

тения, в этом случае  $\mu$  есть произведение постоянной тяготения на сумму масс тел,  $r$  — расстояние между их центрами масс.

Третьей К. с. наз. наименьшая нач. скорость, при к-рой тело, начиная движение вблизи поверхности Земли, преодолевает земное притяжение, затем притяжение Солнца и покидает Солнечную систему. У поверхности Земли она равна прибл. 16,7 км/с.

Лит.: Рябов Ю. А., Движения небесных тел, 3 изд., М., 1977. И. А. Герасимов.  
**КОСМОЛОГИЧЕСКАЯ ПОСТОЯННАЯ** — постоянная  $\Lambda$  в ур-ниях гравитационного взаимодействия (тяготения) А. Эйнштейна (А. Einstein, 1915):

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} R g_{\mu\nu} = \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} - \Lambda g_{\mu\nu}, \quad (1)$$

где  $g_{\mu\nu}$  и  $R_{\mu\nu}$  — соответственно метрич. тензор и тензор кривизны пространства-времени Риччи,  $T_{\mu\nu}$  — тензор энергии-импульса материи,  $G$  — постоянная тяготения Ньютона,  $c$  — фундам. скорость. Член с К. п. (космологич. член) описывает гравитац. силы притяжения (если  $\Lambda < 0$ ) или отталкивания (если  $\Lambda > 0$ ), являющиеся дополнительными по отношению к гравитац. силам притяжения, создаваемым обычной материей (тензором  $T_{\mu\nu}$ ). Эти дополнит. силы пропорц. расстоянию между точками и их часто называют гравитацией вакуума.

Космологич. член был введен Эйнштейном в ур-ния тяготения для того, чтобы построить стационарную модель Вселенной (см. *Космологические модели*). В этой модели силы притяжения обычной материи уравновешены силами гравитац. отталкивания вакуума ( $\Lambda > 0$ ).

После открытия расширения Вселенной аргументы Эйнштейна о необходимости условия  $\Lambda \neq 0$  отпали и Эйнштейн отказался от этой гипотезы. Однако мн. специалисты считали, что следует писать ур-ния Эйнштейна (1) с К. п., а её знак и конкретное значение должны определить будущая физ. теория и астр. наблюдения. Сравнение темпа расширения Вселенной с возрастом небесных тел показывает, что в сегодняшней Вселенной  $|\Lambda| < 10^{-55} \text{ см}^{-2}$ .

Формально космологич. член в ур-ниях (1) эквивалентен дополнит. члену в тензоре энергии-импульса. Этот член даёт след. значения для плотности энергии  $\epsilon_\Lambda$  и давления  $p_\Lambda$ :

$$\epsilon_\Lambda = -p_\Lambda = c^4 \Lambda / 8\pi G. \quad (2)$$

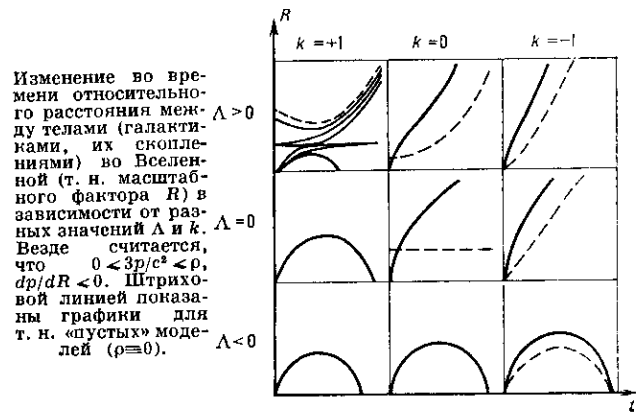
Согласно совр. представлениям, в самом начале космологич. расширения во Вселенной могло существовать такое состояние особого скалярного поля (или полей), при к-ром осуществлялось ур-ние состояния (2) (см. *Раздувающаяся Вселенная*). Это т. н. состояние «ложного вакуума» (или, в более общем случае, «вакуумоподобное состояние»). При этом плотность «ложного вакуума» могла быть огромной  $\rho_\Lambda \approx \epsilon_\Lambda / c^2 \approx 10^{74} \text{ г/см}^3$  или больше и соответствующее значение  $\Lambda \approx 10^{47} \text{ см}^{-2}$ . Именно гравитация «ложного вакуума» определяла тогда динамику расширения Вселенной. В дальнейшем энергия «ложного вакуума» перешла в энергию обычных частиц и космологич. член стал чрезвычайно малым или даже равным нулю (см. *Космология*).

Лит. см. при ст. *Космология*. И. Д. Новиков.  
**КОСМОЛОГИЧЕСКИЕ МОДЕЛИ** — физ.-матем. модели, описывающие строение и эволюцию Вселенной (или отд. этапы этой эволюции). В совр. космологии, развившейся после создания А. Эйнштейном релятивистской теории тяготения, первые модели были призваны описать механич. свойства движения вещества и его распределение в больших масштабах, а также геом. свойства трёхмерного пространства. Эти модели являются решением ур-ний теории тяготения Эйнштейна в применении ко Вселенной в целом. В космологич. моделях принимают, что распределение вещества в больших масштабах может характеризоваться плотностью  $\rho$  (усреднённой по этим масштабам)

и давлением  $p$ . При этом используют обычно т. н. *сопутствующие системы отсчёта*, аналогичные лагранжевым системам отсчёта ньютоновской механики (см. *Лагранжа уравнения механики*). В сопутствующих системах вещество покоится, а сама система деформируется с течением времени вместе с веществом. Деформации системы и описывает движение вещества. Наиб. значение в космологии имеют модели однородной изотропной Вселенной, в к-рых все точки трёхмерного пространства эквивалентны и все направления равноправны. Эти модели правильно отражают осн. свойства распределения и движения вещества в больших масштабах в наблюдаемой части Вселенной.

В однородных изотропных моделях трёхмерное пространство сопутствующей системы, вообще говоря, неевклидово. Его искривлённость характеризуется кривизной  $k/R_{кр}^2$ , где  $k=0, \pm 1$ ,  $R_{кр}$  — радиус кривизны. Изменение  $R_{кр}$  с течением времени описывает деформацию с течением времени системы отсчёта, а значит, и вещества. При  $k > 0$  кривизна положительна, трёхмерное пространство замкнуто, его объём конечен (т. н. модель замкнутой Вселенной). При  $k < 0$  кривизна отрицательна, объём пространства бесконечен (в рамках простейшей топологии). Это — модель открытой Вселенной. При  $k=0$  пространство евклидово, в этом случае параметр  $R_{кр}$  описывает только деформацию системы и определяется с точностью до произвольного постоянного множителя.

Движение вещества в однородных изотропных моделях происходит под действием сил тяготения и т. н. сил гравитации вакуума, описываемых *космологической постоянной*  $\Lambda$  в ур-ниях Эйнштейна.



Изменение во времени относительного расстояния между телами (галактиками, их скоплениями) во Вселенной (т. н. масштабного фактора  $R$ ) в зависимости от различных значений  $\Lambda$  и  $k$ . Везде считается, что  $0 < 3p/c^2 < \rho$ ,  $dp/dR < 0$ . Штриховой линией показаны графики для т. н. «пустых» моделей ( $\rho=0$ ).

В зависимости от соотношения между этими силами и от значения кинетич. энергии движения вещества возможна качественно разная эволюция модели с течением времени: неограниченное расширение, расширение с последующим сжатием и т. д. (рис.).

Какая из моделей лучше всего описывает эволюцию Вселенной (или отдельный её этап), определяется их сравнением с данными наблюдений и выводами физ. теории (см. *Космология*).

Модели однородной изотропной нестационарной Вселенной носят имя А. А. Фридмана, нашедшего в 1922—1924 осн. решения соответствующих ур-ний Эйнштейна.

Отд. частные случаи этих моделей часто называют по именам учёных, внесших большой вклад в их изучение (напр., модель Эйнштейна — де Ситтера —  $k=0$ ,  $\Lambda=0$  на рис.). Открытие Э. Хабблом (Е. Hubble) в 1929 расширения Вселенной (см. *Хаббла закон*) и все последующие исследования показали, что модель Фридмана хорошо описывает эволюцию видимой части Вселенной от самых ранних этапов начала расширения до наших дней, хотя конкретные значения параметров модели подлежат дальнейшему уточнению. В теоретич. космологии рассматривают также и др. модели, напр. модели однородной анизотропной Все-