

2.1. Пространственно-временные масштабы в астрофизике

Диапазон временных шкал и расстояний, встречающихся в астрофизике, весьма широк. Из-за конечности скорости света c существует фундаментальное соотношение, связывающее характерное минимальное время и характерный масштаб рассматриваемого явления

$$t_{\min} = \frac{l}{c}.$$

Важнейшей характеристикой любого астрофизического объекта является его масса M . В каждом конкретном случае (например, звезда, планета, галактика) массе M можно поставить в соответствие характерный масштаб l . Минимальный размер $l_{\min}$, соответствующий массе M , определяется гравитационным взаимодействием и по порядку величины равен гравитационному радиусу

$$l_{\min} \sim R_g = \frac{2GM}{c^2}.$$

До тех пор, пока размер изучаемого объекта велик по сравнению с его гравитационным радиусом ($R/R_g \gg 1$), для описания физических процессов достаточно Ньютоновской физики. В противном случае важными и даже определяющими становятся релятивистские эффекты (эффекты ОТО).

Примеры. Солнце: $R_{\odot} \approx 700000 \text{ км}$, $R_g = 3 \text{ км}$; Юпитер: $R_{\text{Юп}} \approx 75400 \text{ км}$, $R_g \approx 3 \text{ м}$; нейтронная звезда ($M \sim M_{\odot}$): $R \sim 10 \text{ км} \approx 3R_g$, релятивистские поправки становятся важны; невращающаяся черная дыра: $R_{\text{горизонта}} = R_g$, полностью релятивистский объект.

Естественной мерой расстояний в Солнечной системе служит *астрономическая единица* (*а.е.*). Она равна большой полуоси орбиты Земли.

$$1 \text{ а.е.} = 1.5 \times 10^{13} \text{ см} \approx 500 \text{ световых секунд.}$$

Характерный размер Солнечной системы $\sim 40 \text{ а.е.}$

При измерении расстояний до звезд нашей Галактики удобнее пользоваться единицей *парсек*. Парсек – это такое расстояние, с которого большая полуось земной орбиты видна под углом $1''$.

$$1 \text{ парсек} \approx 3 \times 10^{18} \text{ см.}$$

Характерные расстояния до ближайших звезд – несколько парсек. Расстояние от Солнца до центра Галактики оценивается в $\sim 8 \text{ кпк}$. Размер типичной галактики (точнее, той ее области, в которой наблюдается светящееся вещество – звезды, газ) $10 - 20 \text{ кпк}$. Расстояния до ближайших галактик – сотни килопарсек и мегапарсеки (спутники нашей Галактики, Большое и Малое Магеллановы Облака – 55 кпк ; туманность Андромеды – 640 кпк). Расстояние до центра скоплений в Деве, на краю которого располагается наша Галактика,

около 15 Мпк. Скопление галактик в созвездии Волосы Вероники расположено от нас на расстоянии 80 Мпк.

В астрофизике приходится иметь дело и с очень малыми расстояниями, так как информация черпается из электромагнитного излучения, а оно рождается при квантовых переходах в атомах (связанно-связанные переходы), при фотоэффекте (свободно-связанные переходы), при ускоренном движении заряженных частиц в вакууме (тормозное, или свободно-свободное излучение) или в магнитном поле (циклотронное, синхротронное излучение). Так, например, радиус электрона равен $2.8 \times 10^{-13} \text{ см}$, а характерный размер атома $\sim 10^{-8} \text{ см}$.

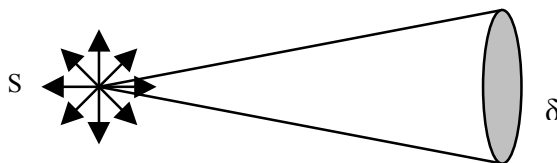
Приведем теперь некоторые характерные времена, возникающие в различных астрофизических задачах.

1. Время жизни атома в возбужденном состоянии $\sim 10^{-8} \text{ с}$.
2. Сутки (период обращения Земли вокруг своей оси) $24 \text{ ч.} \sim 10^5 \text{ с}$.
3. Период обращения Земли вокруг Солнца – 1 год.
4. Период обращения Солнца вокруг центра Галактики ≈ 250 млн. лет.
5. Характерное время жизни звезды типа Солнца $\sim 10^{10} \text{ лет}$.
6. Современный возраст Вселенной $\approx 1.5 \times 10^{10} \text{ лет}$.

2.2. Основные фотометрические понятия

Так как большая часть информации о космических объектах добывается посредством исследования их электромагнитного излучения, нам понадобятся в дальнейшем основные фотометрические понятия, используемые в физике и астрономии.

Источник света называется *точечным*, если его размеры намного меньше расстояния, на котором он изучается, и который посылает световой поток равномерно во все стороны.



Пусть S – некоторый источник света, а δ – небольшая площадка на пути распространения света. Через эту площадку за время t пройдет некоторое количество световой энергии E . Отношение

$$F = \frac{E}{t}$$

называется *поток лучистой энергии* через площадку δ . Поток лучистой энергии оценивается в единицах мощности (например, в ваттах). Наряду с энергетической оценкой света пользуются оценкой, основанной на непосредственном световом восприятии глаза. Поток лучистой энергии, оцениваемый по зрительному ощущению, называется *световым потоком*.

Полный световой поток характеризует излучение, которое распространяется от источника по всем направлениям. Если поток идет по определенному направлению или падает на определенную площадку, то используются такие понятия как *сила света* (I) и *освещенность* (E).

Силой света называется отношение светового потока F , заключенного внутри телесного угла ω , к величине этого угла

$$I = \frac{F}{\omega}$$

Телесный угол определяется равенством

$$\omega = \frac{\sigma}{r^2},$$

где σ – площадь, вырезаемая световым конусом на сфере, имеющей центр в вершине конуса и радиус r . Силу света источника иногда называют *интенсивностью*.

Освещенностью называется отношение светового потока F , падающего на площадь σ , к величине этой площади:

$$E = \frac{F}{\sigma}.$$

Из приведенных выше формул видно, что освещенность и сила света связаны между собой соотношением:

$$E = \frac{I}{r^2}.$$

Если световой поток не точечный, а *протяжённый*, то важно знать силу света, рассчитанную на единицу видимой величины поверхности источника. Эта световая величина называется *поверхностной яркостью* (или просто *яркостью*). Яркость может быть различна в разных местах светящейся поверхности. Если она всюду одинакова, то поверхность называется равномерно светящейся. Так как в направлении, составляющем угол ε с нормалью, светящаяся площадка S выглядит как проекция $SCos \varepsilon$, то яркость определится формулой

$$B(\varepsilon) = \frac{I}{SCos \varepsilon}.$$

В большинстве случаев раскаленные самосветящиеся тела имеют поверхностную яркость $B(\varepsilon)$, не зависящую от направления, а их поверхности называются *ортотропно* излучающими.

Для ортотропной поверхности справедливо следующее соотношение

$$F = \pi B \cdot S.$$

В физических и астрономических задачах обычно рассматривается не весь поток энергии, исходящий из какого-либо источника в данном телесном угле, а лишь его часть, содержащая излучение в каком-либо интервале частот или длин волн. Количество энергии, приходящееся на единицу интервала частот ν или длин волн λ , называется *удельным потоком* F_ν (F_λ).

В малом интервале частот $d\nu$ или длин волн $d\lambda$ поток будет $F_\nu d\nu$ или $F_\lambda d\lambda$, а полный поток, содержащий излучение всех частот от ν_1 до ν_2 или длин волн от λ_1 до λ_2 , будет

$$\int_{\nu_1}^{\nu_2} F_\nu d\nu \text{ или } \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_\lambda d\lambda.$$

В оптических расчетах обычно относят удельный поток F_λ к интервалу длин волн в 1 см или 1 м, а в радиоизмерениях используют удельный поток F_ν , отнесенный к 1 гц или же к 1 кгц.

Введенные Гиппархом для характеристики блеска звезд звездные величины связаны с освещенностью уравнением Погсона. Для двух звезд m -той и n -той величин это уравнение имеет вид

$$n - m = 2.5 \lg \frac{E_m}{E_n},$$

а если блеск звезд нулевой величины ($n = 0$) положить равным единице ($E_n = 1$), то

$$m = -2.5 \lg E_m.$$

Таким образом, звездная величина m — это десятичный логарифм освещенности (блеска), умноженный на -2.5 (с точностью до постоянной — нуля).

Видимая звездная величина.

Видимая звездная величина, которую мы измеряем, зависит от инструмента, используемого для ее измерения. Чувствительность приемника излучения зависит от длины волны. Различные инструменты принимают различные области длин волн. Таким образом поток, измеряемый инструментом, равен не полному потоку, а лишь части его.

В дневном свете человеческий глаз наиболее чувствителен к излучению с длиной волны $\lambda \approx 550 \text{ нм}$. Величина, соответствующая чувствительности глаза, называется *визуальной звездной величиной* m_v .

Фотографические пластинки обычно наиболее чувствительны к голубым и фиолетовым длинам волн, но они также способны регистрировать излучение невидимое человеческим глазом. Таким образом, *фотографическая звездная величина* m_{pg} обычно отличается от визуальной величины. Если использовать желтый фильтр, то пластинки становятся чувствительными к желтому и зеленому свету, имитируя чувствительность глаза. Наблюдаемые таким образом звездные величины называются *фотовизуальными величинами* m_{pV} .

Если, в идеальном случае, мы сможем измерить излучение на всех длинах волн, то мы получим болометрическую звездную величину m_{bol} .

Наиболее точно измерения звездных величин делаются с использованием фотоэлектрических приемников излучения. Обычно используются фильтры, чтобы позволить попадать в приемники излучения только некоторой группе

длин волн. Одной из многоцветных систем, широко используемой в фотоэлектрической фотометрии, является UBV-система. Звездные величины измеряются в трех фильтрах, U = ультрафиолетовом, B = голубом и V = визуальном. Величины, наблюдаемые через эти фильтры, называются U, B и V величинами соответственно.

В любой многоцветной системе можно определить *колер-индексы* (показатели цвета). Колер-индекс есть разность двух величин. Вычитая B-величину из U, мы получим показатель цвета U – B и т.д. Если используется UBV-система, то обычно дается только V-величина и колер-индексы U – B и B – V.

Абсолютная звездная величина. Светимость.

Видимые звездные величины не дают представления об истинной яркости звезд, так как расстояния до этих звезд различны. величиной, дающей истинную яркость звезды, является *абсолютная звездная величина*. Она определяется как видимая звездная величина на расстоянии 10 парсек от звезды.

Важную роль играет уравнение, связывающее видимую величину m , абсолютную величину M и расстояние r . Выведем это уравнение.

Отношение освещенности на расстоянии r , $E(r)$, к освещенности на расстоянии 10 парсек, $E(10)$, по закону обратных квадратов будет следующим:

$$\frac{E(r)}{E(10)} = \left(\frac{10}{r}\right)^2.$$

Т.о. разность величин на расстояниях r и 10pc (или *модуль расстояния*) будет

$$m - M = -2.5 \lg \frac{E(r)}{E(10)} = -2.5 \lg \left(\frac{10}{r}\right)^2.$$

Отсюда

$$m - M = 5 \lg \left(\frac{r}{10}\right).$$

Традиционно это уравнение записывают как

$$m - M = 5 \lg r - 5,$$

хотя это справедливо только тогда, когда расстояние выражено в парсеках.

Абсолютная болометрическая величина связана с таким понятием как *светимость*. Пусть полная освещенность на расстоянии $r = 10\text{pc}$ будет E и пусть $E_{\odot}$ будет эквивалентная величина для Солнца. Тогда светимость можно определить как

$$L = 4\pi r^2 \cdot E.$$

С учетом этого соотношения имеем

$$M_{bol} - M_{bol,\odot} = -2.5 \lg \frac{E}{E_{\odot}} = -2.5 \lg \frac{L}{L_{\odot}}.$$

Абсолютная болометрическая величина $M_{bol} = 0$ соответствует светимости $L_0 = 3.0 \times 10^{28} \text{ вт}$.

Экстинкция.

Если пространство между источником излучения и наблюдателем не является абсолютно пустым, а содержит межзвездное вещество, уравнение

$$m - M = 5 \lg \left(\frac{r}{10} \right)$$

не выполняется, так как часть излучения поглощается средой или рассеивается. Эта потеря излучения называется *экстинкцией* (угасанием). С учетом межзвездной среды уравнение для модуля расстояния принимает вид

$$m - M = 5 \lg \frac{r}{10} + A,$$

где $A \geq 0$ есть экстинкция в звездных величинах, обусловленная всей средой между звездой и наблюдателем.

Колор-эксцесс (избыток цвета). Другим эффектом, вызываемым межзвездной средой, является покраснение света: голубой свет рассеивается и поглощается больше чем красный. Поэтому колор-индекс $B - V$ возрастает.

Атмосферная экстинкция.

Атмосфера Земли также вызывает экстинкцию. Наблюдаемая величина m зависит от места нахождения наблюдателя и расстояния объекта от зенита, так как эти факторы определяют путь, проходимый светом в атмосфере. Чтобы сравнивать различные наблюдения, мы должны сначала их *привести*, т.е. устранить как-нибудь атмосферные эффекты.