

точич. методов приводится к системе укороченных ур-ний:

$$\dot{A} = F(\varphi, \dot{A}), \quad \dot{\varphi} = \Phi(\varphi, A), \quad (2)$$

где  $A$  и  $\varphi$  — соответственно амплитуда и фаза (или действие и угол). Тогда 3. ч. объясняется существованием устойчивых состояний равновесия (2), а полосе захвата соответствует область их устойчивости.

3. ч. используется для синхронизации автогенератора и позволяет управлять частотой мощного генератора слабым сигналом, а ультрагармоническое или субгармоническое захватывание — для умножения или деления частоты.

Лит.: Андронов А. А., Витт А. А., К теории захватывания Ван дер Поля, в кн.: Андронов А. А., Собр. трудов, М., 1956; Рабинович М. И., Трубецков Д. И., Введение в теорию колебаний и волн, М., 1984.

В. Н. Вельх.

**ЗВЕЗДНАЯ ДИНАМИКА** — область астрономии, изучающая строение, устойчивость и эволюцию звёздных систем. Осн. объектами изучения 3. д. являются шаровые и рассеянные звёздные скопления внутри галактик, галактики в целом, а также скопления галактик. 3. д. зародилась в нач. 20 в. Основы её были заложены в трудах А. С. Эддингтона (A. S. Eddington) и Дж. Х. Джинса (J. H. Jeans).

В 3. д. изучаются усреднённые характеристики звёздных систем, определяемые функцией распределения звёзд  $f(t, r, v)$ , зависящей от времени ( $t$ ), координат ( $r$ ) и скоростей ( $v$ ). Ф-ция  $f$  определяет кол-во звёзд, находящихся в момент  $t$  в единичном элементе объёма фазового пространства в окрестности точки ( $r, v$ ). С помощью ф-ции распределения выражаются ср. величины, характеризующие звёздную систему: плотность  $\rho(t, r)$ , ср. скорость  $u(t, r)$ , тензор давлений  $P_{ik}(t, r)$  и др. Ф-ция распределения удовлетворяет кинетическому уравнению Больцмана—Власова, в к-ром учитываются общее усреднённое (самосогласованное) поле тяготения системы, определяемое гравитационным потенциалом  $\Phi(t, r)$ , и столкновения отд. звёзд, определяемые столкновительным членом  $St(f)$  (интеграл столкновений):

$$\frac{\partial f}{\partial t} + v \frac{\partial f}{\partial r} - \frac{\partial \Phi}{\partial r} \cdot \frac{\partial f}{\partial v} = St(f).$$

Гравитац. потенциал  $\Phi$  удовлетворяет Пуассона уравнению:

$$\Delta \Phi = 4\pi G m \int f dv,$$

где  $m$  — масса звезды,  $G$  — гравитац. постоянная (для простоты предполагается, что массы звёзд одинаковы). Под столкновением в 3. д. подразумевают изменение траектории звезды за счёт гравитац. взаимодействия при пролёте относительно неё других звёзд. В стационарном скоплении интеграл столкновений, строго говоря, зависит как от распределения звёзд по скоростям, так и от распределения плотности в скоплении, т. е. имеет нелокальный характер. В отличие от газа или плазмы для звёздного скопления  $St(f)$  имеет значительно более сложный вид и не может быть универсальным образом записан для произвольного скопления.

Если характерное время между столкновениями звёзд  $t_c$  превышает время расширения Вселенной  $t_U \approx 2 \cdot 10^{10}$  лет, то такая система наз. бесстолкновительной. Большинство галактик во Вселенной являются бесстолкновительными системами. Переход такой системы в стационарное состояние происходит за неск. характерных времён пролёта звездой размера системы  $R$ :  $t_h \approx R/\sqrt{v^2}$ , где  $\overline{v^2}$  — ср. квадрат скорости звёзд, к-рый можно оценить по *вириала теореме*:

$$\frac{\overline{v^2}}{2} \approx \frac{GM}{2R},$$

$M$  — масса системы. Для Галактики  $t_h \approx 2 \cdot 10^8$  лет  $\ll t_U$ . Галактики находятся в стационарном состоянии, определяемом решением кинетич. уравнения без

правой части. В бесстолкновительной звёздной системе возможно распространение волн и развитие неустойчивостей, важнейшим проявлением к-рых является спиральная структура галактик (см. *Спиральные галактики*). Спиральную структуру принято рассматривать как волну плотности, распространяющуюся по галактич. диску. Спирали могли возникнуть в результате развития *гравитационной неустойчивости*, когда силы тяготения в малом возмущении спиральной формы приводят к росту амплитуды возмущения. Возможны и др. причины возникновения спиралей. Помимо гравитац. неустойчивости в бесстолкновит. звёздной системе возможно развитие неустойчивостей, связанных с формой ф-ции распределения. Такие неустойчивости, аналогично *неустойчивостям плазмы*, наз. кинетическими.

В шаровых звёздных скоплениях, а также в центр. областях нек-рых галактик концентрации звёзд столь велики, что время между столкновениями

$$t_c \approx \frac{10^4 N^{1/2}}{\ln N} \left( \frac{R}{3 \cdot 10^{18}} \right)^{3/2} \left( \frac{M_\odot}{m} \right)^{1/2} \text{ (лет)}$$

много меньше  $t_U$ . Здесь  $N$  — полное число звёзд в скоплении,  $M_\odot$  — масса Солнца. Столкновения стремятся установить *Максвелла распределение* в скоплении, что приводит к установлению сфероидальной формы скопления. При установлении максвелловского распределения часть звёзд приобретает большие скорости и улетает из системы. При этом всё скопление сжимается. Скорость такого испарения определяется из условия того, что за время  $t_c$  улетают звёзды «максвелловского хвоста», имеющие скорости  $v_{esc}$  в два и более раза превышающие среднеквадратичные скорости звёзд в скоплении:  $v_{esc}^2 = 4\overline{v^2} = 12T/m$ ,  $\overline{v^2} = 3T/m$ ,  $T$  — темп-ра скопления в энергетич. единицах, характеризующая ср. кинетич. энергию звезды в системе. Скорость испарения  $dN/dt \approx -0,007N/t$ . Испарение звёзд является осн. фактором, определяющим эволюцию шаровых скоплений. Когда число звёзд в скоплении не превышает  $N_c \approx 10^3 - 10^4$ , наряду с далёкими столкновениями важную роль играют звёздные пары и столкновения с ними пролетающих звёзд. При таких столкновениях происходит сближение звёзд в парах, потенциальная энергия к-рых переходит в кинетич. энергию звёзд. В результате скопление с  $N < N_c$  полностью распадается (звёзды разлетаются) за счёт потенциальной энергии пар. Конечной фазой эволюции шарового скопления является, видимо, его полный распад. Если число звёзд в скоплении  $N > N_c$ , то в результате столкновительной эволюции скопление может сжаться настолько, что его размер приблизится к *гравитационному радиусу*, и это приведёт к релятивистскому гравитационному коллапсу. Так могли образоваться *чёрные дыры* в ядрах нек-рых галактик (см. *Ядра галактик*).

Важнейшими достижениями 3. д. можно считать теорию строения и эволюции шаровых скоплений, установление того, что спиральные рукава галактик представляют собой волны плотности. Многие важные проблемы ещё не решены. К ним можно отнести выявление механизма образования и поддержания спиральной волны; эволюцию массивных звёздных скоплений, представляющих собой ядерные области галактик, и возможности образования в них чёрных дыр; изучение звёздно-динамич. процессов в галактиках, находящихся в двойных системах, а также в галактич. дисках, погружённых в сферич. или эллипсоидальную звёздную подсистему (гало).

Наряду с решением кинетич. ур-ния для решения многих проблем 3. д. используется численное моделирование, при к-ром решается совместно система ур-ний движения отд. звёзд с учётом их взаимного притяжения. При таком подходе единым образом рассматриваются самосогласованные поля и столкновения звёзд. К настоящему времени численные методы позволяют