ГУО "СШ №3 г.Глубокое"

Памятка участнику астрономической олимпиады

Сасимович И.Е.

2007-2013 г.г.

Небесная сфера

Небо (небесный свод) – это внутренняя поверхность некоей сферы огромного радиуса, на которую проецируются все небесные тела. Из-за вращения Земли вокруг своей оси создаётся иллюзия, что небесный свод вращается вокруг земного наблюдателя. Это вращение называется суточным. При наблюдениях за небесными светилами удобно использовать понятие «небесная сфера».

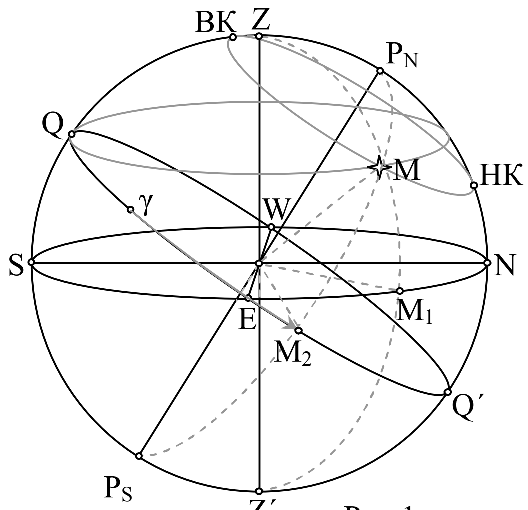


Рис.1

Небесной сферой называют воображаемую сферу произвольного радиуса с центром в избранной точке наблюдения. На чертеже показаны основные точки, линии и плоскости небесной сферы.

1) ZZ′ - отвесная (вертикальная) линия;
2) Z - зенит;
3) Z′ - надир;
4) (SWN) - плоскость математического горизонта;
5) PP′ - ось мира;
6) P_N - северный полюс мира;
7) P_S - южный полюс мира;
8) (QWE) - плоскость небесного экватора;
9) N - пункт севера;
10) S - пункт юга;
11) E - пункт востока;
12) W - пункт запада;
13) (ZP_NN) - плоскость небесного меридиана;
14) NS - полуденная линия.

M – некоторое светило, которое будет использовано для рассмотрения небесных координат. Через него проходят альмукантарат и суточная параллель (светлые сплошные линии), а также – вертикал и круг склонения (светлые пунктирные линии). Подробнее об этих понятиях речь пойдёт ниже.

Горизонтальная система координат.

Альмукантарат светила M – малый круг небесной сферы, проходящий через светило M параллельно горизонту.

Вертикал светила – большой полукруг ZMZ´. Второе его название – круг высоты.

A – астрономический азимут светила M – дуга горизонта SM_1, отсчитываемая от точки юга к западу (в направлении вращения небесной сферы) до пункта пересечения вертикала с горизонтом. Географический азимут светила M – это тоже дуга горизонта NM_1, отсчитываемая от точки N в направлении востока (опять-таки в направлении вращения небесной сферы). Азимуты измеряются в интервале [0; 360º].

Угловая высота светила h – дуга вертикала M_1M. Угловая высота может принимать значения из интервала [-90º; +90º].

Вместо угловой высоты светила можно использовать зенитное расстояние z – дугу вертикала ZM. Справедлива формула $z+h=90º$.

Из-за суточного вращения небесной сферы светило M движется по суточной параллели. При этом его высота над горизонтом изменяется. Положение ВК, при котором светило наиболее удалено от горизонта, называется верхней кульминацией светила M. Аналогично, положение НК, при котором светило M имеет наименьшую высоту над горизонтом (а может оказаться и под ним), называется его нижней кульминацией.

Первая экваториальная система координат

Круг склонения (часовой круг) светила M – это большой полукруг P_NMP_S.

Малый круг небесной сферы, проходящий через светило параллельно небесному экватору, называют суточной (небесной) параллелью светила.

Часовым углом t светила M называют дугу небесного экватора QM, отсчитываемую от верхней точки небесного экватора Q в сторону суточного вращения небесной сферы до точки M_2, являющейся пересечением круга склонения светила с небесным экватором. Часовой угол t может принимать значения из интервала [0; 360º] или [0; $24^ч$].

Склонением δ светила M называют угол между плоскостью небесного экватора и направлением из центра небесной сферы на светило M. Этот угол равен дуге M_2M круга склонения светила и может принимать значения из интервала [-90º; +90º].

Иногда склонение светила заменяют его полярным расстоянием p, которое отсчитывается как дуга круга склонения от точки P_N. Полярное расстояние может принимать значения из интервала [0º; 180º]. Справедлива формула δ+p=90º.

Вторая экваториальная система координат

Одной из координат светила M, как и в первой экваториальной системе, здесь также является склонение δ.

Второй координатой светила M является прямое восхождение α. За прямое восхождение α светила M принимается дуга γM_2, отсчитываемая от точки весеннего равноденствия γ до точки M_2 в направлении, противоположном направлению суточного вращения небесной сферы. Прямое восхождение α может принимать значения из интервала [$0^ч$; $24^ч$] или [0º; 360º].

Эклиптика

Точка весеннего равноденствия γ – один из важнейших пунктов небесной сферы, позволяющий использовать небесные координаты, не зависящие от времени суток и года. В этой точке Солнце оказывается один раз в год в день, называемый днём весеннего равноденствия. Обычно это происходит около 21 марта.

Траекторию «движения» Солнца по небесной сфере называют эклиптикой. Точнее, эклиптика – это плоскость, в которой Земля обращается вокруг Солнца. Эклиптика наклонена к плоскости небесного экватора на угол ε=23º26´.

Эклиптика пересекает плоскость небесного экватора в двух точках: весеннего равноденствия γ и осеннего равноденствия ♎. Солнце в этих точках имеет склонение 0º. Прямое восхождение точки весеннего равноденствия равно $0^ч$, а точки осеннего равноденствия – $12^ч$.

плотность Вселенной меньше $\rho_{кр}$, то расширение не остановится, а если больше, то со временем сменится сжатием.

Телескоп

Отношение диаметра D объектива к его фокусному расстоянию называется относительным отверстием: $\forall = D/F$. Оптический телескоп даёт увеличение, определяемое фокусными расстояниями объектива F_1 и окуляра F_2: $Г= F_1/ F_2$. $Г_{max}<=2D$(мм) (D – диаметр объектива). Приблизительно увеличение телескопа можно найти так: $Г=D_{объектива}/D_{выходн.\ зрачка}$. Минимально полезное увеличение – при котором диаметр выходного зрачка равен диаметру зрачка наблюдателя (равнозрачковое увеличение).

Оптическая мощность телескопа: $m_{\min} = 2^m,1 + 5\lg D_{мм}$. Угловой диаметр дифракционного диска: $\rho_{рад} = \frac{\lambda}{D} = 206265'' \frac{\lambda}{D}$.

Практически из-за влияния атмосферы ρ_{min}≈1,22 λ/D. Для оптических телескопов: ρ_{min}≈140"/$D_{мм}$.

вся её эволюция. При $m_0<1{,}2m_c$ – белый карлик ($\rho\approx10^9$кг/м^3), при $1{,}2m_c < m_0<3m_c$ – нейтронная звезда ($\rho\approx10^{18}$кг/м^3), при $m_0>3m_c$ – чёрная дыра. $R_{ч.д.}$=3км·m/m_c (радиус сферы Шварцшильда). Вообще, радиус Шварцшильда $r_g = \frac{2GM}{c^2}$

Законы Доплера и Хаббла

Красное смещение: $z=\Delta\lambda/\lambda_0$, где $\Delta\lambda$ – изменение длины волны по сравнению с лабораторной λ_0. Закон Хаббла: $v_r=H\cdot D$ (скорость удаления галактик пропорциональна расстояниям до них). H=75км/(с·Мпк) – постоянная Хаббла. Закон Доплера: $z=\pm v_r/c$ (плюс соответств. удалению, минус – приближению). Релятивистская форма закона Доплера: $z=\sqrt{\frac{1+\beta}{1-\beta}}-1$, где $\beta=v_r/c$ – отношение скорости звезды к скорости света.

Период пульсаций цефеиды: $T\sqrt{\frac{\rho}{\rho_C}}\approx 0{,}12$ (ρ и ρ_C – средние плотн. цефеиды и Солнца, T – период в сутках)

Космология

Закон Хаббла: $v_r=\frac{\lambda-\lambda_0}{\lambda_0}c=Hr$, где H – постоянная Хаббла (на сколько км/с возрастает скорость удаления галактики с увеличением расстояния до неё на 1 Мпк). В настоящее время H~71..75 км/(с·Мпк). Закон Хаббла выполняется для r>5 Мпк. Постоянная Хаббла позволяет оценить время расширения Вселенной: около 15 млрд. лет.

Масса галактики связана со скоростью её вращения и её размером: $M=\frac{R\cdot v^2}{G}$. Как и для звёзд, масса галактик связана с их светимостью. Но оценки масс галактик по их светимостях дают меньшие значения, чем оценки по их вращению – парадокс «тёмной материи».

От средней плотности Вселенной зависит её судьба. Существует значение критической плотности $\rho_{кр}=\frac{3H^2}{8\pi G}\approx10^{-26}\,\frac{кг}{м^3}$. Если

Точки эклиптики, отстоящие от точек равноденствий на 90º, называются точками солнцестояний: летнего ♋ и зимнего ♑. Склонение Солнца в точке летнего солнцестояния максимально и равно 23º26′, а в точке зимнего солнцестояния минимально и равно -23º26′.

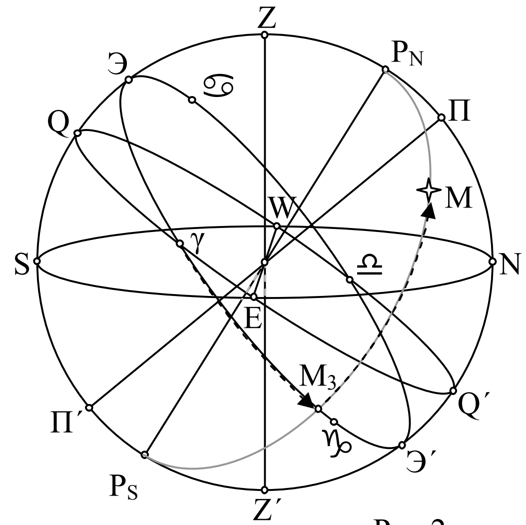


Рис.2

Прямая, проходящая через центр небесной сферы перпендикулярно плоскости эклиптики, называется осью эклиптики. Она пересекает небесную сферу в северном П и южном П′ полюсах эклиптики. Координаты северного полюса эклиптики $П_N$: $\alpha=18^ч$; $\delta=66º34'$ (вблизи δ Дракона), южного $П_S$: $\alpha=6^ч$; $\delta=-66º34'$ (вблизи δ Золотой Рыбы).

Эклиптическая система координат

Плоскость эклиптики позволяет построить ещё одну систему небесных координат.

Первая из эклиптических координат называется эклиптической широтой β. Она представляет собой угол между плоскостью эклиптики и направлением на светило M (дугу большого круга). Эклиптическая широта светила может принимать значения из интервала [-90º; +90º].

Вторая координата называется эклиптической долготой λ. Она представляет собой дугу эклиптики γM_3, отсчитываемую от точки γ в направлении годичного движения Солнца по небесной сфере (т.е., с запада к востоку). Эклиптическая долгота может принимать значения из интервала [0º; 360º].

Параллактический треугольник

Треугольник на небесной сфере, образованный небесным меридианом, вертикалом светила и его кругом склонения, называется параллактическим. Он позволяет получить формулы пересчёта горизонтальных координат в экваториальные и наоборот:

$$\begin{cases} \sin\delta = \sin\varphi\cdot\sin z - \cos\varphi\cdot\cos z\cdot\cos A, \\ \cos\delta\cdot\sin t = \sin z\cdot\sin A, \\ \cos\delta\cdot\cos t = \cos\varphi\cdot\cos z + \sin\varphi\cdot\sin z\cdot\cos A; \end{cases}$$

$$\begin{cases} \cos z = \sin\varphi\cdot\sin\delta + \cos\varphi\cdot\cos\delta\cdot\cos t, \\ \sin z\cdot\sin A = \sin t\cdot\cos\delta, \\ \sin z\cdot\cos A = -\cos\varphi\cdot\sin\delta + \sin\varphi\cdot\cos\delta\cdot\cos t. \end{cases}$$

Высота светил в кульминациях.

Высоту светил в моменты кульминаций (верхней – ВК, нижней – НК) можно определить по простым формулам: $h_{ВК}$=δ+90º-φ и $h_{НК}$=δ-90º+φ. При этом значения высот $h_{ВК}$ и $h_{НК}$ могут принимать значения из интервала [-90º; +90º]. При выходе значения какой-то высоты из этого интервала можно сделать вывод, что обе кульминации происходят по одну сторону от зенита. Если обе кульминации светила происходят по одну сторону от зенита, то её высоту $h_{ВК}$ над точкой N можно найти по формуле $h_{ВК}$=90º-δ+φ.

Для южного полушария Земли справедливы формулы: $h_{ВК}$=90º-δ+φ и $h_{НК}$= φ-90º+δ.

Звёздное время

Основные единицы измерения времени в астрономии – звёздные, истинные солнечные, средние солнечные сутки.

Звёздные сутки – промежуток времени между двумя последовательными одноимёнными кульминациями точки весеннего равноденствия на одном и том же географическом меридиане. Отсчитываются звёздные сутки от верхней кульминации.

Время, прошедшее от ВК точки γ, называется звёздным временем s. Геометрически звёздное время – это дуга небесного экватора QWγ, отсчитываемая в направлении суточного вращения небесной сферы. Для любого момента времени на одном и том же меридиане справедлива формула s=t_γ=α+t, где α и t – прямое восхождение и часовой угол некоторого светила M. В момент ВК светила M звёздное время s равно его прямому восхождению α: s=α.

поверхности АЧТ в некотором спектральном диапазоне излучает такую же мощность, что и единичный участок реального источника.

Закон смещения Вина определяет значение длины волны максимума излучения: $\lambda_{\max} = b/T_ц$, где b=29·10^{-4}(К·м) – постоянная Вина. С помощью закона Вина можно определить цветовую температуру звезды $T_ц$ – температуру АЧТ, при которой распределение энергии в некотором спектральном интервале соответствует такому же распределению в спектре звезды.

Закон Стефана-Больцмана позволяет определить эффективную температуру $T_э$ поверхности звезды (температуру АЧТ, при которой во всём спектре поток энергии будет соответствовать потоку энергии от звезды): $\varepsilon_T = \sigma\cdot T_э^4$. Здесь ε – мощность излучения единичной поверхности звезды, σ=5,67·10^{-8}Вт/(м^2·К^4) – постоянная Стефана-Больцмана.

Можно связать радиус R, эффективную температуру $T_э$ и светимость звезды: $L = 4\pi R^2\sigma T_Э^4$. Сравнивая звезду с Солнцем, можно выразить радиус звезды в солнечных радиусах: $R = R_c\left(\frac{T_c}{T_э}\right)^2\sqrt{\frac{L}{L_c}}$. Здесь R_c=696·10^3км – радиус Солнца, T_c=5779К – эффективная температура Солнца, L_c=3,826·10^{26}Вт – светимость Солнца. Эта формула приближённо описывает связь указанных величин, более точной является следующая: $\lg\frac{R}{R_c} = \frac{5900K}{T_э} - 0{,}20M - 0{,}02$, где M – абсолютная звёздная величина звезды.

Для большинства звёзд главной последовательности $L \approx R^{5/2}$; и L ≈ $m^{3,9}$, где m – масса звезды.

Масса звёзд заключена в пределах 0,1m_c<=m<=100m_c. При 0,02m_c гравитация вещества вряд ли способна создать звезду. Зная массы и размеры звёзд, можно оценивать и другие их характеристики. Так, анализ уравнения состояния идеального газа позволяет сделать вывод, что температура в центре звезды прямо пропорциональна массе звезды m и её радиусу R: T=k·m/R. От массы звезды зависит эклиптическая широта. Так, вблизи полюса эклиптики звёзды описывают аберрационные круги с радиусом 20",5, а в плоскости эклиптики – отрезки диаметром 41".

Блеск светил

Интенсивность достигающего Земли излучения небесных тел принято выражать в звёздных величинах. Видимая звёздная величина m и создаваемая светилом в месте наблюдения освещённость связаны формулой Погсона: $\lg\frac{E_1}{E_2}=0{,}4(m_2-m_1)$ или $\frac{E_1}{E_2}=2{,}512^{m_2-m_1}$. Если расстояние до светила равно 10пк, тогда его видимая звёздная величина называется абсолютной (M). Известно, что для Солнца M_C=+4^m,8. Абсолютная звёздная величина M звезды связана с её видимой звёздной величиной m и удалённостью D (годичным параллаксом π) светила: $M=m+5-5\lg D(\text{пк})=m+5+5\lg\pi''$. Эту формулу можно записать и так: $\lg r=1+0{,}2(m-M)$. Разность (m-M) называется модулем расстояния и служит для определения расстояний спектральными методами.

Светимостью L звезды называется мощность излучаемой во всех направлениях энергии. Светимость L звезды и её абсолютная звёздная величина связаны соотношением: $\lg\frac{L_1}{L_2}=0{,}4(M_2-M_1)$.

Светимость звезды можно выразить в светимостях Солнца: $\lg L=0{,}4(M_C-M)$.

Для случая, когда две звезды видны, как одна, при оценке их общей звёздной величины можно использовать следующую формулу: $M_{общ}=m_1-2{,}5\lg m_1+10^{0{,}4(m_1-m_2)}$, где m_1 и m_2 – звёздные величины сливающихся звёзд.

Законы излучения света

Во многих случаях излучение звёзд можно считать излучением абсолютно чёрного тела (АЧТ). Сопоставляя излучение реального источника с излучением АЧТ, можно установить яркостную температуру источника, при которой единичный участок

Солнечное время

Истинные солнечные сутки – промежуток времени между двумя последовательными одинаковыми кульминациями центра солнечного диска на одном и том же меридиане. За начало солнечных суток принимают момент нижней кульминации Солнца (истинную полночь). Время, прошедшее от момента НК Солнца, выраженное в сутках и их долях, называется истинным солнечным временем $T_{☼}$. В момент ВК Солнца его часовой угол t=0^ч, а истинное солнечное время $T_{☼}$=12^ч. В момент НК $T_{☼}$=24^ч.

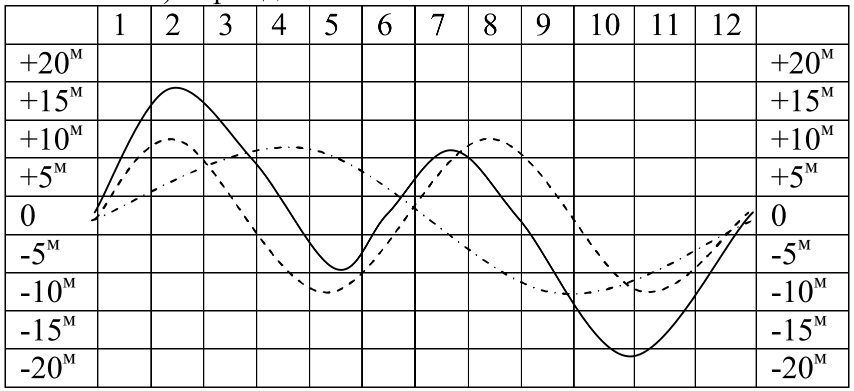
Очевидно, что для любого момента времени справедлива формула: $T_{☼}=t_{☼}+12^ч$.

В связи с движением Земли по орбите вокруг Солнца (причём – в ту же сторону, в которую происходит вращение Земли вокруг оси) каждая последующая кульминация Солнца происходит на 4^м (точнее, на 3^{м}56^с,56) позже по сравнению с повторением кульминаций остальных светил (например, точки весеннего равноденствия). Поэтому истинные солнечные сутки на ≈4^м продолжительнее звёздных суток. По этой причине звёздное время становится равным солнечному только один раз в год: в момент ВК Солнца в день осеннего равноденствия (в это время $s=t_\gamma=12^ч$ и $T_{\odot}=0^ч+12^ч=12^ч$.

Из-за эллиптичности орбиты Земли продолжительность истинных солнечных суток в течение года изменяется. По этой причине для счёта времени используют понятие среднего экваториального Солнца, которое равномерно движется небесному экватору со среднегодовой скоростью движения Солнца по эклиптике. Промежуток времени между двумя одинаковыми последовательными кульминациями среднего экваториального Солнца называют средними солнечными сутками. За начало средних суток принимается момент НК среднего Солнца. Время, прошедшее от начала средних солнечных суток, называют средним солнечным временем T.

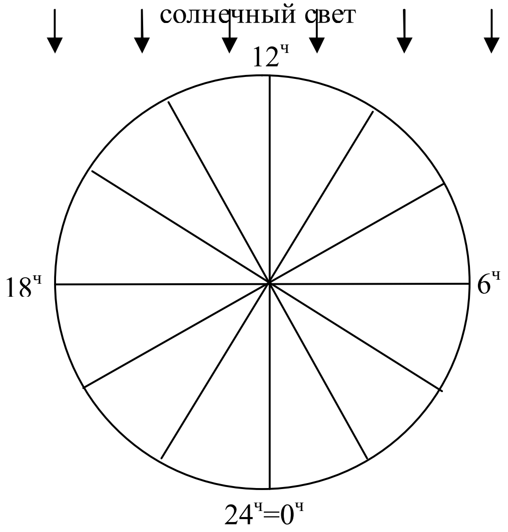
Разницу между средним и истинным солнечным временем называют уравнением времени и обозначают греческой буквой η. Справедливы формулы: $T=T_{☼}+\eta$; $\eta=T-T_{☼}=\alpha_{☼}-\alpha_{ср.Солнца}$.

Кривая уравнения времени является суммой двух синусоид – с годичным (от эксцентриситета) и полугодичным (от наклона эклиптики) периодами.



Наибольших значений уравнение времени достигает в середине февраля (+13м), а наименьшего – в начале ноября (-16м). В середине апреля, начале сентября и конце декабря η становится равным нулю.

Поясное время



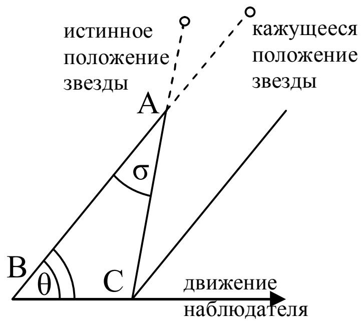
При вращении Земли в силу её шарообразности видимость небесных светил зависит от положения наблюдателя на поверхности Земли. От долготы меридиана, на котором находится наблюдатель, зависит и его местное время T. При этом местное время T и всемирное время UT (местное время гринвичского меридиана) связаны формулой: T=UT+λ, где λ –

миллионы а.е.. В астрономии используют специальную единицу измерения больших расстояний – парсек. Один парсек (1 пк) – это расстояние, с которого большая полуось земной орбиты, перпендикулярная лучу зрения, видна под углом 1". 1 пк=206265 а.е.≈$3{,}0857\cdot10^{13}$км. Расстояние в парсеках и годичный параллакс в угловых секундах связаны формулой: $r = 1/\pi''$. Для измерения расстояний до небесных тел используется и такая единица, как световой год:
1св.г.=с·1год=$3\cdot10^5$км/с·365,2422·86164^с≈$9{,}4605\cdot10^{12}$км≈0,3066пк.
1пк≈3,2616св.г..

Движение звёзд

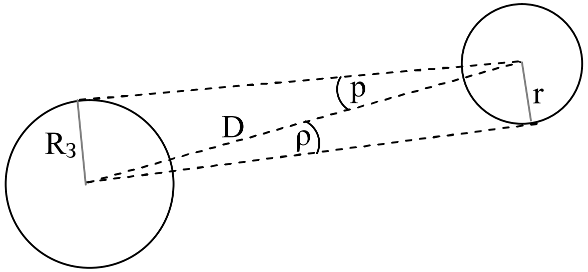
Пространственную скорость звезды v можно представить в виде двух векторов: лучевой скорости v_r (вдоль луча зрения) и тангенциальной v_τ (перпендикулярную лучу зрения): $v = \sqrt{v_r^2 + v_\tau^2}$. По закону Доплера $v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}c$. Используя μ" – собственное движение звезды (угловое смещение звезды за год в угл.секундах) и её годичный параллакс π": $v_\tau = 4{,}74\frac{\mu''}{\pi''}\frac{км}{с}$. Солнце также движется относительно соседних звёзд в направлении апекса (α=270°, δ=+30°, созв.Геркулеса).

Из-за движения Земли наблюдается аберрация - кажущееся смещение звёзд из-за конечности скорости света и её сочетания с



движением наблюдателя. Чтобы из точки B видеть свет от звезды, нужно наклонять трубу в сторону движения наблюдателя, т.к. пока свет проходит длину трубы AB, её окуляр переместится в точку C. Из теоремы синусов $\sin\sigma = \frac{v}{c}\sin\theta$. Для Земли (годичное движение) σ≈20",5sinθ. В результате звёзды описывают аберрационные эллипсы с полуосями 20",5 и 20",5sinβ, где β –

меридианы – эллипсы длиной 40008км. Период вращения Земли $23^ч56^м04^с=86164^с$. Линейная скорость вращения на экваторе 465м/с.

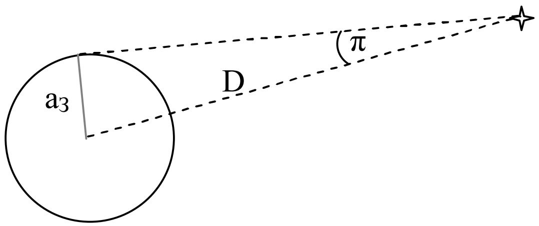


Зная радиус Земли, можно определить удалённость и размер другого небесного тела (в пределах Солнечной системы). При этом используется несколько методов. Один из них – метод горизонтального параллакса. Горизонтальным параллаксом планеты можно назвать угол, под которым с планеты виден радиус Земли, перпендикулярный одному из лучей зрения. Геоцентрическую удалённость планеты можно определить по формуле $D=\frac{R_\oplus}{\sin p}\approx\frac{R_\oplus}{p''}206265(\,^1\!/_{''})$. Линейный радиус планеты r можно найти по её угловому радиусу ρ: $r=D\cdot\sin\rho\approx D\frac{\rho''}{206265}\approx\frac{\rho''}{p''}R_\oplus$.

Для определения расстояний до планет непосредственны можно использовать метод радиолокации. Рассчитать гелиоцентрические удалённости планет можно по третьему закону Кеплера.

При определении удалённости звёзд можно использовать метод годичных параллаксов. Годичным параллаксом π называют угол, под которым со звезды видна большая полуось орбиты Земли, перпендикулярная лучу зрения. Тогда расстояние от Земли до звезды можно найти, как гипотенузу прямоугольного треугольника:

$$D=\frac{a_\oplus}{\sin\pi}\approx\frac{a_\oplus}{\pi''}206265(\text{а.е})$$



. При этом, поскольку значения годичных параллаксов очень малы (меньше 1"), значения D составляют сотни тысяч и

географическая долгота меридиана наблюдателя. Нетрудно связать формулой и значения местного времени T_1 и T_2 для двух наблюдателей с географическими долготами λ_1 и λ_2: $T_1-T_2=\lambda_1-\lambda_2$.

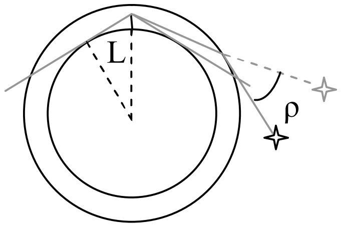
В реальности используется поясное время $T_п$, которое представляет собою местное время среднего для данного часового пояса меридиана. Поясное время стали использовать с 1884 г., разделив всю поверхность Земли на 24 часовых пояса. Серединами часовых поясов (от 0-го до 23-го) были выбраны меридианы, долготы которых кратны 15º. Нетрудно показать, что $T_п$= UT +n=UT+[λ/15º] (здесь угловые скобки означают целую часть от частного при делении), где n – номер часового пояса. В целом, разница местного времени и поясного не должна превышать $30^м$, но в некоторых случаях она превосходит $1^ч$.

Календарь

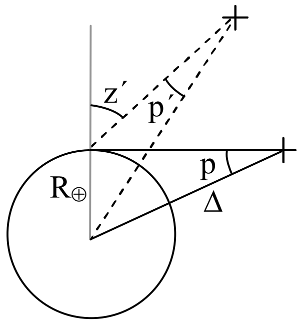
Тропическим годом называют промежуток времени между двумя последовательными прохождениями центра диска Солнца через точку весеннего равноденствия. Длительность тропического года не кратна длительности солнечных суток: 1год=$365{,}2422^{\text{солн.суток}}$=$366{,}2422^{\text{зв.сут.}}$. Тропический год положен в основу григорианского календаря, который, как и юлианский, относится к солнечным. Существуют и лунные календари, где за основу принят лунный месяц (синодический), равный $29{,}53^{сут}$. В юлианском календаре (старый стиль) длительность простого года считается равной $365^{сут}$, а каждый четвёртый год считается високосным и содержит $366^{сут}$. В григорианском календаре високосными не считаются те года, номер года которых кратен 100, но не кратен 400 (1700, 1800, 1900, 2100 и т.д.). В юлианском календаре ошибка в 1 сутки набегала за 128 лет. В григорианском календаре ошибка в 1 сутки образуется лишь за 3300 лет.

Удалённость горизонта. Атмосферная рефракция

Математический горизонт зависит от высоты наблюдателя h. Удалённость математического горизонта можно определить по приближённой формуле: L≈2Rh, где R – радиус Земли. Теоретически горизонт отделяет невидимую часть мира (она – меньше) от видимой. Однако в реальности наблюдатель может видеть и то, что находится под горизонтом.



Атмосферная (астрономическая) рефракция – смещение видимого направления на светило из-за преломления световых лучей в атмосфере Земли. Из-за рефракции светило как бы приподнимается над горизонтом по отношению к его истинному положению. Если светило находится в кульминации, то из-за рефракции изменяется только склонение его δ. В остальных случаях рефракция приводит к изменению и δ, и α. При н.у. (давление 760 мм рт.ст., температура 0ºС) для видимых зенитных расстояний z′, меньших 70º, можно считать рефракцию по формуле: ρ=60",25·tg(z′). Вблизи горизонта ρ≈35′, к зениту она уменьшается до нуля. Истинное зенитное расстояние светила (z) будет больше видимого (z′) на величину рефракции ρ: z=z′-ρ. Проявлением атмосферной рефракции можно считать сплющивание солнечного (лунного) диска при восходе и заходе.



Суточный параллакс светила

При изменении положения наблюдателя на земной поверхности изменяются и положения небесных тел. Координаты небесных тел, определённые для одного положения наблюдателя на поверхности Земли, называются топоцентрическими. Зависимость координат светил от положения наблюдателя принято называть параллаксом. Основным направлением считается направление на светило из центра Земли. Оно позволяет определить геоцентрические координаты небесных тел.

Угол между направлением на светило из центра Земли и из какой-нибудь точки на её поверхности называется суточным параллаксом светила (p′). Если светило находится в зените, то его p′=0. Если светило на горизонте, то его суточный параллакс будет максимальным и называться горизонтальным параллаксом. Нетрудно показать, что sin(p′)=sin(p)·sin(z′).

относительно другого (массой m′): $\rho = r\left(\frac{m}{m'}\right)^{2/5}$, где r – расстояние между m и m′. Чтобы КА покинул сферу действия первого тела, ему нужно сообщить скорость, не меньшую за вторую (параболическую) космическую скорость v_2: $v_2 = v_1\sqrt{2} = \sqrt{\frac{2Gm}{R+h}}$. У поверхности Земли параболическая скорость ≈11,2 км/с. Поскольку, выйдя из сферы действия планеты, КА останется под влиянием солнечной гравитации, ему нужно придать некоторую дополнительную скорость $v_{доп}$, которая обычно равна разности гелиоцентрических скоростей КА и планеты, которую он покидает. Таким образом, скорость старта КА определяется равенством $v_0 = \sqrt{v_2^2 + v_{доп}^2}$. Если рассматривать возможность выхода КА за пределы Солнечной системы при старте с Земли, то $v_{доп}$ определяется разностью параболической и круговой скоростей для Земли: $v_{доп}$≈42,1км/с-29,8км/с=12,3км/с (при старте в направлении движения Земли) или их суммой (при старте в противоположном направлении): $v_{доп}$≈42,1км/с+29,8км/с=71,9км/с. Если учесть, что v_2 для Земли равна 11,2км/с, можно найти, что 16,6км/с<≈v_0<≈72,8км/с. Минимальную из этих скоростей (16,6км/с) обычно называют третьей космической скоростью.

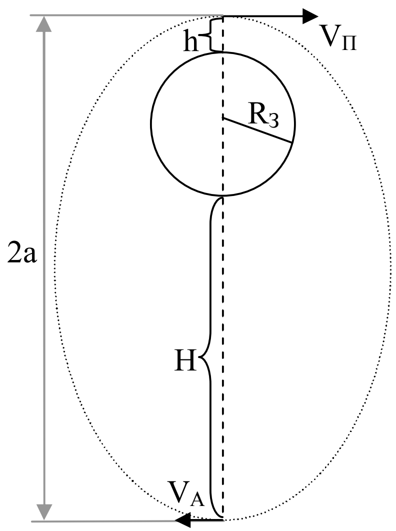
Определение расстояний и размеров небесных тел

Ещё в III веке до н.э. греческий учёный Эратосфен Александрийский сумел оценить размеры земного шара. В настоящее время геодезическими методами форму Земли уточнили. Считается, что она близка к эллипсоиду вращения (или сфероиду) со следующими характеристиками: экваториальная полуось 6378,136км, полярная полуось 6356,751км, ΔR=21,385км, сжатие 1/298,257 (1979г, XVII съезд МАС). При проведении особо точных измерений считается, что форма Земли отличается от сфероида и близка к поверхности спокойного океана, которая продолжается под материками. Такая фигура называется геоидом, в каждой точке которого нормаль совпадает с отвесной линией (на материках это бывает не всегда из-за различной плотности пород). В таком случае земной экватор можно считать окружностью длиной 40075км, а солнечных и три лунных). Чаще всего за год бывает два солнечных и одно-два лунных.

Цикл затмений повторяется через 18 лет и 11,3 дня. Этот промежуток времени называется саросом. Он определяется совпадением определённого количества драконических лет, синодических и драконических месяцев. На протяжении сароса бывает 70 затмений, из которых 41 солнечное (около 10 полных) и 29 лунных.

Движение искусственных небесных тел

Закону всемирного тяготения подчиняется и движение ИСЗ и КА. Характер движения КА зависит от начальной скорости. ИСЗ выводятся на орбиту ракетой-носителем, последняя ступень которой и придаёт телу необходимую скорость (обычно в направлении, перпендикулярном направлению на центр Земли – активный участок). Дальнейшее движение ИСЗ происходит по инерции и под действием гравитации Земли (пассивный участок). Для движения по окружности телу нужно сообщить



первую космическую скорость v_1, равную $v_1 = \sqrt{\frac{Gm}{R_З + h}}$. Здесь m – масса Земли, равная $5{,}98 \cdot 10^{24}$кг. Для поверхности Земли (h=0) $v_1 \approx 7{,}9$км/с.

период обращения при движении по круговой орбите определяется по третьему закону Кеплера: $T = \frac{2\pi}{\sqrt{Gm}} a^{3/2}$.

Если КА требуется доставить к другому небесному телу, тогда следует учитывать радиус ρ сферы действия одного тела массой m

Сумерки

Из-за наличия у Земли атмосферы в ней происходит рассеяние света. Особенно важную роль играет рассеяние солнечного света. С этим фактором связано понятие сумерек – постепенное ослабление или усиление освещённости земной поверхности. Различают гражданские и астрономические сумерки. Продолжительность вечерних гражданских сумерек определяется интервалом времени от захода верхнего края солнечного диска до момента, когда центр солнечного диска окажется на высоте -6º под горизонтом. Аналогично определяются утренние гражданские сумерки. Астрономические сумерки длятся дольше, так как их окончание (вечерние) или начало (утренние) связаны с угловой высотой центра солнечного диска -18º.

Начиная с широты 60º34′ хотя бы раз в году гражданские сумерки могут длиться всю ночь. В таком случае говорят о белых ночах. Они наступают при $\delta_☼ \geq 84^о - \varphi$; $\varphi \geq 84^о - \delta_☼$.

Солнечная система

Основы современной астрономии были заложены в XVI веке Николаем Коперником в созданной им гелиоцентрической системе мира.

Солнечная система – совокупность небесных тел, движущихся вокруг Солнца под действием гравитационных сил. В Солнечную систему входят 9 (с августа 2006 г. – 8) больших планет со спутниками, 2,5 тыс. малых планет (астероидов), несколько десятков тысяч комет, метеорные тела и потоки пыли. Наибольшая часть малых планет движется между орбитами Марса и Юпитера (в поясе астероидов). Значительное количество малых тел открывают за пределами орбиты Нептуна (транснептуновые или пояс Койпера). Большие планеты принято разделять на планеты типа Земли (Меркурий, Венера, Земля и Марс) и планеты-гиганты (Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун). Помимо этого, большие планеты разделяют на внутренние или нижние (Меркурий и Венера) и внешние или верхние (Марс, Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун).

Все большие планеты движутся вокруг Солнца в прямом направлении в плоскостях, немного наклонённых к плоскости эклиптики. Время полного оборота планеты вокруг Солнца называется сидерическим периодом планеты (Т). Однако видимое с

Земли движение планет является петлеобразным. Объясняется петлеобразное движение планет их различными орбитальными скоростями. Чем ближе планета к Солнцу, тем больше её орбитальная скорость. Нижние планеты движутся быстрее, а верхние – медленнее, чем Земля.

Конфигурации планет

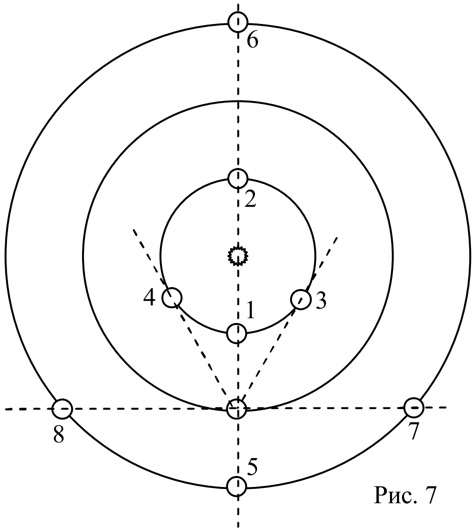


Рис. 7

Условия наблюдения планет зависят от их расположения относительно Солнца и Земли. Для нижних и верхних планет существуют некоторые конфигурации – характерные взаимные расположения планеты, Земли и Солнца. Они представлены на рисунке. Для внутренних планет это: 1 – нижнее соединение, 2 – верхнее соединение, 3 и 4 – элонгации. Для внешних планет это: 5 – противостояние, 6 – соединение, 8 и 7 – квадратуры.

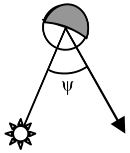
Период повторения одноимённых конфигураций планеты называют её синодическим периодом S. Синодические периоды планет связаны с их сидерическими периодами соответствующими формулами: $\frac{1}{S} = \pm\left(\frac{1}{T} - \frac{1}{T_\oplus}\right)$. Здесь «+» относится к внутренним, а «-» - к внешним планетам. Эта формула позволяет вычислять сидерические периоды планет по их видимому движению.

С конфигурациями планет связаны и изменения в их движении, видимом с Земли. Вблизи нижних соединений и противостояний планеты для землян будут двигаться попятно.

Законы Кеплера

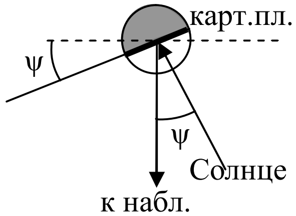
Иоганн Кеплер, обобщив результаты наблюдений за движением планет (в частности, Марса) датского астронома Тихо Браге и свои собственные, сформулировал три основных закона движения планет.

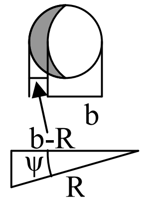
диаметра d: Φ=b/d. В зависимости от фазы различают основные особенности видимости Луны: новолуние (Φ=0), первая и последняя четверти (Φ=0,5) и полнолуние (Φ=1). Период смены лунных фаз называют синодическим месяцем (S). Его продолжительность $S=29,^{сут}53$.



Фазовый угол – угол между направлениями «планета-источник света» и «планета-наблюдатель». $\psi = 2\arccos\sqrt{\Phi}$ («Пост.часть АК»). Для планет иногда фазой называют отношение освещённой площади диска к его полной площади.

Для «линейной» фазы Φ $\cos\psi = \frac{b-R}{R} = \frac{b}{R} - 1 = 2\Phi - 1$ (моя ф-ла)





В моменты, когда Луна находится вблизи узлов своей орбиты, могут происходить солнечные и лунные затмения. Солнечное затмение возможно, когда Луна находится вблизи новолуния, а лунное – когда Луна вблизи полнолуния. Фаза лунного затмения может быть рассчитана по формуле $\Phi_Л=(\rho_с+\rho_л-\tau)/(2\rho_с)$, а фаза солнечного – по формуле $\Phi_С=(\rho_т+\rho_л-\tau)/(2\rho_л)$. Здесь $\rho_с=16{,}3'$ - угловой радиус Солнца, $\rho_л=15{,}5'$ - угловой радиус Луны, $\rho_т=41'$ - угловой радиус земной тени, τ – расстояние между центрами дисков Солнца и Луны (прицельное расстояние).

Частота и периодичность солнечных и лунных затмений определяются несколькими параметрами. Во-первых, это – драконический год, равный $346^{сут},62$ (период прохождения Солнца через один и тот же узел лунной орбиты). Во-вторых, это синодический месяц, а в-третьих – драконический месяц, равный $27^{сут},21$ (период возвращения Луны к одному и тому же узлу лунной орбиты). В зоне узлов обязательно происходит одно (полное или частное) солнечное затмение и не более одного лунного. Минимальное количество затмений в году – два (оба солнечные), максимальное – семь (пять солнечных и два лунных или четыре пространстве. Аргумент перигелия ω, большая полуось a и эксцентриситет e определяют форму орбиты.

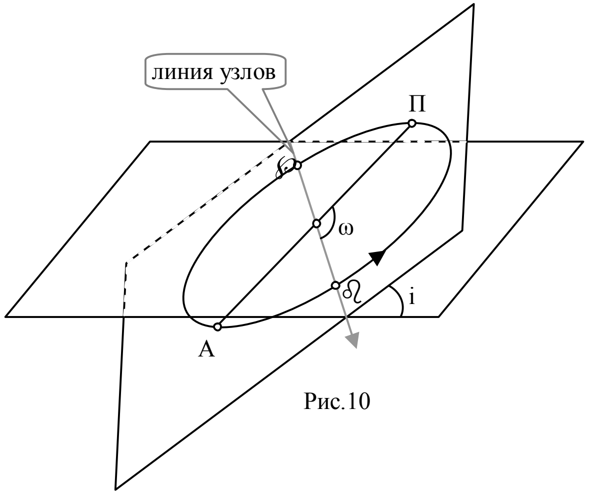
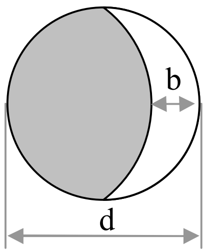


Рис.10

Движение Луны

Плоскость орбиты лунной орбиты наклонена к эклиптике под углом 5º09´ (в среднем). Большая полуось лунной орбиты равна 384 400 км. В перигее и апогее геоцентрическая удалённость Луны составляет соответственно 363 400 км и 405 400 км. Период обращения Луны вокруг Земли (сидерический месяц) составляет $T_☾=27,32^{сут}$.

Период осевого вращения Луны совпадает с её сидерическим месяцем, поэтому Луна всегда повёрнута к Земле одной и той же стороной. Однако по некоторым причинам с Земли можно видеть более половины лунного диска. Во-первых, ось вращения Луны наклонена к плоскости её орбиты под углом 83º19´. Это приводит к либрации (покачиванию) по широте на 6º41´. Во-вторых, из-за неравномерности движения Луны по эллиптической орбите происходит либрация по долготе в пределах 7º54´. В-третьих, из разных точек поверхности Земли можно видеть разные участки поверхности Луны, что даёт суточную (параллактическую) либрацию около 1º. В итоге можно наблюдать около 60% поверхности Луны.



В зависимости от положения Луны относительно Солнца и Земли земляне могут видеть по-разному освещённый лунный диск. Эти изменения называют фазами Луны. Численно фаза Луны Ф – это отношение освещённой части b лунного диска к величине его

1 закон. Все планеты движутся по эллипсам, в одном из фокусов которых находится Солнце. При этом удалённость планеты от Солнца непрерывно изменяется.

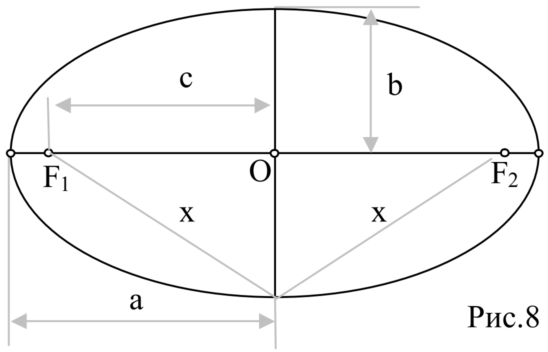


Рис.8

Ближайшая к Солнцу точка орбиты называется перигелием, а наиболее удалённая – афелием. Эллипс – плоская кривая, каждая точка которой обладает свойством: сумма расстояний от неё до двух заданных фокусов остаётся постоянной величиной. Отрезок, проходящий через заданные фокусы и соединяющий противоположные точки эллипса, называется его большой осью. Сумма расстояний от произвольной точки эллипса до его фокусов равна длине большой оси. Середина большой оси является центром эллипса. Отрезок, проходящий через середину эллипса перпендикулярно большой оси и соединяющий противоположные точки эллипса, называют малой осью эллипса. Для описания свойств эллипса используют большую полуось a, малую полуось b и фокусное расстояние c. Эксцентриситетом эллипса e называют отношение фокусного расстояния c к большой полуоси a: e=c/a. Нетрудно показать, что ($2x=2a \rightarrow x=a$; $x^2=c^2+b^2 \rightarrow a^2=c^2+b^2 = (a\cdot e)^2+ b^2$): $e=\sqrt{1-\frac{b^2}{a^2}}$. Очевидно также, что удалённость от Солнца перигелия (q) и афелия (Q) можно определить по формулам: $q=a\cdot(1-e)$; $Q=a\cdot(1+e)$. Вообще, удалённость r планеты в любой точке её эллиптической орбиты от фокуса, в котором находится Солнце, можно определить по формуле: $r=\frac{a\cdot(1-e^2)}{1+e\cdot\cos(\theta)}$.

Здесь θ – истинная аномалия планеты (угол между направлениями на перигелий и на планету, отсчитываемый от перигелия в сторону орбитального движения планеты), а r – радиус-вектор планеты.

2 закон. Радиус-вектор планеты за равные промежутки времени ометает равные площади. По этой причине при движении планеты по своей орбите изменяется её скорость. Вблизи перигелия она максимальная, а вблизи афелия – минимальная. Зная площадь эллипса S=π·a·b и сидерический период планеты, можно определить скорость, с которой её радиус-вектор ометает площадь эллипса: v=S/T. Математически второй закон Кеплера можно записать так: $r^2 \dfrac{d\theta}{dt} = \dfrac{S}{T} = const$. Он является следствием закона сохранения момента импульса: $\vec{r} \times \overrightarrow{mv} = \overrightarrow{const}$ или $mrv\sin(r,v) = const$.

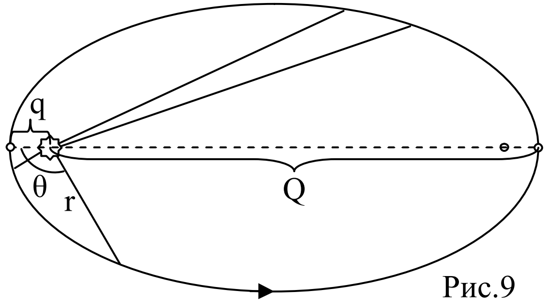


Рис.9

3 закон. Квадраты звёздных (сидерических) периодов планет относятся как кубы больших полуосей их орбит: $\left(\dfrac{T_1}{T_2}\right)^2 = \left(\dfrac{a_1}{a_2}\right)^3$.

Исаак Ньютон на основе открытых им законов механики и законов Кеплера показал, что в основе движения планет лежит закон всемирного тяготения: $F = G\dfrac{m_1 \cdot m_2}{R^2}$. Здесь G=6,67·$10^{-11}$(Н·м^2)/кг^2 – гравитационная постоянная. Из этого следует, что орбиты планет и других небесных тел, движущихся только под действием одного центрального тела, представляют собою конические сечения: окружности, эллипсы, параболы и гиперболы – кривые второго порядка. Ньютон уточнил и выражение для третьего закона Кеплера. При невозмущённом эллиптическом движении материальной точки вокруг притягивающего центра справедливо равенство: $\dfrac{T^2}{a^3}(m_1 + m_2) = \dfrac{4\pi^2}{G} = const$. Его можно переписать для двух систем, каждая из которых состоит из центрального тела и обращающегося вокруг него спутника: $\left(\dfrac{T_1}{T_2}\right)^2 \dfrac{M_1 + m_1}{M_2 + m_2} = \left(\dfrac{a_1}{a_2}\right)^3$.

Здесь M_i – массы центральных тел, m_i – массы их спутников.
Форма орбиты спутника зависит от начальных параметров. Для круговой орбиты скорость планеты, направленная перпендикулярно к радиус-вектору планеты, остаётся постоянной и определяется соотношением $v_0 = \sqrt{\dfrac{GM}{r}}$, где M – масса Солнца. Скорости в афелии v_a и перигелии $v_п$ можно определить так:

$$v_a = v_0\sqrt{\frac{1-e}{1+e}} < v_0;\quad v_п = v_0\sqrt{\frac{1+e}{1-e}} > v_0.$$

Для параболической орбиты начальная скорость должна удовлетворять соотношению $v_p = \sqrt{2}v_0$. При ещё большей начальной скорости орбитой будет гипербола.
Для расчёта скорости движения тела массой m на расстоянии r от притягивающего центра массой M используют формулу, которую называют интегралом энергий: $v^2 = G(M+m)\left(\dfrac{2}{r} - \dfrac{1}{a}\right)$.

В природе нет небесных тел, которые в точности бы подчинялись законам Кеплера. Дело во всемирной гравитации, которая проявляется во взаимном притяжении любых тел, обладающих массой. В результате движение планет оказывается возмущённым.

Элементы орбит небесных тел

К основным элементам орбиты небесного тела относят следующие. Узлами орбиты называют точки пересечения орбиты с плоскостью эклиптики. Из двух узлов восходящим называется тот, в котором небесное тело пересекает, переходя в северное эклиптическое полушарие. Другой узел называется нисходящим. Важной характеристикой является долгота восходящего узла ☊, измеряемая от направления на точку весеннего равноденствия до направления на восходящий узел в направлении орбитального движения. Наклонением орбиты называют угол между плоскостью орбиты планеты и плоскостью эклиптики. Наклонение орбиты i вместе с долготой восходящего узла определяют положение орбиты в