2) = 1 + \frac{15}{2}e^2 + \frac{45}{8}e^4 + \frac{5}{16}e^6 \\ f_3(e^2) = 1 + \frac{15}{4}e^2 + \frac{15}{8}e^4 + \frac{5}{64}e^6 \\ f_4(e^2) = 1 + \frac{3}{2}e^2 + \frac{1}{8}e^4 \\ f_5(e^2) = 1 + 3e^2 + \frac{3}{8}e^4 \end{cases} \quad (23)$$

В той же работе [20] было получено, что угол наклона оси вращения звезды Θ_* к оси вращения планеты для "горячих юпитеров" при начальных значениях от 0 до $\pi/2$ за время порядка τ_{10} успевает эволюционировать до нуля:

$$\frac{1}{\tau_{10}} = \frac{3k_{10}}{4Q_{10}} \left(\frac{M_{pl}}{M_*} \right) \left(\frac{R_*}{a} \right)^3 \frac{L_{orb}}{S} \Omega_{orb}, \quad (24)$$

где k_{10} и Q_{10} - приливное число Лава и множитель для компоненты разложения приливного потенциала по сферическим гармоникам $(m, m') = (1, 0)$, соответственно. Так как у нас, как правило, нет информации о значении угла Θ_* для системы в настоящее время, то можно принять этот параметр равным нулю, поскольку в рамках существующих моделей образования планетных систем угол Θ_* , как правило, оказывается малым, и то же самое верно для большинства планетных систем, для которых имеются соответствующие наблюдательные данные (см., например, [21]). Более того, поскольку мы хотим оценить, насколько сильно приливное воздействие может повлиять на эксцентриситет орбиты планеты, большую

полуось орбиты и скорость вращения звезды, то следует выбрать такое значение Θ_* , при котором это влияние максимально, а это как раз $\Theta_* = 0$, поскольку при этом проекция приливной силы будет максимальной.

4. *Численное моделирование.* Таким образом, уравнения, описывающие эволюцию системы "звезда-планета", имеют вид

$$\begin{cases} \dot{a} = (\dot{a})_{wf} \\ \dot{e} = (\dot{e})_{wf} \\ \dot{\Omega}_* = (\dot{\Omega}_*)_{wf} + (\dot{\Omega}_*)_{grav} \end{cases} \quad (25)$$

где $(\dot{a})_{wf}$, $(\dot{e})_{wf}$, $(\dot{\Omega}_*)_{wf}$ определяются выражениями (19)-(21), а для вычисления $(\dot{\Omega}_*)_{grav}$ используется представление (5). Данная система решалась численно, при этом использовался неявный метод Адамса 12-го порядка.

Из возможного семейства решений системы (25) необходимо выбрать то, которое проходит через состояние, в котором может оказаться интересующая нас пара "звезда-планета". Нам известно только одно такое состояние, соответствующее современным значениям большой полуоси орбиты a , эксцентриситета e и угловой скорости вращения звезды Ω_* , а также возраст звезды t . Из отобранных ранее планетных систем, для которых известны скорости вращения звезд, рассматриваются только те системы, для которых найдена всего одна планета. Этот выбор связан с тем, что приливная модель, которая используется для вычисления эволюции динамических характеристик, позволяет учесть наличие только одной планеты. Конечно, обнаружение единственной планеты не означает, что других планет, обращающихся вокруг звезды, не существует, но наблюдательная селекция, характерная для основных методов обнаружения экзопланет, приводит к тому, что, как правило, в системе обнаруживают самую массивную планету, которая гравитационно влияет на звезду заметнее остальных. В результате такого отбора осталось 25 пар "звезда-планета", параметры которых, использованные при численном решении системы уравнений (25), приведены в табл.1.

Однако провести численные расчеты эволюции удалось не для всех отобранных планетных систем. Как уже упоминалось выше, для скорости изменения момента инерции звезды I_* аналитического представления не существует, значения этой величины вычислялись приближенно с использованием линейной интерполяции результатов моделирования строения и физической эволюции звезды:

$$\dot{I}_* \approx \frac{I(t_{k+1}) - I(t_k)}{t_{k+1} - t_k} \quad (26)$$

где I_k - значения момента инерции звезды в последовательные моменты

Таблица 1

ЗНАЧЕНИЯ ИСХОДНЫХ ПАРАМЕТРОВ МОДЕЛИРОВАНИЯ

Имя	t , млрд лет	a , а.е.	e	Ω_* , 10^6 c^{-1}
HD 114762	11.80	0.35	0.34	3.48
HD 102117	6.19	0.15	0.11	2.27
HD 104985	2.09	0.78	0.03	0.36
HD 114729	4.53	2.08	0.32	1.97
HD 117207	6.63	3.78	0.16	2.64
HD 130322	0.34	0.09	0.04	3.47
HD 141937	2.47	1.52	0.41	5.43
HD 145377	1.25	0.45	0.31	6.31
HD 147513	0.61	1.32	0.26	4.75
HD 154857	5.60	1.20	0.47	1.19
HD 162020	0.69	0.07	0.28	2.03
HD 167042	2.20	1.30	0.03	0.34
HD 175541	1.90	1.03	0.33	1.61
HD 179949	2.04	0.04	0.02	8.47
HD 192263	0.55	0.15	0.01	3.84
HD 192310	7.80	1.18	0.32	2.12
HD 195019	5.32	0.14	0.01	2.09
HD 208487	3.87	0.51	0.21	5.01
HD 209458	3.91	0.05	0.00	6.28
HD 212771	6.00	1.22	0.11	1.58
HD 216435	5.26	2.56	0.07	4.32
HD 216437	12.88	2.32	0.29	5.23
HD 217786	7.57	2.38	0.40	3.40
HD 219828	5.77	0.05	0.00	3.39
HD 222155	8.19	5.10	0.16	1.72

времени t_k . Пакет MESA использует адаптивный шаг по времени, однако его можно ограничивать сверху и снизу. Тем не менее, поскольку вычисление момента инерции звезды разработчиками пакета MESA запланировано не было, процедура выбора шага не обеспечивает корректного вычисления изменения момента инерции при его быстром изменении, и для отдельных моделей на первых нескольких шагах численное значение I_* получается настолько большим, что Ω_* становится на следующей итерации отрицательной из-за большой производной $(\dot{\Omega}_*)_{eval}$ (5), вследствие чего дальнейшее интегрирование теряет смысл.

В результате осталось 15 систем, для которых удалось промоделировать эволюцию назад по времени вплоть до возраста $5 \cdot 10^5$ лет. Дальнейшее моделирование излишне, поскольку на таких временных масштабах становится существенной разница моментов времени формирования звезды и планеты рядом с ней, а приливное воздействие на столь малом промежутке времени незначительно по сравнению с ним же на более поздних временах существования системы. В качестве теста корректности моделирования

использовалось вычисление суммарного момента импульса системы (который должен сохраняться), причем оказалось, что относительное изменение суммарного момента не превышает 10^{-4} .

5. *Результаты.* Количественные характеристики изменений различных параметров систем в ходе эволюции представлены в табл.2.

Приведем также графики, характеризующие изменения параметров a , e , Ω_* , L_{orb} и S , со временем для двух систем: одной, у которой изменения большой полуоси орбиты оказались довольно большими (рис.2), и другой, для которой эти изменения, наоборот, незначительны (рис.3).

Из рис.2 и 3 можно видеть, что характер изменений параметров в системах схож, но различается количественно. Следует отметить, что изменение Ω_* нельзя полностью связать с внутренними процессами в звезде.

В противном случае зависимость от времени величины, обратной

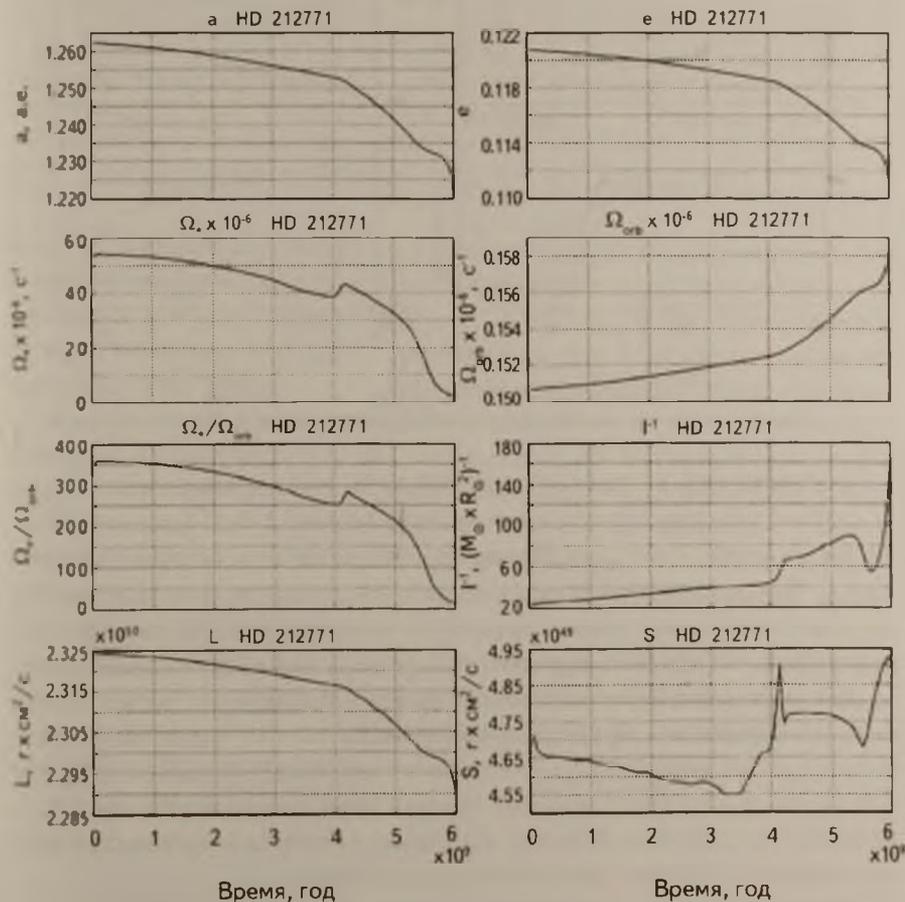


Рис.2. Эволюция динамических характеристик системы HD 212771.

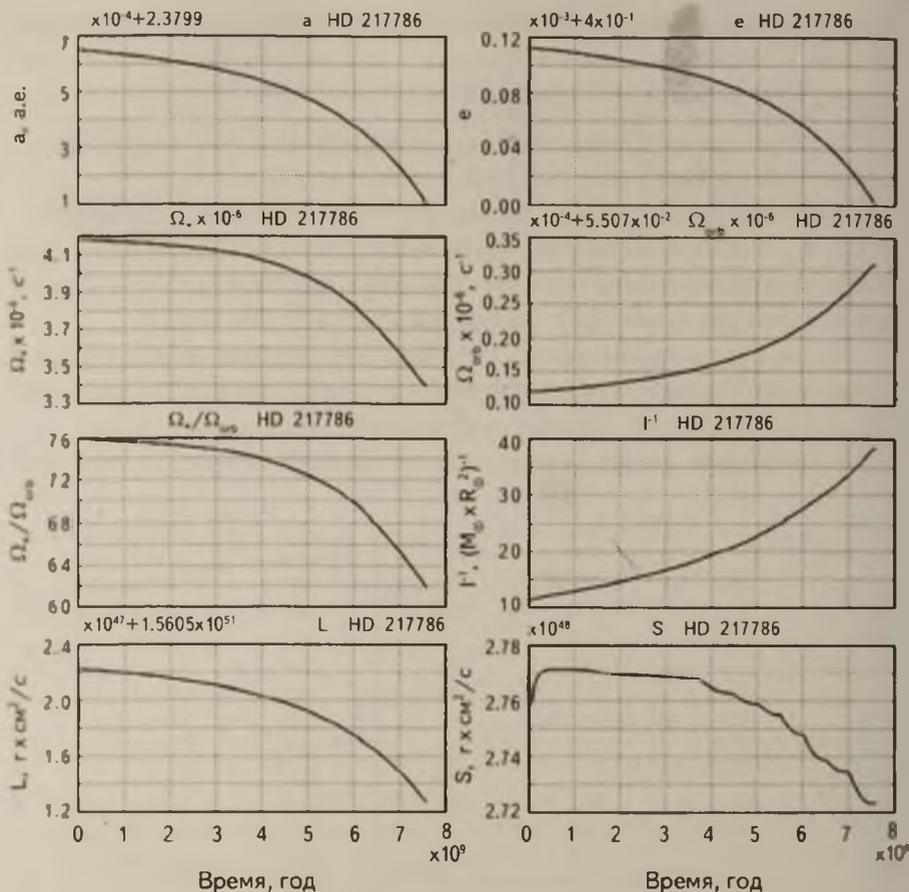


Рис.3. Эволюция динамических характеристик системы HD 217786.

моменту инерции звезды (I/I), выглядела бы так же, как и зависимость Ω_s , поскольку при отсутствии влияния планеты $I \Omega_s = S_s = \text{const}$. В то же время аналогичное моделирование, при котором в системе (25) член $(\Omega_s)_{\text{planet}}$ был нулевым (что соответствует исключению из модели эффектов звездной эволюции), также привело к количественно отличающимся результатам, т.е. оба рассматривавшихся фактора являются существенными.

Для всех систем характерно снижение в среднем Ω_s со временем: системы стремятся к приливной синхронизации - Ω_s будет снижаться, пока не станет равной Ω_{orb} . Следует отметить смену характера функций для системы HD 212771 в некоторый момент времени. Это связано с началом горения гелия в звезде и резкими перестроениями внутри нее, что отражается на всех динамических параметрах.

Была исследована эволюция отношения моментов, связанных с обращением планеты и вращением звезды. Средний возраст звезд, для

Таблица 2

ИЗМЕНЕНИЯ ПАРАМЕТРОВ СИСТЕМ "ЗВЕЗДА-ПЛАНЕТА" В ПРОЦЕССЕ ЭВОЛЮЦИИ. ВЕЛИЧИНЫ С ИНДЕКСОМ "0" ОТНОСЯТСЯ К ВОЗРАСТАМ ЗВЕЗД, РВНЫМ $5 \cdot 10^5$ лет, БЕЗ ИНДЕКСА - К СОВРЕМЕННЫМ ВОЗРАСТАМ

Имя	a_0 , а.е.	a , а.е.	e_0	e	$(\Omega_*)_0, 10^6 \text{ c}^{-1}$	$\Omega_*, 10^6 \text{ c}^{-1}$
HD 114729	2.08	2.08	0.32	0.32	2.11	1.97
HD 117207	3.78	3.78	0.16	0.16	2.71	2.64
HD 141937	1.52	1.52	0.41	0.41	5.54	5.43
HD 145377	0.67	0.45	0.51	0.37	10.31	6.31
HD 147513	1.32	1.32	0.26	0.26	4.55	4.75
HD 154857	1.26	1.20	0.49	0.47	3.66	1.19
HD 167042	1.32	1.30	0.03	0.03	0.97	0.34
HD 192263	0.15	0.15	0.01	0.01	4.28	3.84
HD 192310	1.18	1.18	0.32	0.32	2.19	2.12
HD 208487	0.52	0.51	0.22	0.21	5.39	5.01
HD 212771	1.26	1.22	0.12	0.11	52.67	1.58
HD 216435	2.56	2.56	0.07	0.07	5.64	4.32
HD 216437	2.32	2.32	0.29	0.29	6.20	5.23
HD 217786	2.38	2.38	0.40	0.40	4.19	3.40
HD 222155	5.10	5.10	0.16	0.16	2.65	1.72

которых выполнялось моделирование, составляет 4.5 ± 2.5 млрд лет, и в современную эпоху логарифм отношения орбитального момента планеты и момента вращения звезды $\log(L_{orb}/S_*) = 0.8 \pm 0.5$. В процессе эволюции разброс величины $\log(L_{orb}/S_*)$ уменьшался, что в целом подтверждает высказанное во *Введении* предположение о перераспределении момента.

К сожалению, сравнительно небольшой объем имеющихся данных, а также обсуждавшиеся выше ограничения пакета MESA сделали практически каждую моделируемую систему уникальной: среди 15 исследованных систем нет близких друг другу одновременно по большинству параметров. Поэтому интерес для дальнейших исследований представляет популяционный синтез наборов планетных систем, близких к реально существующим, позволяющий выявить наиболее значимые для обмена моментом эффекты. Также предполагается более глубокая модернизация исходного кода пакета MESA, позволяющая корректно моделировать быстрые изменения момента инерции звезды, что позволит увеличить количество систем, для которых возможно построение модели.

Авторы благодарны В.В.Орлову и В.П.Грину за полезные вопросы и обсуждения.

Приложение

А Список систем "звезда-планета", для которых известны данные о вращении звезды

В списке используются следующие обозначения:

Название - название планеты

a - большая полуось орбиты планеты (в а.е.)

e - эксцентриситет орбиты

M_{pl} - масса планеты (в массах Юпитера) с точностью до множителя $1/sini$

M_* - масса звезды (в массах Солнца)

R_* - радиус звезды (в радиусах Солнца)

$Spec.$ - спектральный класс и класс светимости звезды (приводится по [8], спектральные подклассы для отдельных звезд варьируются при получении данных из разных источников)

T_{eff} - эффективная температура звезды (в К)

t - возраст звезды (в млрд лет)

v_{rot} - линейная скорость вращения на поверхности звезды (в км/с) с точностью до множителя $1/sini$

Название	a	e	M_{pl}	M_*	R_*	$Spec.$	T_{eff}	t	v_{rot}
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
HD 100655 b	0.76	0.09	1.70	2.40	9.30	G9III	4861	-	1.6
HD 102117 b	0.15	0.11	0.17	1.03	1.27	G6V	5672	6.21	2.0
HD 102195 b	0.05	0.00	0.45	0.93	0.83	K0V	5291	2.40	5.3
HD 104985 b	0.78	0.03	6.30	1.60	10.87	G9III	4786	2.95	2.7
HD 108147 b	0.10	0.53	0.26	1.19	1.22	G0V	6067	1.98	6.0
HD 110014 b	2.14	0.46	11.09	2.17	20.90	K2III	4445	0.95	15.0
HD 113538 b	0.71	0.61	0.27	0.70	0.65	K9V	4685	1.30	4.0
HD 113538 c	2.43	0.32	0.71	0.70	0.65	K9V	4685	1.30	4.0
HD 114729 b	2.08	0.32	0.84	0.93	1.46	G3V	5662	4.58	2.0
HD 114762 b	0.35	0.34	10.98	0.84	1.24	F9V	5934	11.80	3.0
HD 117207 b	3.78	0.16	2.06	1.07	1.09	G8VI	5432	6.68	2.0
HD 117618 b	0.18	0.42	0.18	1.05	1.19	G2V	5861	3.88	3.0
HD 117618 c	0.93	0.00	0.20	1.05	1.19	G2V	5861	3.88	3.0
HD 125612 b	1.37	0.46	3.00	1.10	1.05	G3V	5897	2.10	5.0
HD 125612 c	0.05	0.27	0.06	1.10	1.05	G3V	5897	2.10	5.0
HD 125612 d	4.20	0.28	7.20	1.10	1.05	G3V	5897	2.10	5.0
HD 128311 b	1.10	0.25	2.18	0.84	0.73	K0V	4965	0.39	4.9
HD 128311 c	1.76	0.17	3.21	0.84	0.73	K0V	4965	0.39	4.9
HD 130322 b	0.09	0.04	1.02	0.79	0.83	K0V	5330	0.35	2.0
HD 134987 b	0.81	0.23	1.59	1.07	1.25	G5V	5740	9.70	2.0
HD 134987 c	5.80	0.12	0.82	1.07	1.25	G5V	5740	9.70	2.0
HD 137388 b	0.89	0.36	0.22	0.86	0.82	K1V	5240	6.45	4.0
HD 141937 b	1.52	0.41	9.70	1.10	1.06	G3V	5925	2.55	4.0
HD 142415 b	1.05	0.50	1.62	1.09	1.03	G1V	5834	1.49	3.0
HD 145377 b	0.45	0.31	5.76	1.12	1.14	G3V	6046	1.30	5.0

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
HD 147513 b	1.32	0.26	1.21	0.92	1.00	G5V	5701	0.65	3.3
HD 148156 b	2.45	0.52	0.85	1.22	1.21	F8V	6308	-	6.0
HD 149026 b	0.04	0.00	0.36	1.30	1.50	G0IV	6147	2.00	7.0
HD 153950 b	1.28	0.34	2.73	1.12	1.34	F8V	6076	4.30	5.0
HD 154857 b	1.20	0.47	1.80	1.17	2.42	G5V	5445	5.60	2.0
HD 156411 b	1.88	0.22	0.74	1.25	2.16	F8IV	5900	-	3.0
HD 158038 b	1.52	0.29	1.80	1.65	4.80	K2III	4897	2.50	1.0
HD 162020 b	0.07	0.28	14.40	0.75	0.71	K2V	4830	0.76	1.0
HD 164509 b	0.88	0.26	0.48	1.13	1.06	G5V	5922	1.10	2.0
HD 164922 b	2.11	0.05	0.36	0.94	0.90	K0V	5385	13.40	4.6
HD 167042 b	1.30	0.03	1.60	1.64	4.30	K1III	5020	2.20	1.0
HD 169830 b	0.81	0.31	2.88	1.40	1.84	F8V	6266	4.95	4.0
HD 169830 c	3.60	0.33	4.04	1.40	1.84	F8V	6266	4.95	4.0
HD 170469 b	2.24	0.11	0.67	1.14	1.22	G5IV	5810	6.70	3.0
HD 175541 b	1.03	0.33	0.61	1.65	3.85	G8IV	5060	1.90	4.3
HD 177830 b	1.22	0.00	1.49	1.47	2.99	K0IV	4948	4.40	3.4
HD 177830 c	0.51	0.35	0.15	1.47	2.99	K0IV	4948	4.40	3.4
HD 179949 b	0.04	0.02	0.95	1.28	1.19	F8V	6260	2.05	7.0
HD 183263 b	1.51	0.36	3.67	1.17	1.21	G2IV	5888	8.10	2.0
HD 183263 c	4.25	0.25	3.82	1.17	1.21	G2IV	5888	8.10	2.0
HD 185269 b	0.08	0.30	0.94	1.28	1.88	G0IV	5980	4.20	4.0
HD 188015 b	1.19	0.15	1.26	1.09	1.10	G5IV	5520	6.20	2.0
HD 190360 b	3.92	0.36	1.50	1.04	1.20	G6IV	5588	12.11	1.7
HD 190360 c	0.13	0.01	0.06	1.04	1.20	G6IV	5588	12.11	1.7
HD 190984 b	5.50	0.57	3.10	0.91	1.53	F8V	5988	-	5.0
HD 192263 b	0.15	0.01	0.73	0.81	0.75	K2V	4965	0.57	2.0
HD 192310 c	1.18	0.32	0.07	0.80	0.68	K3V	5166	7.81	1.0
HD 195019 b	0.14	0.01	3.70	1.06	1.38	G3IV	5787	5.33	2.0
HD 196050 b	2.47	0.21	2.83	1.17	1.29	G3V	5874	3.17	4.0
HD 205739 b	0.90	0.27	1.37	1.22	1.33	F7V	6176	2.84	5.0
HD 208487 b	0.51	0.21	0.41	1.30	1.15	G2V	5929	3.88	4.0
HD 209458 b	0.05	0.00	0.71	1.15	1.15	G0V	6075	4.00	5.0
HD 210702 b	1.20	0.15	1.90	1.68	5.10	K1IV	5010	1.40	1.0
HD 212771 b	1.22	0.11	2.30	1.15	5.00	G8IV	5121	6.00	5.5
HD 213240 b	2.03	0.45	4.50	1.22	1.50	G4IV	5975	5.11	5.0
HD 216435 b	2.56	0.07	1.26	1.30	2.00	G0V	5767	5.27	6.0
HD 216437 b	2.32	0.29	1.82	1.06	1.10	G4IV	5636	12.96	4.0
HD 216770 b	0.46	0.37	0.65	0.90	1.00	K1V	5248	3.60	3.0
HD 217107 b	0.07	0.13	1.33	1.02	1.08	G8IV	5666	7.32	2.0
HD 217107 c	5.27	0.52	2.49	1.02	1.08	G8IV	5666	7.32	2.0
HD 217786 b	2.38	0.40	13.00	1.02	1.27	F8V	5966	7.60	3.0
HD 218396 b	68.00	0.00	7.00	1.56	1.50	A5V	-	0.06	49.2
HD 218396 c	42.90	0.00	10.00	1.56	1.50	A5V	-	0.06	49.2
HD 218396 d	27.00	0.10	10.00	1.56	1.50	A5V	-	0.06	49.2
HD 218566 b	0.69	0.30	0.21	0.85	0.86	K3V	4820	8.50	0.0
HD 219828 b	0.05	0.00	0.07	1.24	1.70	G0IV	5891	5.80	4.0
HD 222155 b	5.10	0.16	1.90	1.13	1.67	G2V	5765	8.20	2.0
HD 224693 b	0.23	0.05	0.71	1.33	1.70	G2IV	6037	2.00	5.0

EVOLUTION OF AN ANGULAR MOMENTUM DISTRIBUTION IN EXOPLANET SYSTEMS

P.A.TARAKANOV, A.S.ARTAMONOV

The distribution of angular momentum in systems "star-planet" taking into account stellar evolution effects is investigated. Numerical simulations of 15 systems with stellar rotation data are performed. It was confirmed that change of stellar structure significantly affects the evolution of the angular momentum distribution. It is concluded that the decrease of dispersion of the orbital momentum and stellar angular momentum values ratio in consequence of dynamical evolution.

Key words: planets: extrasolar planets: angular momentum

ЛИТЕРАТУРА

1. *P.Amitage*, *Astrophysics of Planet Formation*, Cambridge, UK, Cambridge University Press, 2013.
2. *C.Baruteau, F.Masset*, *Tides in Astronomy and Astrophysics, Lecture Notes in Physics*, Springer-Verlag Berlin Heidelberg, **861**, 201, 2013.
3. *S.Ferraz-Mello*, *Cel. Mech. Dyn. Astron.*, **116**, 109, 2013.
4. *S.Ferraz-Mello et al.*, arXiv:1503.04369 (accepted in *Astrophys. J.*), 2015.
5. *R.Glebocki, P.Gnacinski*, *VizieR Online Data Catalog: Catalog of Stellar Rotational Velocities*, 3244, 2005.
6. *F.Royer et al.*, *Astron. Astrophys.*, **381**, 105, 2002.
7. *C.G.Diaz et al.*, *Astron. Astrophys.*, **531**, A143, 2011.
8. *J.Schneider et al.*, *Astron. Astrophys.*, **532**, 11, 2011.
9. *J.Christensen-Dalsgaard*, in: *ESA SP 559 "SOHO 14 Helio- and Asteroseismology: Towards a Golden Future"*, Ed. by D.Danesy, 1, 2004.
10. *B.Paxton et al.*, *Astrophys. J. Suppl.*, **192**, 3, 2011.
11. *B.Paxton et al.*, *Astrophys. J. Suppl.*, **208**, 4, 2013.
12. *L.A.Buchhave et al.*, *Nature*, **486**, 375, 2012.
13. *М.Ф.Субботин*, *Введение в теоретическую астрономию*, М., Наука, 1968.
14. *J.P.Zahn*, *Astron. Astrophys.*, **57**, 383, 1977.
15. *J.P.Zahn*, *Astron. Astrophys.*, **220**, 112, 1989.
16. *P.Hut*, *Astron. Astrophys.*, **99**, 126, 1981.
17. *J.R.Hurley, C.A.Tout, O.R.Pols*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **329**, 897, 2002.
18. *K.Belczynski et al.*, *Astrophys. J. Suppl.*, **174**, 223, 2008.
19. *P.Goldreich, D.A.Keely*, *Astrophys. J.*, **211**, 934, 1997.
20. *F.Valsecchi, F.A.Rasio*, *Astrophys. J.*, **786**, 102, 2014.
21. *S.Albrecht et al.*, *Astrophys. J.*, **757**, 18, 2012.