

ОБЩАЯ АСТРОФИЗИКА

1. ВВЕДЕНИЕ

§ 1. Общие сведения

Астрофизика – раздел астрономии, изучающий физические свойства космических объектов и происходящие в них процессы на основе общих физических законов. Астрофизика – сравнительно молодой раздел астрономии: первые астрофизические исследования были выполнены около 150 лет назад. Традиционно астрофизика подразделялась на теоретическую и практическую (наблюдательную). Теоретики создают теории и ищут подтверждение их правильности, сравнивая выводы теории с результатами наблюдений; наблюдатели получают фактический материал и интерпретируют результаты наблюдений, используя достижения теории. В последнее время грань между теоретической и наблюдательной астрофизикой постепенно стирается.

Астрономия, вообще говоря, является *наблюдательной* наукой. Эксперимент в ней практически невозможен (если не считать отдельных опытов, например, создания искусственной кометы в ходе заатмосферных исследований). Вся информация о космических объектах получается из анализа поступающих от них электромагнитного излучения, улавливаемого приемниками излучения, и космических частиц, фиксируемых счетчиками. Подавляющая часть сведений основывается на анализе электромагнитного излучения, основными характеристиками которого являются мощность излучения, его спектральный состав и состояние поляризации. Наблюдательная астрофизика делится, соответственно, на астрофотометрию, астроспектроскопию и астрополяриметрию.

Спектральный состав характеризуется длиной волны излучения λ или частотой ν

$$\lambda = c/\nu, \quad (1.1)$$

где c – скорость света, равная 3×10^{10} см/с). Шкала электромагнитного излучения представлена на рис.1.



Рис.1.1. Спектральная шкала электромагнитного излучения.

Мощность излучения характеризуется следующими величинами. Если dQ энергия, протекающая через площадку ds за время dt , то $F=dQ/dt$ есть поток энергии (измеряется в эрг/с или других единицах мощности, например в *wattmax*); $E= dF/ds$ – освещенность или плотность потока (в теоретической астрофизике эту величину часто называют «поток», что может внести путаницу), она измеряется в эрг/с/см^2 или других аналогичных единицах, например в *watt/m}^2*. Если излучение идет от точечного источника, а площадка ds находится на расстоянии r от него и расположена перпендикулярно направлению распространения света (т.е. видна из источника под телесным углом $d\omega= ds/r^2$), то $I=dF/d\omega$ есть интенсивность излучения (в лабораторной фотометрии – сила света), измеряемая в эрг/с/стерадиан (или аналогичных единицах). В случае протяженного источника вводится его поверхностная яркость $B = I/\sigma$, где σ – проекция площадки на плоскость, перпендикулярную направлению распространения света (измеряется в эрг/с/стерад/см^2).

Комбинацией спектроскопических и фотометрических наблюдений являются спектрофотометрические наблюдения. В их ходе измеряются фотометрические характеристики, отнесенные к единичному интервалу частот (F_ν , E_ν и т.п.) или длин волн (F_λ , E_λ и т.п.). Они носят названия удельный поток, удельная интенсивность, удельная плотность потока. Удельная плотность потока, например, может измеряться в $\text{ватт}/\text{м}^2/\text{Гц}$, в радиоастрономии (а в последнее время и в оптической) часто используется единица Янский ($1 \text{ Ян} = 10^{-26} \text{ ватт}/\text{м}^2/\text{Гц}$). Имея в виду, что $\int E_\nu d\nu = \int E_\lambda d\lambda$ и из дифференцирования (1) $d\nu = -(c/\lambda^2)d\lambda$, получим $E_\lambda = (c/\lambda^2)E_\nu = (\nu/\lambda)E_\nu$ или

$$\lambda E_\lambda = \nu E_\nu. \quad (1.2)$$

Это выражение используется для пересчета удельных освещенностей, отнесенных к разным единичным интервалам. Пусть удельная освещенность на 10^8 Гц ($\lambda = 300 \text{ см}$) составляет $E_\nu = 17 \times 10^{-23} \text{ вт}/\text{м}^2/\text{Гц}$. Тогда $E_\lambda = 5.7 \times 10^{-17} \text{ вт}/\text{м}^2/\text{см}$.

В оптической астрономии мерой освещенности, на которую реагирует глаз и некоторые другие приемники излучения, служит видимая звездная величина m (иногда говорят «блеск») – она тем больше, чем слабее объект. В основе системы звездных величин лежит психо-физический закон Вебера-Фехнера, согласно которому восприятие пропорционально логарифму раздражителя. Имеем

$$m = a + b \lg E, \quad (1.3)$$

откуда

$$\Delta m = m_1 - m_2 = b \lg(E_1/E_2). \quad (1.4)$$

Исследования показали, что разности в 5^m соответствует отношение освещенностей, равное 100. Следовательно, $b = -2.5$ (шкала Погсона). Об определении коэффициента a (нуль-пункта шкалы звездных величин) речь пойдет позже. Из (1.4) легко получить, что разности в 1^m соответствует отношение освещенностей 2.512 (не путать со значением коэффициента b).

Поверхностная яркость обычно измеряется в звездных величинах с квадратной секунды (m/\square'').

§ 2. Помехи, вносимые земной атмосферой.

Большая часть наблюдений пока еще проводится с поверхности Земли, и излучение прежде, чем попасть на приемник, должно пройти через земную атмосферу. Однако атмосфера прозрачна только в отдельных интервалах длин волн. Рис.1.2, схематически иллюстрирующий прозрачность земной атмосферы, показывает, что атмосфера прозрачна лишь в двух окнах прозрачности: оптическом и радио. К оптическому окну примыкает ближняя ИК область, где в отдельных полосах поглощение неполное, что позволяет вести наблюдения с поверхности Земли (рис.1.3).

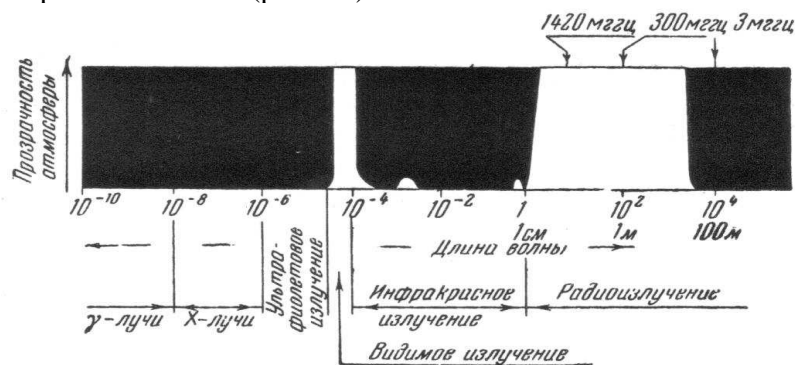


Рис.1.2. Прозрачность земной атмосферы для всего диапазона электромагнитного излучения (схематически).

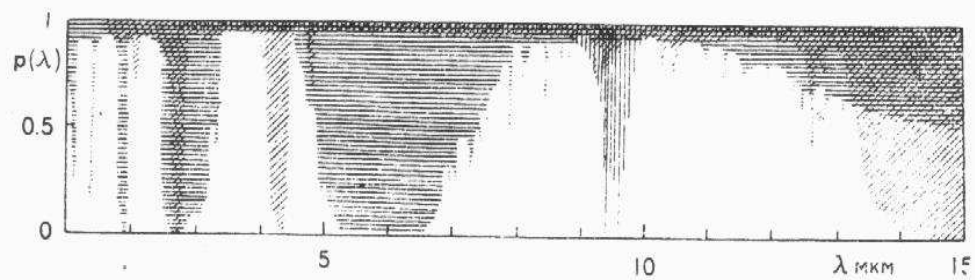


Рис.1.3. Пропускание земной атмосферы в ближней ИК области спектра. Горизонтально заштрихованы области поглощения парами воды, наискось – области поглощения углекислым газом, вертикально – области поглощения озоном.

Однако и в окнах прозрачности происходит ослабление излучения, иногда очень сильное. Пусть излучение проходит через поглощающий слой толщиной ds , F – падающий поток, $F+dF$ – выходящий поток (dF – поглощенный поток, отрицательная величина). Очевидно, поглощенный поток будет пропорционален падающему и толщине слоя. Обозначая коэффициент пропорциональности (коэффициент ослабления) через α , будем иметь $dF = -\alpha F ds$, или $dF/F = -\alpha ds$. Интегрируя в пределах всего слоя (от 0 до S), получим $\ln F_S - \ln F_0 = -\int_0^S \alpha ds$. Введем обозначение $\int_0^S \alpha ds = \tau(s)$, $\tau(s)$ – оптическая толщина слоя. Тогда будем иметь

$$F_S = F_0 e^{-\tau(s)}. \quad (1.5)$$

Толщина атмосферы гораздо меньше радиуса Земли. Поэтому атмосферные слои можно считать плоско-параллельными. Пусть светило наблюдается на зенитном расстоянии z . Тогда путь ds , который проходит свет в слое толщиной dx , будет равняться $ds = dx \sec z$. Умножая на α и интегрируя в пределах атмосферы, получим $\tau(s) = \tau_0 \sec z$, где τ_0 – оптическая толщина атмосферы. Подставляя $\tau(s)$ в (5) и обозначая $e^{-\tau_0} = p$ (p носит название коэффициент прозрачности), получим $F_S = F_0 p^{\sec z}$. Переходя к звездным величинам (т.е. логарифмируя и умножая на -2.5), получим $m_z = m_0 - 2.5 \lg p \sec z$, или вводя обозначения $-2.5 \lg p = k$ (k – показатель ослабления) и $\sec z = X$,

$$m_0 = m_z - kX. \quad (1.6)$$

Эта формула может использоваться для выноса за атмосферу при $z < 60^\circ$. Для больших z сказывается отклонение атмосферных слоев от плоско-параллельности и вместо X используется так называемая воздушная масса $M(z) = X - 0.0018(X-1) - 0.0028(X-1)^2$.

Формула (1.6) верна для монохроматических звездных величин. Поскольку звездная величина звезды есть функция от λ , для вынесения за атмосферу надо знать k_λ . Характерная зависимость $k(\lambda)$ представлена на рис.1.4. Она существенно различна для разных мест наблюдения и сильно переменна во времени (впрочем при устойчивой погоде в течение ночи $k(\lambda)$ не меняется или меняется мало).

Есть несколько причин ослабления света земной атмосферой. Во-первых, это рассеяние на молекулах воздуха (коэффициент рассеяния пропорционален λ^{-4}); во-вторых, это рассеяние на аэрозоле (коэффициент пропорционален $\lambda^{-\alpha}$, где $\alpha \approx 0.8$); в-третьих – поглощение озоном. Соответствующие кривые нанесены на рис.1.4. Наконец, имеется истинное поглощение молекулами (в молекулярных полосах, где учет поглощения представляет значительные трудности). В ИК области в окнах прозрачности вне молекулярных полос формула (1.6) может быть использована.

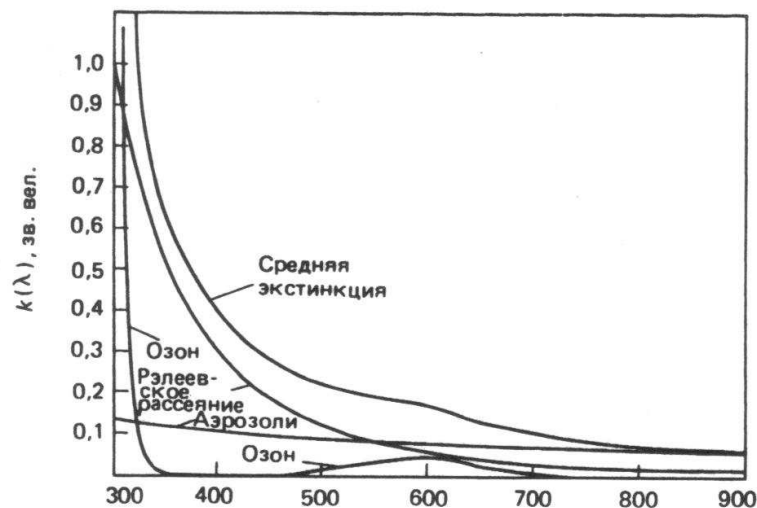


Рис.1.4. Средняя вертикальная экстинкция в звездных величинах для Флагстаффа (Аризона). Вклады озона, аэрозолей и рэлеевского рассеяния показаны отдельно.

К сожалению, ослабление света не единственная неприятность, создаваемая земной атмосферой. Наблюдению слабых объектов препятствует свечение атмосферы (фон неба). Здесь также есть несколько компонентов. Во-первых, это рассеянное излучение земных (ночное освещение) и небесных (Луна) источников света. Поэтому обсерватории строят в ненаселенных местах, а слабые объекты наблюдают вблизи новолуния. Во-вторых, это собственное свечение атмосферы. На рис.1.5 приведен спектр ночного неба при отсутствии посторонней засветки. Собственное свечение также переменное, в частности оно усиливается в годы максимума солнечной активности.

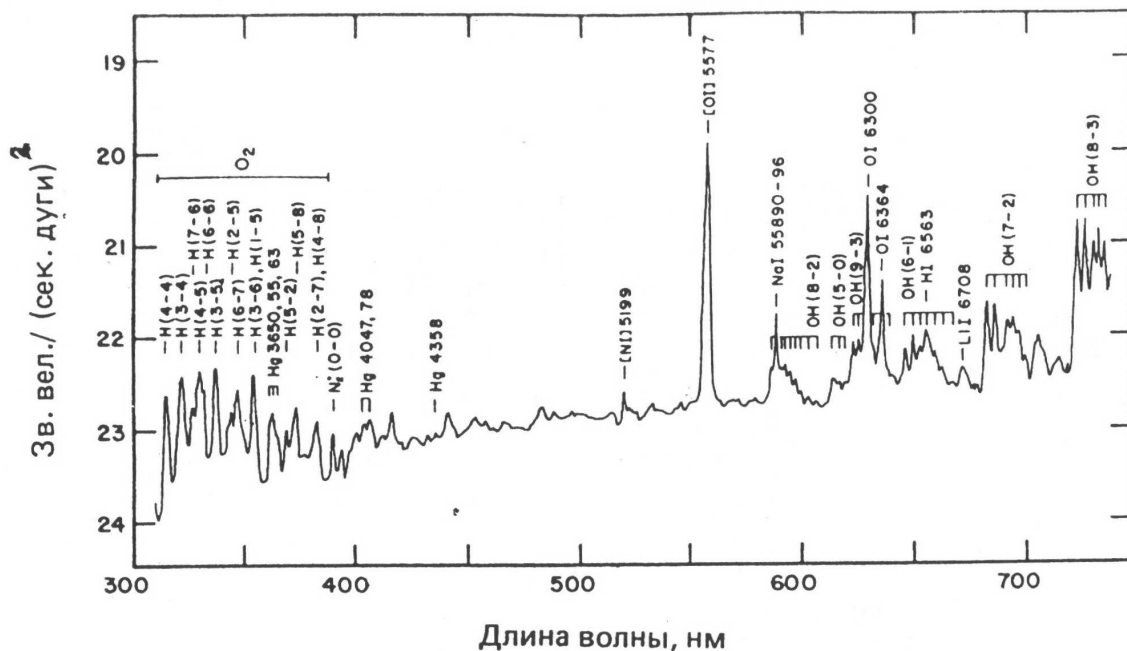


Рис.1.5. Типичный спектр ночного неба, полученный с поверхности Земли в отсутствие засветки.

Искажение идущего от звезды плоского волнового фронта приводит к двум эффектам. Первый – мерцание точечных источников, хорошо известное из наблюдений

невооруженным глазом, второй – дрожание. Причиной их появления служит наличие неоднородностей атмосферы на больших (около 10 км) высотах. Турбулентные движения в плотных нижних частях атмосферы, в частности, в непосредственной близости к телескопу приводят к размытию дифракционного диска звезды. Получающийся диск носит название турбулентного и определяет качество изображения в момент наблюдения. Качество изображения в данном пункте может сильно меняться со временем. На земном шаре пункты с наилучшим качеством изображения находятся в Чили.