

ISM 内容梳理

1. Basic Physics

1.1 不同状态的ISM及其性质、观测方式：

Phase	form	T (K)	density (cm ⁻³)	filling factor f _v	observaton
Coronal gas (HIM)	H ⁺	>10 ^{5.5}	~0.004	0.5	UV, X, syn. radio
HII gas (HII region+WIM)	H ⁺	10 ⁴	0.3—10 ⁴	0.1	Optical, thermal radio
Warm HI (WNW)	H	~5000	0.6	0.4	HI 21cm, optical, UV absorption line
Cool HI (CNM)	H	~100	30	0.01	
Diffuse H ₂	H ₂	50	100	10 ⁻³	(sub)mm, IR, optical absorption line
Dense H ₂	H ₂	10—50	10 ³ —10 ⁶	10 ⁻⁴	

1.2 碰撞激发

原理：运动电子与粒子发生“碰撞”，通过库伦作用交换能量，当能量高于电离能时粒子的电子发生跃迁，被激发。

相关公式 see Lec2 Page6-16

$$\langle \sigma v \rangle = Z_p^2 \left(\frac{8\pi}{m_e kT} \right)^{1/2} \frac{e^4}{I} e^{-I/kT}$$

1.3 统计分布

LTE时同一电离下，不同能级的分布为Boltzmann Distribution：

$$\frac{n_j}{n_k} = \frac{g_j}{g_k} e^{-(E_j - E_k)/kT} = \frac{g_j}{g_k} e^{-h\nu_{jk}/kT}$$

LTE时A+B \leftrightarrow C反应的分子数密度比满足质量作用定律：

$$\frac{n_{\text{LTE}}(C)}{n_{\text{LTE}}(A)n_{\text{LTE}}(B)} = \frac{f(C)}{f(A)f(B)}$$

此规律可以用于电离与电子复合的过程中：

$$\frac{n_{\text{LTE}}(X^{+r})}{n_{\text{LTE}}(e^-)n_{\text{LTE}}(X^{+r+1})} = \frac{h^3}{(2\pi m_e kT)^{3/2}} \frac{\sum_j g_{r,j} e^{-E_{r,j}/kT}}{2 \sum_j g_{r+1,j} e^{-E_{r+1,j}/kT}}$$

由此得到LTE下，不同电离度的分布Saha Equation：

$$\frac{n_{\text{LTE}}(e^-)n_{\text{LTE}}(X^{+r+1})}{n_{\text{LTE}}(X^{+r})} \approx \frac{2(2\pi m_e kT)^{3/2}}{h^3} \frac{g_{r+1,1}}{g_{r,1}} e^{-\Phi_r/kT}$$

在LTE时，能级、电离度分布由温度主导，主导过程正是碰撞激发

1.4 原子组态与光谱项

see Lec2 Page34

1.5 选择定则

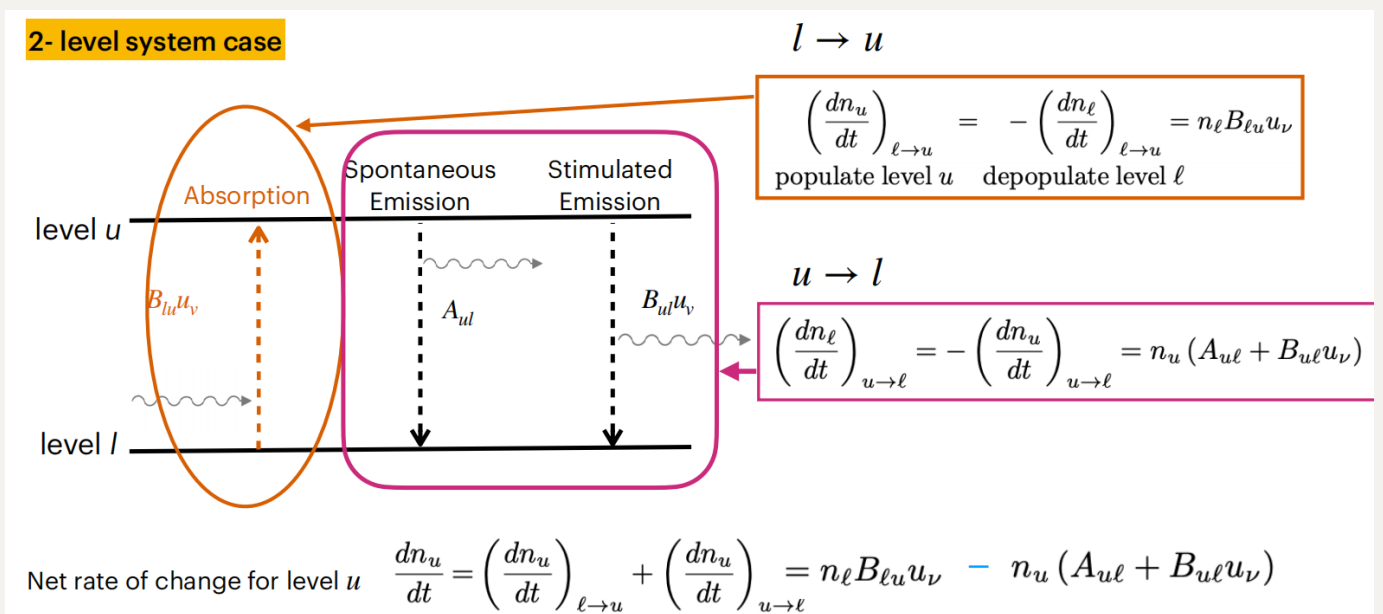
1. Parity must change
2. $\Delta L = 0, \pm 1$
3. $\Delta J = 0, \pm 1$, but $J = 0 \rightarrow 0$ is forbidden
4. Only one single-electron wave function nl changes, with $\Delta l = \pm 1$
5. $\Delta S = 0$: Spin does not change

满足1-5: 容许跃迁; 满足1-4:半禁戒跃迁; 1-4任何一条不满足: 禁戒跃迁

1.6 激发机制

吸收与发射分为: 受激发射、自发发射、受激吸收

其基本原理为:



其中Einstein AB系数满足如下规律:

$$B_{ul} = \frac{c^3}{8\pi h \nu^3} A_{ul} \quad ,$$

$$B_{lu} = \frac{g_u}{g_l} B_{ul} = \frac{g_u}{g_l} \frac{c^3}{8\pi h \nu^3} A_{ul}$$

与碰撞过程的散射截面类似, 可以定义吸收截面 *see more on Lec3 Page 17*

1.7 辐射转移

定义亮温度：等效于辐射强度 I_ν （通过黑体谱公式一一对应）

定义激发温度：等效于能级分子数之比（通过玻尔兹曼分布公式一一对应）

辐射转移方程 *see Lec3 Page24*

$$T_B \approx T_B(0)e^{-\tau_\nu} + T_{\text{exc}}(1 - e^{-\tau_\nu})$$

1.8 从HI 21cm发射线能知道什么？

HI 21cm发射线为组态为1s的氢原子从自旋方向相反到自旋方向平行的跃迁

see more on Lec3 Page30

2. HIM

性质：

Hot ($T > 10^6 \text{K}$), low-density, large filling factor, probed in X-ray & UV, highly ionized (strong line emission)

来源：

Stellar corona, SNR, Super bubbles, Fast stellar winds, Diffuse galactic hot gas, Galaxy clusters

2.1 加热机制：Shock

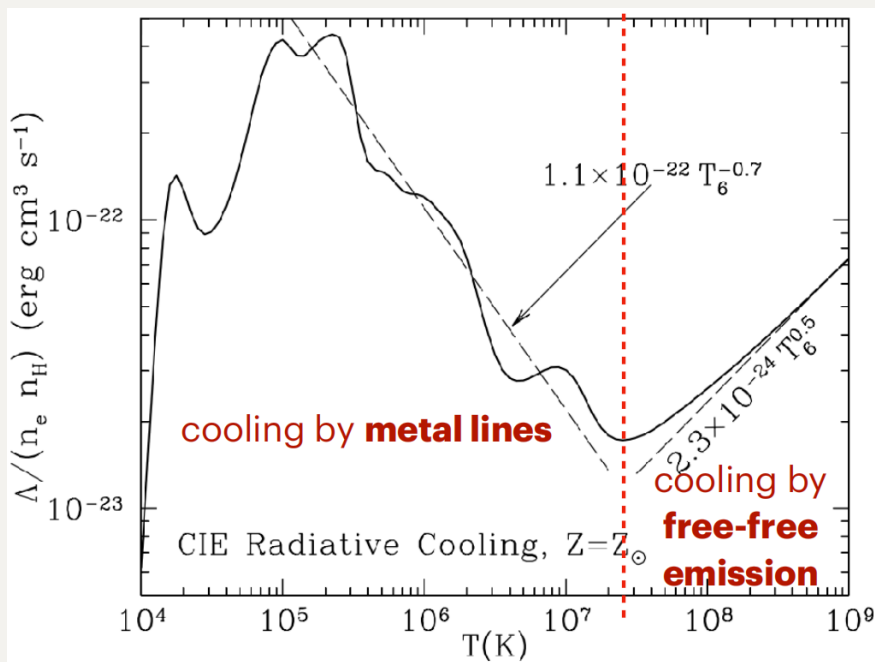
加热规律:

$$T_2 \approx \frac{3}{16k} \mu v_s^2 = 2890 \text{ K} \left(\frac{\mu}{1.273 m_H} \right) \left(\frac{v_s}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^2$$
$$= 1.38 \times 10^7 \text{ K} \left(\frac{\mu}{0.609 m_H} \right) \left(\frac{v_s}{1000 \text{ km s}^{-1}} \right)^2$$

Shock来源: stellar winds, SNe & SNR, fast outflows/jets from compact objects

2.2 冷却机制: Radiation

辐射冷却机制:

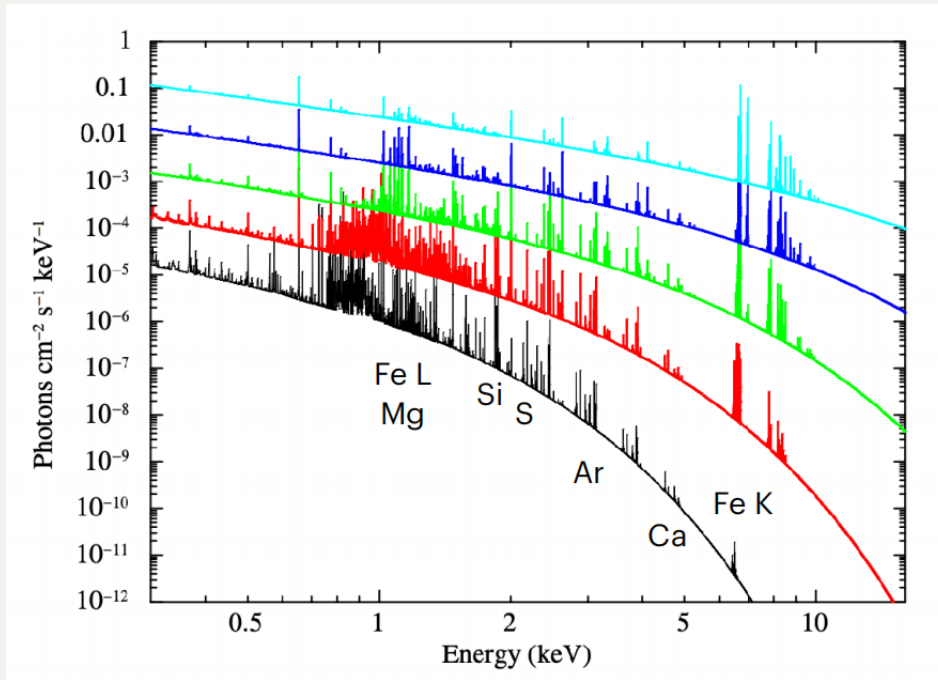


冷却系数依赖于温度与金属丰度

其他冷却机制: 绝热膨胀、热传导 *see more on Lec4 Page11*

2.3 光谱模型: Corona model

假设：光学薄，低密度，麦克斯韦速度分布， Boltzmann分布+Saha公式成立



光谱包括：连续谱（Free-free, Free-bound, Two photon emission）+发射线

i. 光谱由Free-free emission主导时为平滑+指数下降曲线，是 $T > 10^7$ K的HIM主要冷却机制：

$$\epsilon(\nu, T) \approx 6.8 \times 10^{-38} T^{-1/2} e^{-h\nu/kT} \sum_i Z_i^2 n_e n_i \bar{g}_{ff}(\nu, T, Z_i) \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}$$

相反地，也存在free-free absorption， see more on Lec4 Page29

ii. RRC(Free-bound emission)为一个存在sharpe edge的连续谱，edge发生在电离能I的位置：

$$\frac{dP}{dE} \propto \exp\left(-\frac{E-I}{kT}\right)$$

其他机制包括：Excitation-autoionization, Fluorescence line

see more on Lec4 Page6

2.4 碰撞电离平衡（CIE）与非电离平衡

CIE: 忽略光致电离, 电离与复合达到平衡 (则每个温度对应一个能级分布)

see Lec4 Page12

2.5 HIM物理性质诊断

▸ **Temperature**

- free-free continuum, radiative recombination continuum (RRC), charge of ions in CIE, line width ...

▸ **Density of hydrogen**

- free-free emission ...

▸ **Density of ions**

- emission line strength, RRC

▸ **Ionization age**

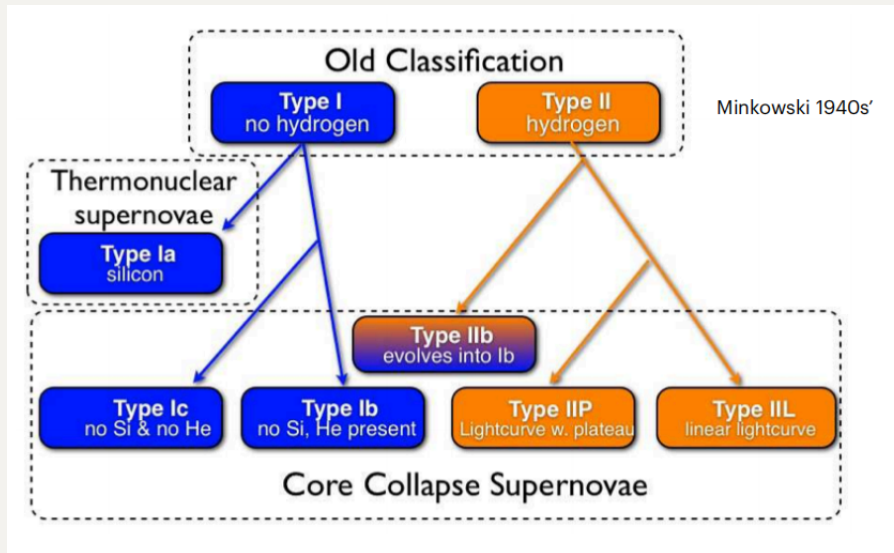
- ionization timescale in NEI plasma

2.6 SNR

基本信息:

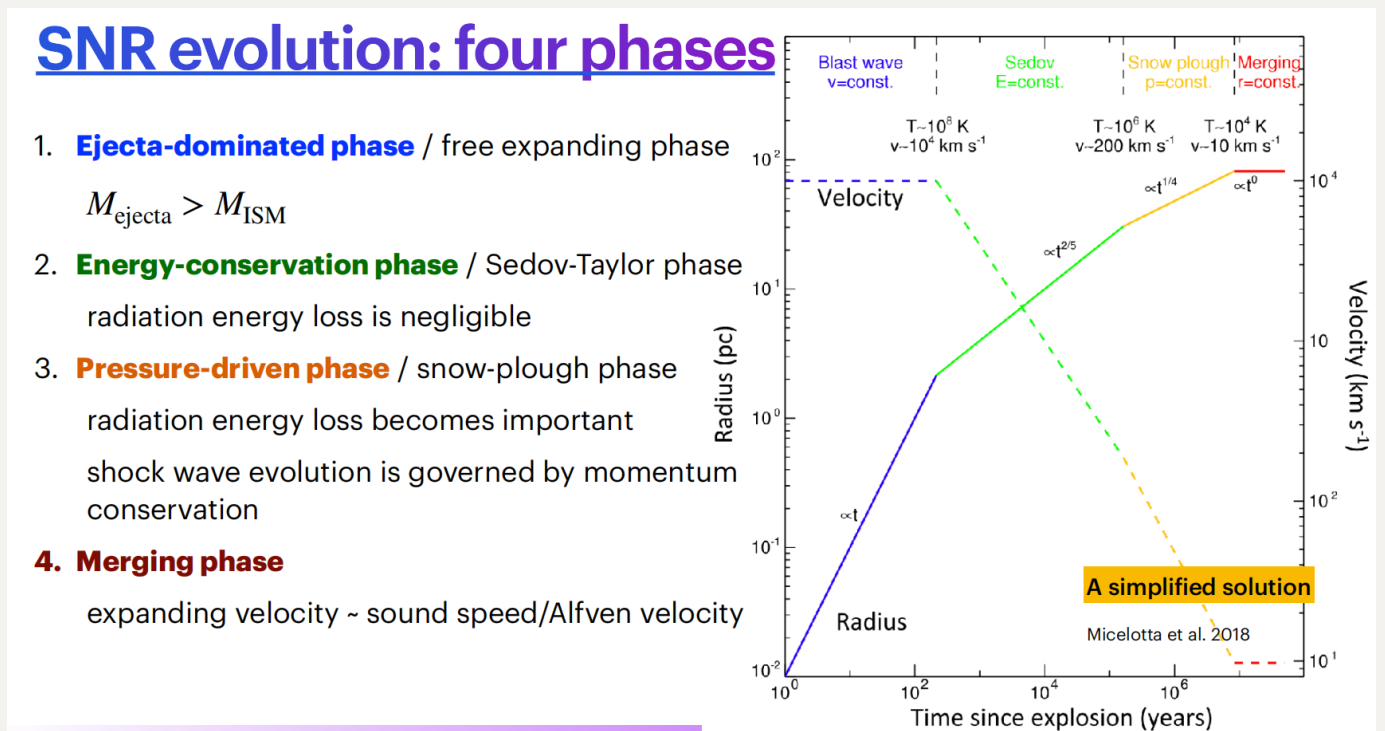
SNR辐射横跨radio-gamma波段, 生产多种状态的ISM (HIM、dust、CRs)

起源: 超新星爆发



不同类型SNe会产生出不同比例的金属，其中Ia SNe产生大量Fe，CC SNe产生大量O

演化路径：自由膨胀--能量守恒--压强驱动--合并状态



其中处在Sedov-Taylor状态下的SNR，年龄可以估算 $t = 0.4 \frac{R_s}{v_s}$

SNR案例与各波段性质 see Lec5 Page14

3. Ionised Gas

H-alpha线来源: HII Regions, SNR, Outflows, Planetary nebulae, External galaxies, Star forming regions, High velocity cloud

3.1 HII Regions

大质量恒星周围存在光致电离的气体, 其分布大致遵守斯特龙跟球

在**Strömgen' sphere**边界处复合率=光致电离率 (电离光子产生率)

Ionising photon **production rate** \approx **Recombination rate**

$$Q_0 = \frac{4\pi}{3} R_{S0}^3 \alpha_B n(\text{H}^+) n_e$$

非静态**Strömgen' sphere** see Lec7

3.2 复合率

复合率的两种定义:

Case A

Optically thin to ionising radiation

$$\alpha_A(T) \equiv \sum_{n=1}^{\infty} \sum_{\ell=0}^{n-1} \alpha_{n\ell}(T)$$

Case B

Optically thick to radiation just above $I_H = 13.60$ eV

The recombinations directly to $n = 1$ do not reduce the ionisation of the gas. Only recombinations to $n \geq 2$ act to reduce the ionisation

$$\alpha_B(T) \equiv \sum_{n=2}^{\infty} \sum_{\ell=0}^{n-1} \alpha_{n\ell}(T) = \alpha_A(T) - \alpha_{1s}(T)$$

3.3 Ionised gas物理性质诊断

临界密度：在该密度上，自发发射的概率与碰撞发射的概率相同

$$n_{\text{crit},u}(c) \equiv \frac{\sum_{l<u} [1 + \langle n_\gamma \rangle_{ul}] A_{ul}}{\sum_{l<u} k_{ul}(c)}$$

气体密度低于临界密度时辐射主导，气体密度高于临界密度时碰撞过程主导

-温度测量：测同一元素不同能级间跃迁的线强比（最好有相近的临界密度，否则要求电子密度在临界密度之下）

-密度测量：测同一元素能级相近、有不同临界密度的跃迁线强比

-质量测量：常见的探针有H复合线，以及NII精细结构（适用于富尘埃情况）

see more on Lec8

3.4 加热与冷却

加热机制：光致电离（主导）、尘埃光电效应、CRs、MHD阻尼波、激波

The heating rate per unit volume:

$$\Gamma_{\text{pe}} = n(X^{+r}) \int_{\nu_0}^{\infty} \sigma_{\text{pe}}(\nu) c \left[\frac{u_\nu}{h\nu} \right] (h\nu - h\nu_0) d\nu$$

(gamma)

density of the species

absorption cross section

spectrum of UV photons

kinetic energy of the photoelectron

冷却机制：辐射，包括碰撞激发发射线（主导）、复合、连续谱

formula see Lec8 Page21

热平衡态要求 $\Lambda = \Gamma$ ，此情况下，低金属丰度的HII区往往更热

4. Atomic Gas


各状态H元素比例：质量占比HII:23%, HI:60%, H2: 17%

测量H原子的方法：HI-21cm line, Dust-emission & extinction, Gamma Rays, Lyman-alpha absorption & emission, FIR [OI]-63um line, Ca II, Na I absorption lines

4.1 21cm谱线测N(HI)

see Lec8 Page36

$T_A^{\text{off}}(v) = T_{\text{sky}}e^{-\tau v} + T_{\text{spin}}(1 - e^{-\tau v})$



$T_A^{\text{on}}(v) = T_{\text{RS}}e^{-\tau v} + T_{\text{spin}}(1 - e^{-\tau v})$

When optically thin: $\tau(v) < \sim 0.1$

When optically thin: $\tau(v) > \sim 0.1$

$\tau(v) = \ln \left[\frac{T_{\text{RS}} - T_{\text{sky}}}{T_A^{\text{on}}(v) - T_A^{\text{off}}(v)} \right]$,

$T_{\text{spin}}(v) = \frac{T_A^{\text{off}}(v)T_{\text{RS}} - T_A^{\text{on}}(v)T_{\text{sky}}}{(T_{\text{RS}} - T_{\text{sky}}) - [T_A^{\text{on}}(v) - T_A^{\text{off}}(v)]}$

$\frac{dN(\text{HI})}{dv} \approx \frac{32\pi}{3\lambda^2} \frac{k}{hcA_{ul}} [T_A^{\text{on}}(v) - T_{\text{sky}}(v)]$
 $= 1.813 \frac{T_A^{\text{on}}(v) - T_{\text{sky}}(v)}{\text{K}} \times \frac{10^{18} \text{ cm}^{-2}}{\text{km s}^{-1}}$

$\frac{dN(\text{HI})}{dv} = \frac{32\pi}{3\lambda^2} \frac{k}{hcA_{ul}} T_{\text{spin}}(v)\tau(v)$
 $= 1.813 \frac{T_{\text{spin}}(v)\tau(v)}{\text{K}} \times \frac{10^{18} \text{ cm}^{-2}}{\text{km s}^{-1}}$

4.2 WNM&CNM以及热过程

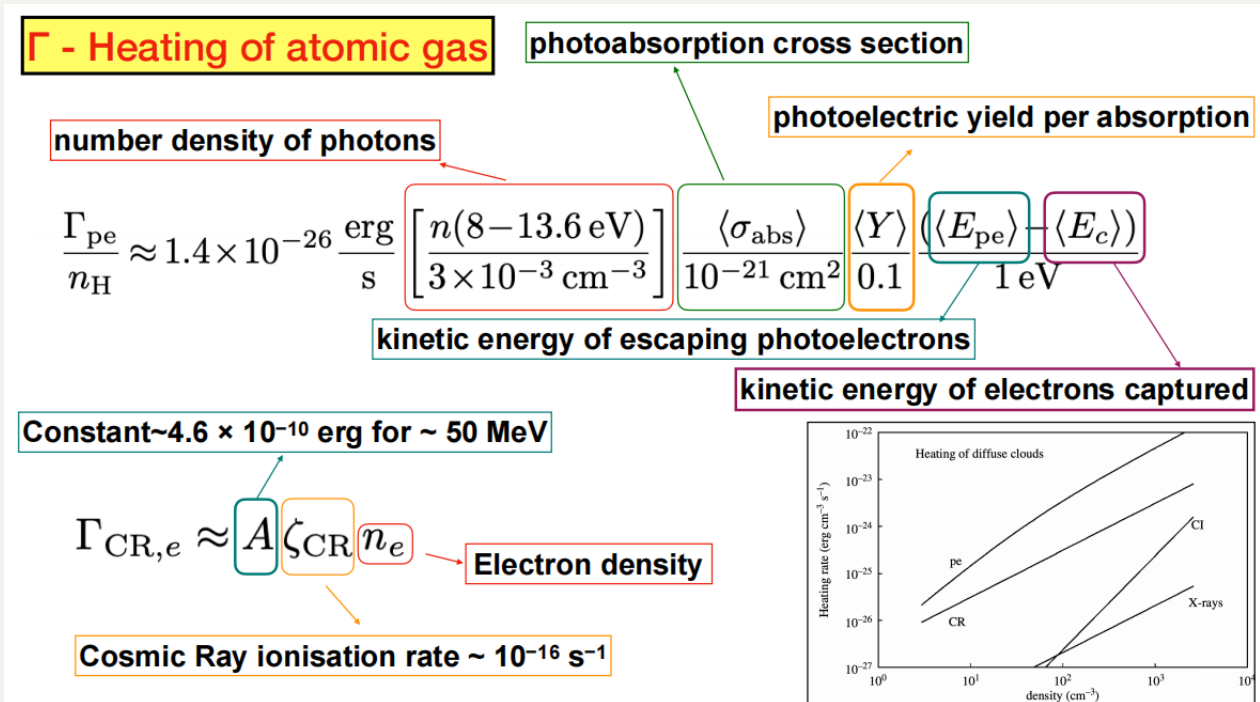
对（中性）原子气体，可以根据其温度范围分为：

WNM: $T \sim 5000-10000\text{K}$, $n \approx 0.1 - 0.6 \text{ cm}^{-3}$ ，占比60%，分布平滑

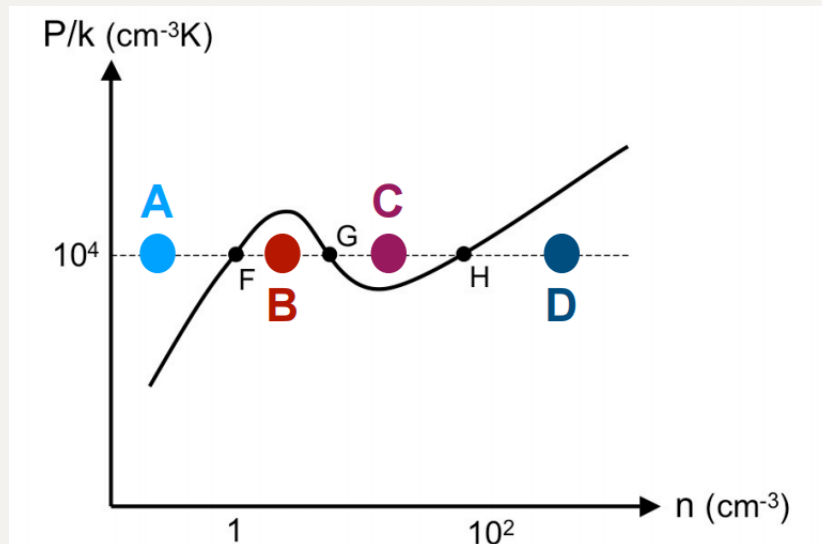
CNM: $T \sim 50-100\text{K}$, $n \approx 0.1 - 0.6 \text{ cm}^{-3}$ ，占比40%，网状结构分布

加热机制：光电效应、X-ray、CRs

冷却机制：CII、OI发射线、复合线、Ly α 线



FGH model: 寻找Atomic gas在T-p图上的稳定点时, 考虑理想气体 $P=nkT$ 满足压强平衡, $P=\text{const}$, 分析它在P-n图上的移动



曲线上方净冷却, 下方净加热, 等压时气体横向移动, 密度越大温度越低。

由此可以估算不同初始性质的原子气体到达平衡时的状态

由于低密度气体加热慢, WNM实现热平衡需要的时间更长

4.3 利用HI-21cm line的研究

可以用来探索：银河系结构、星系动力学、环星系介质、宇宙再电离

5. Molecular Gas

分子气体组分：H₂, He(原子态), CO, HCN, HCO⁺, NH₃, Dust/Ice

5.1 分子结构形成与摧毁

i. 形成Formation：小概率为Three body reaction，大概率发生在grain surface上

The diagram shows the equation $\left(\frac{dn(\text{H}_2)}{dt}\right)_{\text{gr}} = R_{\text{gr}} n_{\text{H}} n(\text{H})$ with callouts: R_{gr} is labeled 'The stickiness: effective "rate coefficient"', n_{H} is labeled 'total density of hydrogen in any form (H, H+, H-, H2,...)', and $n(\text{H})$ is labeled 'density of H atoms'.

ii. 摧毁Dissociate：光致离解

$$\zeta_{\text{diss},\ell} = \sum_u \zeta_{\ell \rightarrow u} p_{\text{diss},u}$$

其中主要的光子能量为Lyman band $\sim 13.6\text{eV}$ 和 Werner band $\sim 4.5\text{eV}$.

iii. 在稳定态离解速率=形成速率：

$$\zeta_{\text{diss}} n(\text{H}_2) = R_{\text{gr}} n_{\text{H}} n(\text{H})$$

由此可以推算稳定态分子氢占氢元素的比例 $\frac{n(\text{H}_2)}{n_{\text{H}}}$ ：

$$\approx 1.8 \times 10^{-5} \left(\frac{n(\text{H})}{30 \text{ cm}^{-3}} \right) \left(\frac{R_{\text{gr}}}{3 \times 10^{-17} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}} \right) \left(\frac{5 \times 10^{-11} \text{ s}^{-1}}{\zeta_{\text{diss}}} \right)$$

iv. 考虑H2 Self-shielding:

对上述过程代入典型CNM中的H原子密度 30 cm^{-3} ，H2分子占比很低

对分子云，外围分子的**Lyman-Werner bands**会吸收大部分UV光子，从而保护内部分子免受光致离解；同时尘埃消光也可以通过吸收、散射UV光子保护内部分子

此时需要结合光深改造光致离解率：

$$\zeta_{\text{diss}} \approx \zeta_{\text{diss},0} f_{\text{shield,diss}} e^{-\tau_{1000}}$$

H原子密度越大、温度越低、 $f_{\text{ionisation}}$ 越低，则H2丰度越高

5.2 分子气体分布

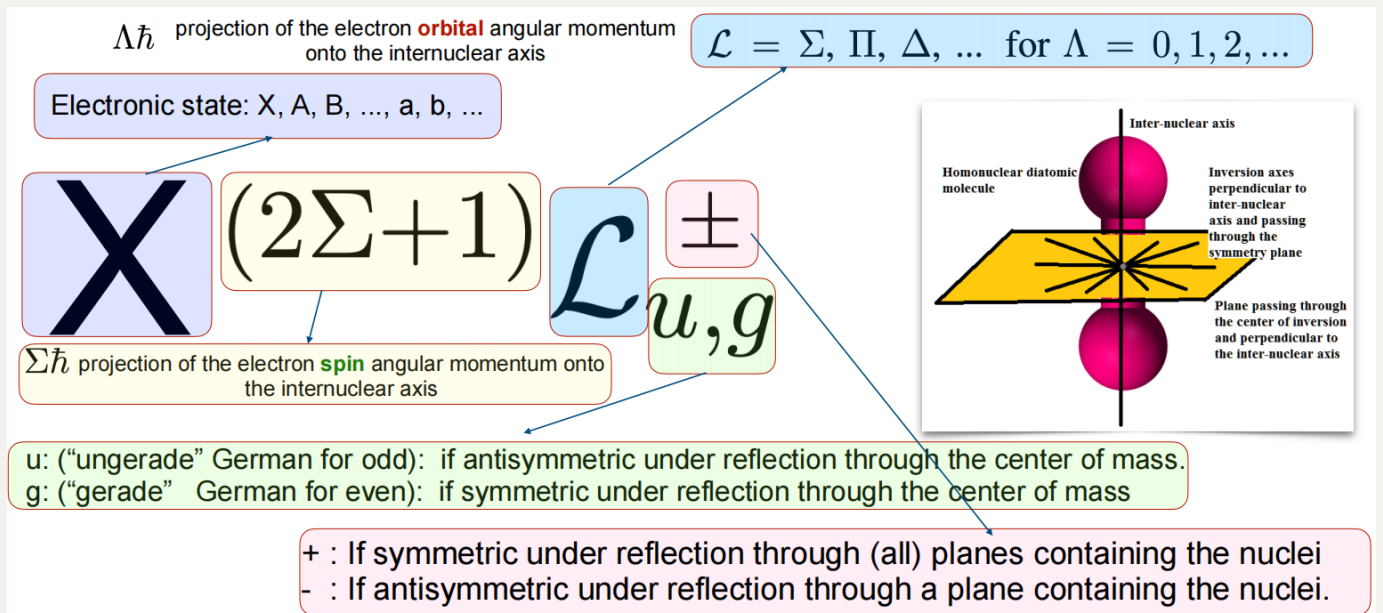
恒星周围Molecular gas分布：

大质量恒星 | HII Regions | Ionisation Front | Dissociation Front | 分子气体

其中Ionisation front发生HII --> HI转变，Dissociation Front发生HI --> H2转变

5.3 分子光谱项与跃迁

i. 光谱项书写规则：



see examples on Lec10 Page22

ii. 能级跃迁

分子能量由三个部分组成：旋转能量、振荡能量、电子能量

$$E_{tot} = E_{rot} + E_{vib} + E_{elect} \quad (1)$$

Electronic lines包括Lyman&Werner Lines(Far-UV)，可以很好探测H2柱密度，但受限于吸收线，很难存在这个band的发射线；

$$n_{crit} = \frac{(1 + \langle n_\gamma \rangle) A_{10}}{k_{10}} \approx 1.7 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$$

Vibrational lines来自两个原子间的简谐运动，发生在near-IR波段；

Rotational lines来自两个原子间的相对旋转，发生在middle-IR波段， $E_{rot} = \frac{\hbar^2}{2I} J(J + 1)$

Electronic lines: FUV, limited by absorption

Vibrational lines: NIR, very hot conditions

Rotational lines: MIR, warm conditions

因此H2线无法用于测量低温分子云（10-50K），只能用于测量分子云中高温的组分（通常是被激波加热）

5.4 CO分子-测量H2质量的方法

i. CO molecule性质:

(1) 除H₂、He外最高丰度的分子；(2) 结合能高，不易摧毁；(3) 临界密度低，容易被激发；(4) 是分子云气体主要冷却手段，发射线强

ii. CO $\Delta J = 1$ 的谱线特征:

Transition	Frequency	Unit	E _{up}
J=1-0	115.27	GHz	5.5 K
J=2-1	230.54	GHz	16.6 K
J=3-2	345.80	GHz	33.2
J=4-3	461.04	GHz	55.3 K
J=5-4	576.27	GHz	83.0 K
J=6-5	691.47	GHz	116.2 K
J=7-6	806.65	GHz	154.9 K

其中跃迁对应频率为 $\nu = \frac{h}{4\pi^2 I} (J + 1)$

J=5-4不易从地面观测；J=6-5,7-6需要良好观测天气

iii. CO同位素

具有类似化学性质、类似磁偶极矩、类似Einstein A系数

iv. CO柱密度公式:

推导原理:

从辐射转移方程导出射电源的温度方程T_R，对光学薄的发射线¹³CO，其激发温度与¹²CO几乎相同，则 $T_R \propto \tau_\nu(^{13}\text{CO})$ ；对光学厚的发射线¹²CO，可直接求得Tex，代入¹³CO可求出光深 τ ；

将求出的光深代入其定义式，可以求出 ^{13}CO 发射线的上能级分子数 N_u ，用Boltzmann分布扩展到 N_{tot} ，再用同位素比例拓展到所有CO分子上/ H_2 -CO比例拓展到 H_2 分子上

$$T_R = f \left[J_\nu(T_{ex}) - J_\nu(T_{bg}) \right] \left[1 - \exp(-\tau_\nu) \right]$$

First, obtain $T_{ex}(^{12}\text{CO})$ **with** $T_{ex}(^{12}\text{CO}) = f(T_R(^{12}\text{CO}) - T_{bg})$

Second, assume $T_{ex}(^{13}\text{CO}) = T_{ex}(^{12}\text{CO})$

Third, obtain $\tau_\nu(^{13}\text{CO})$ **with** $T_R = f[J_\nu(T_{ex}) - J_\nu(T_{bg})]\tau(^{13}\text{CO})$

Forth, obtain $N_{up}(^{13}\text{CO})$ **with** $\int \tau_\nu d\nu = \frac{8\pi^3\nu|\mu_{lu}|^2}{3hc} \left[\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1 \right] N_u$

Fifth, obtain $N_{total}(^{13}\text{CO})$ **with** $\frac{N_{tot}}{N_u} = \frac{Q_{rot}}{g_u} \exp\left(\frac{E_u}{kT_{ex}}\right)$

Last, obtain $N(\text{H}_2)$ **with** $N_{total}(^{13}\text{CO})/A(^{13}\text{CO})$
 $A(^{13}\text{CO})$ **is** $^{13}\text{CO}/\text{H}_2$ **abundance ratio**

see caveats on Lec10 Page39

5.5 H_2 气体探针

探讨分子气体时需要重新定义临界密度

$$n_{crit,u} = \frac{\sum_{l<u} [1 + \langle n_\gamma \rangle] A_{ul}}{\sum_{l \neq u} k_{ul}(c)}$$

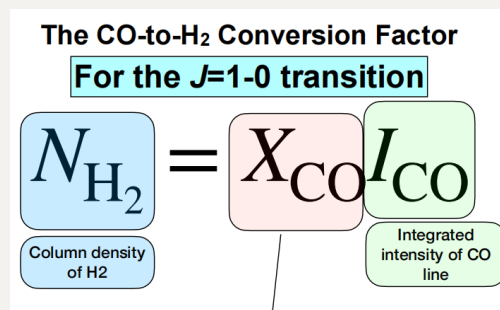
这时需要考虑（向上）碰撞激发的影响

同时光学薄与光学厚气体临界密度关系： $n_{crit}^{thick} = n_{crit}^{thin} / \tau$

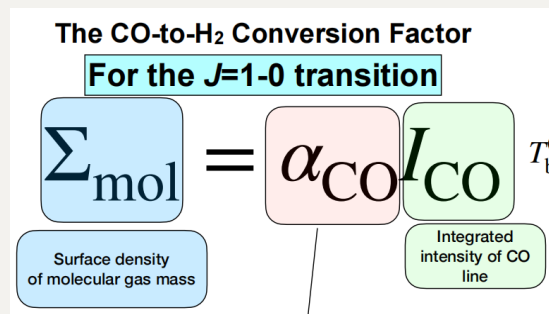
- $n \ll n_{\text{crit}}$, collision is not efficient, $T_{\text{ex}} < T_{\text{kin}}$
- $n \ll n_{\text{crit}}$, emissivity scales with n
- $n \ll n_{\text{crit}}$, Forbidden lines > recombination lines
- $n \gg n_{\text{crit}}$, collision is dominant, $T_{\text{ex}} \sim T_{\text{kin}}$
- $n \gg n_{\text{crit}}$, emissivity does not change with n
- $n \gg n_{\text{crit}}$, Forbidden lines < recombination lines + high- n_{crit} lines

i. H₂质量:

对遥远星系、CO同位素线弱、角分辨率不够、同位素比例未知时，只能用¹²CO测量H₂，可以简单利用X_{CO} factor（柱密度公式）：



或者总分子气体面密度公式：



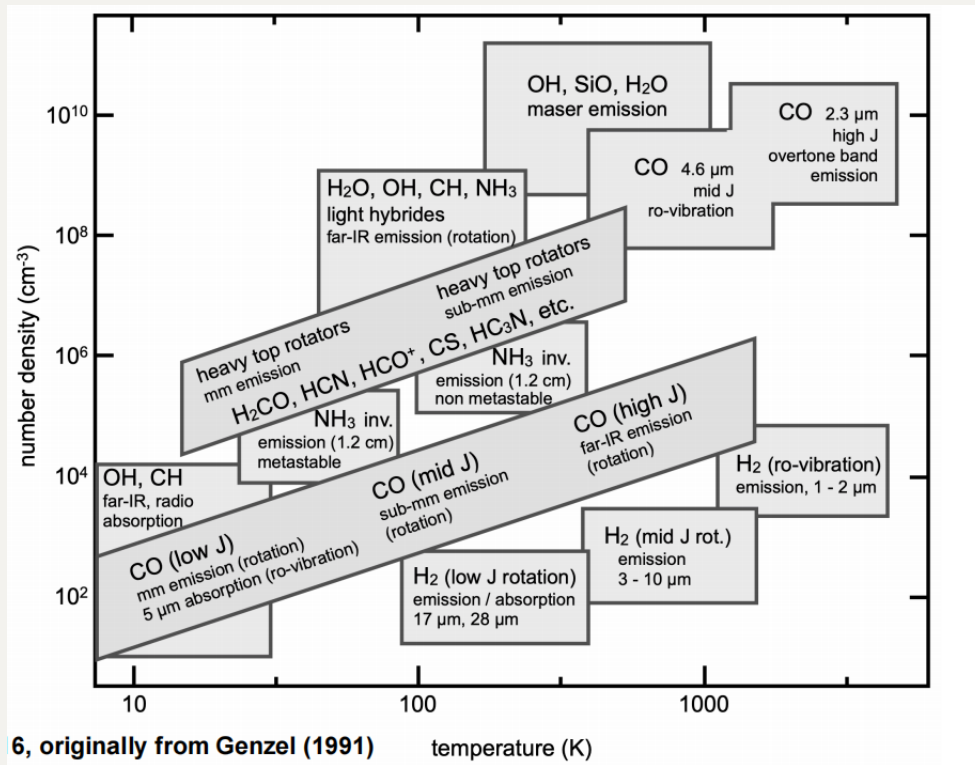
假设：位力平衡（对由大量光学厚、位力平衡的分子簇组成的分子云，可以认为其整体是光学薄的）

不同模型下给出的X_{CO}不同， check on Lec11 Page 17

此方法只可适用于与solar neighborhood类似的分子云；不可用于小尺度研究上

ii. H₂密度

多数分子是由于与H₂碰撞被激发，其能级与临界密度反应分子云的状态



例如 $^{13}\text{CO } J=1-0$ 临界密度低，可以示踪 H_2 柱密度； $\text{CS } J=2-1$ 临界密度高，可以示踪 H_2 是否有高体密度

iii. H_2 温度

类似Ionised gas的温度探针，寻找具有类似临界密度、不同能级间距的跃迁，比较线强比

5.6 加热与冷却

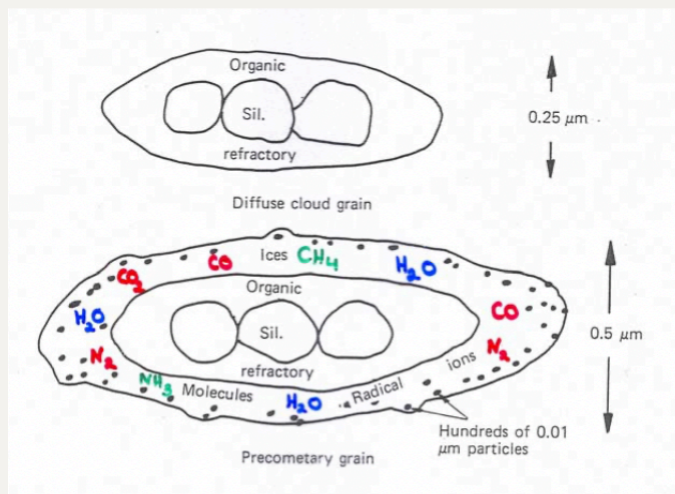
加热机制：CRs加热主导，湍流注射、Gas-Grain碰撞（UV光子无法在致密气体中传播）

冷却机制：分子发射线（CO lines, CI fine-structure line, H_2O ）

6. Dust

Dust组成：

由绝缘体和耐火材料组成的宏观固体（硅酸盐、石墨），大小~0.01-0.5um



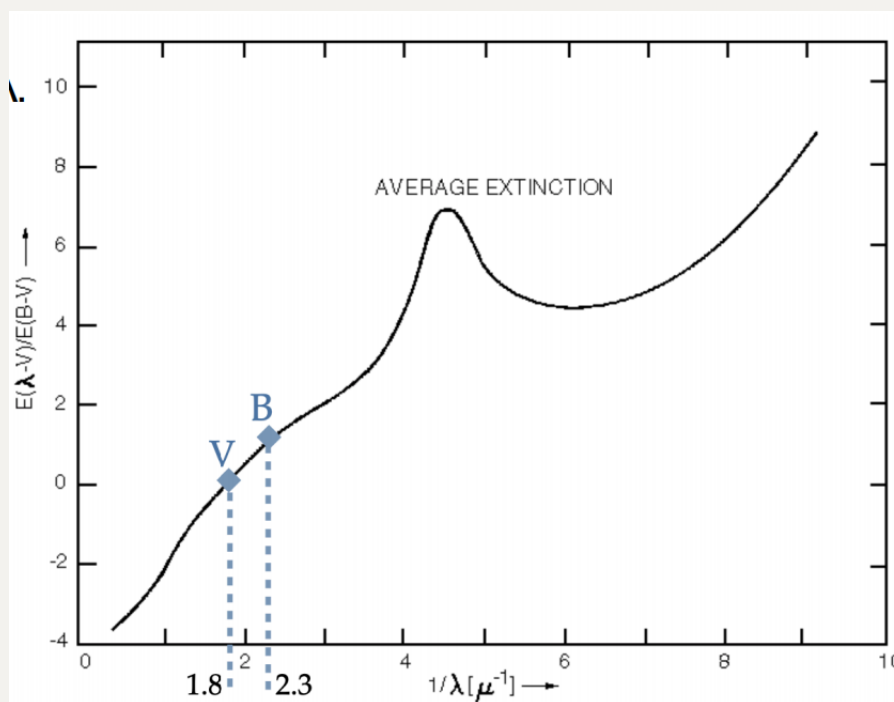
6.1 尘埃观测影响：星际消光

消光定义：

$$M_{\text{obs},\lambda} = M_{0,\lambda} + A_{\lambda}$$

代入辐射转移方程得到消光与光深的关系 $A = 1.086\tau_{\text{ext}}$

比较两颗类似恒星在有消光和无消光的情况下的光谱，得到消光曲线：



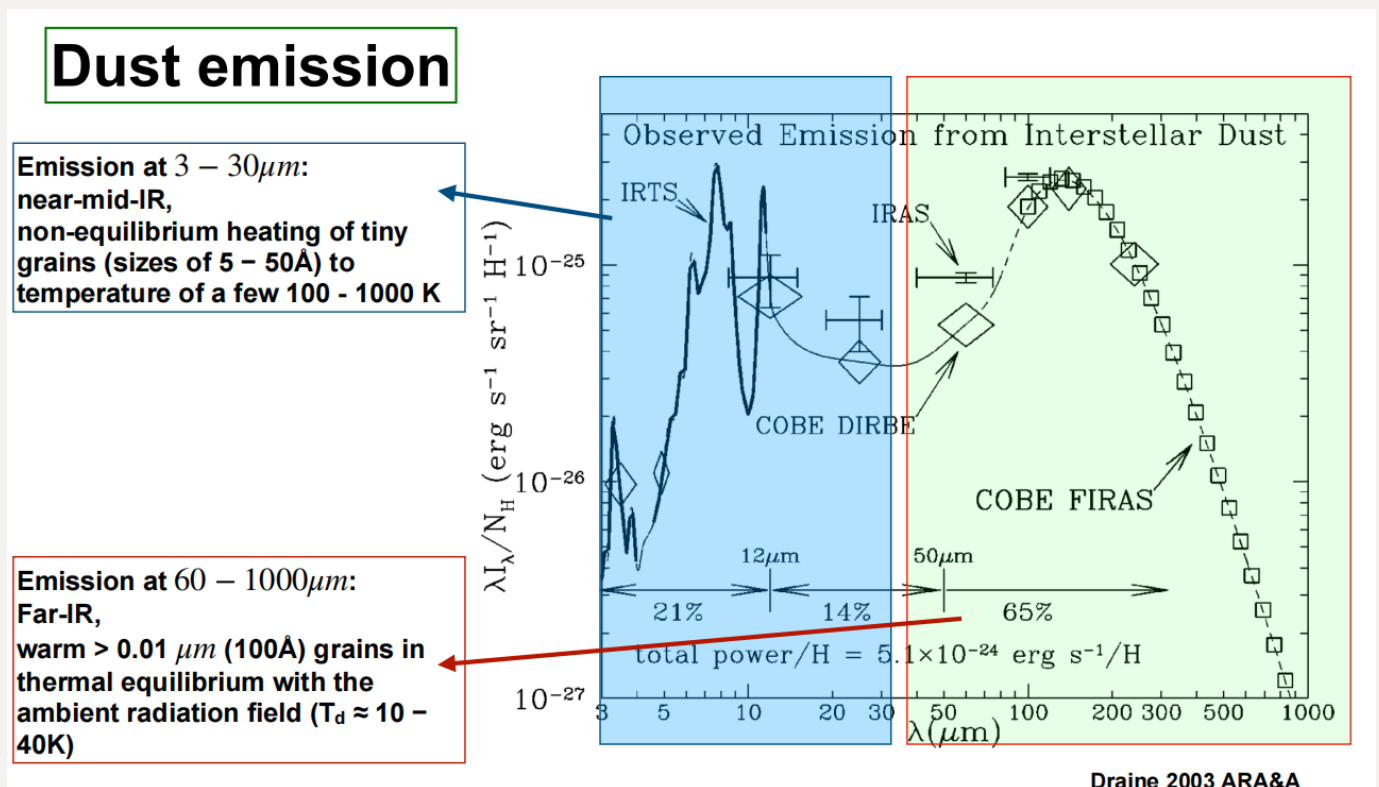
色余：两个波段消光之差

6.2 尘埃辐射

辐射公式：

$$F_\nu(dust) = \frac{k_\nu B_\nu}{d^2} M_{dust} \quad (2)$$

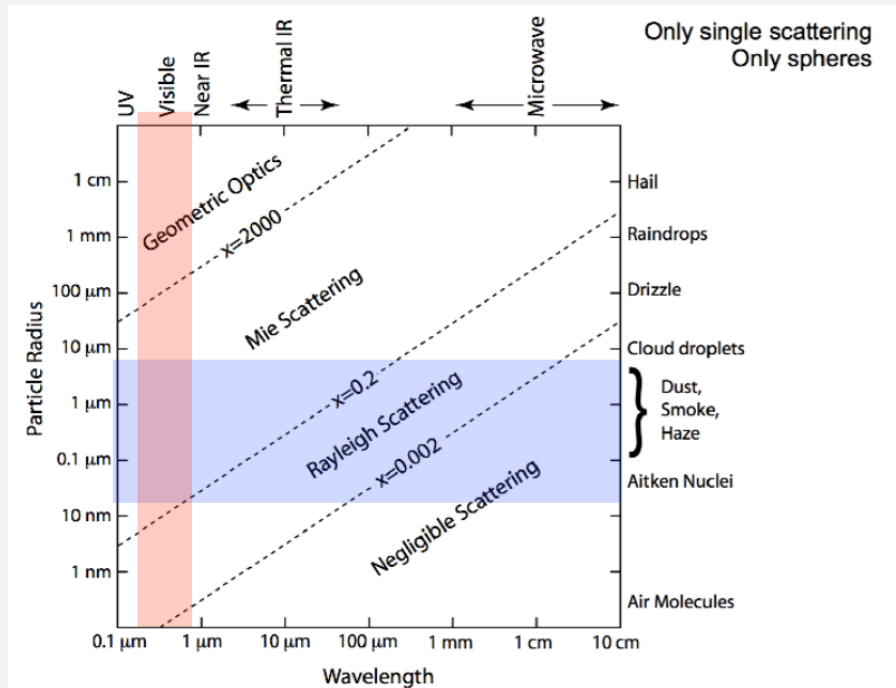
尘埃辐射可以分为两个部分：Modified Black Body+PAH（多环芳烃发射）



6.3 尘埃散射

散射机制：入射电磁波后使散射体中的电荷加速，这些震荡的电荷会释放新的电磁波，使其方向与原传递方向不同。

定义 $x = 2\pi a/\lambda$ ，其中 a 为散射粒子尺寸， λ 为入射电磁波波长：



- i. Rayleigh 散射： 散射物体为偶极子， $\sigma \propto \lambda^{-4}$
- ii. Mie 散射： 很难发生，依赖于物体大小，反射
- iii. Geometric 散射： 发生在大物体上，镜面反射+折射

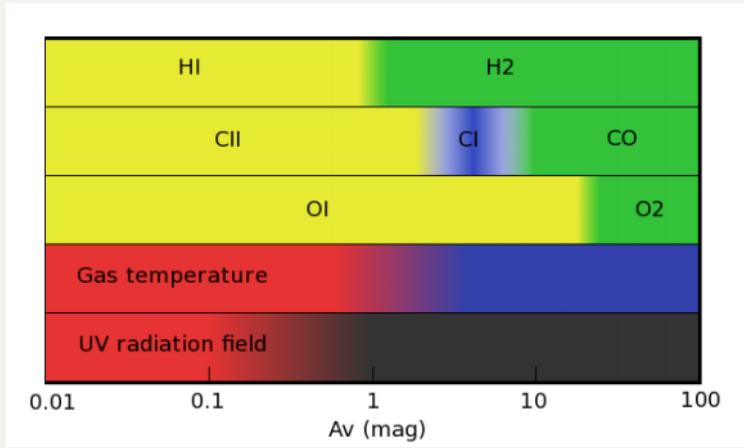
不同元素具有不同冷凝温度；重元素更容易被耗尽

7. Astrochemistry

7.1 PDR

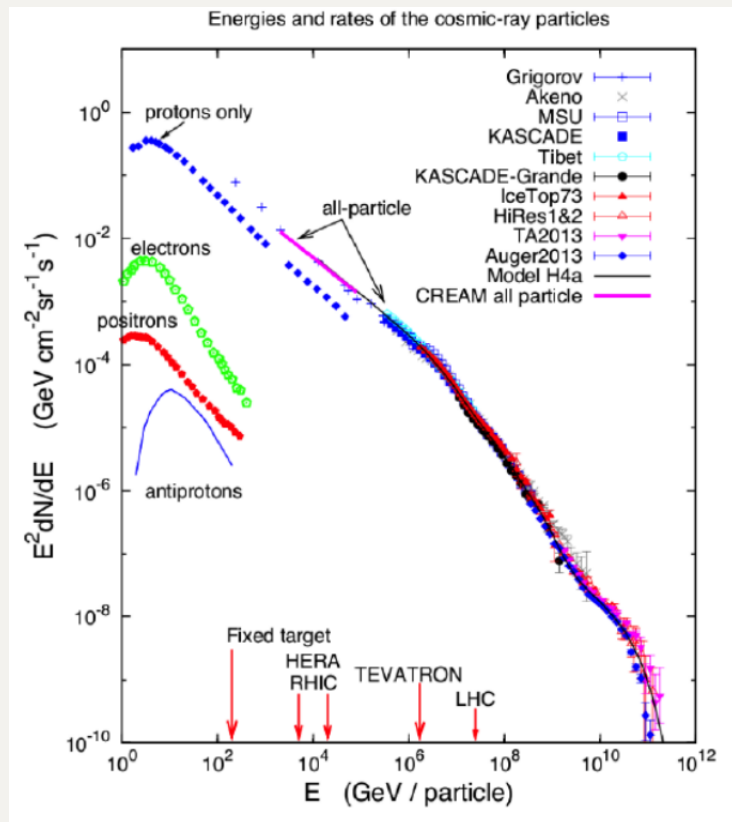
PDRs： 即光致离解区，富含FUV光子（6~13.6eV），对ISM化学演变及其重要，位于HI-H2的转换区域

FUV光子进入PDR后随着不断深入，其激发的谱线、造成的温度、辐射变化规律：



7.2 CR

CR: 即宇宙射线, 包括90%质子、9%He核、1%重元素核, 传播方向受磁场影响, 因此无法追溯其来源。其能谱为:



其中低能量CRs是ISM重要加热方式, 其可以点燃高消光处气体的化学反应

来源: SNe, outflows, SWs, AGNs

加速机制：SNe激波（1st，快速高效）--> 磁场镜面（2nd，缓慢低效）

CR的电离率几乎为一个定值，但会随着物质密度上升而下降

7.3 ISM中的分子反应类型

Molecular Astrophysics – reaction types in the ISM				
	Name	Type	Example	
Formation of molecules	Radiative association	$X^+ + Y \rightarrow XY^+ + h\nu$	$H^+ + He \rightarrow HeH^+ + h\nu$	辐射缔合
	Associative detachment	$X^- + Y \rightarrow XY + e^-$	$H^- + H \rightarrow H_2 + e^-$	缔合解离
	Grain surface (gr)	$X + Y:gr \rightarrow XY + gr$	H_2 formation on grains	尘埃表面
Destruction of molecules	Photodissociation	$XY + h\nu \rightarrow X + Y$	$H_2 + h\nu \rightarrow H + H$ $CO + h\nu \rightarrow C + O$	光致解离
	Dissociative recombination	$XY^+ + e \rightarrow X + Y$	$HCO^+ + e \rightarrow CO + H$	解离复合
	Collisional dissociation	$XY + M \rightarrow X + Y + M$	$H_2 + H \rightarrow H + H + H$	碰撞解离
Charge exchange reactions	Ion-molecule	$X^+ + YZ \rightarrow XY^+ + Z$	$C^+ + OH \rightarrow CO^+ + H$	离子-分子
	Charge-transfer	$X^+ + YZ \rightarrow X + YZ^+$	$C^+ + CH \rightarrow C + CH^+$	电荷转移
	Neutral-neutral	$X + YZ \rightarrow XY + Z$	$H + CO \rightarrow OH + C$	中性-中性

The formation of H_2 , CO , H_2O on grains, see Lec12

8. From Kinematics to Dynamics

8.1 谱线致宽机制

致宽机制在微观（AU尺度）上分为：由湍流或热运动引起的Doppler频移

宏观尺度（pc）上分为：旋转、外流、速度梯度、大尺度湍流引起的Doppler频移

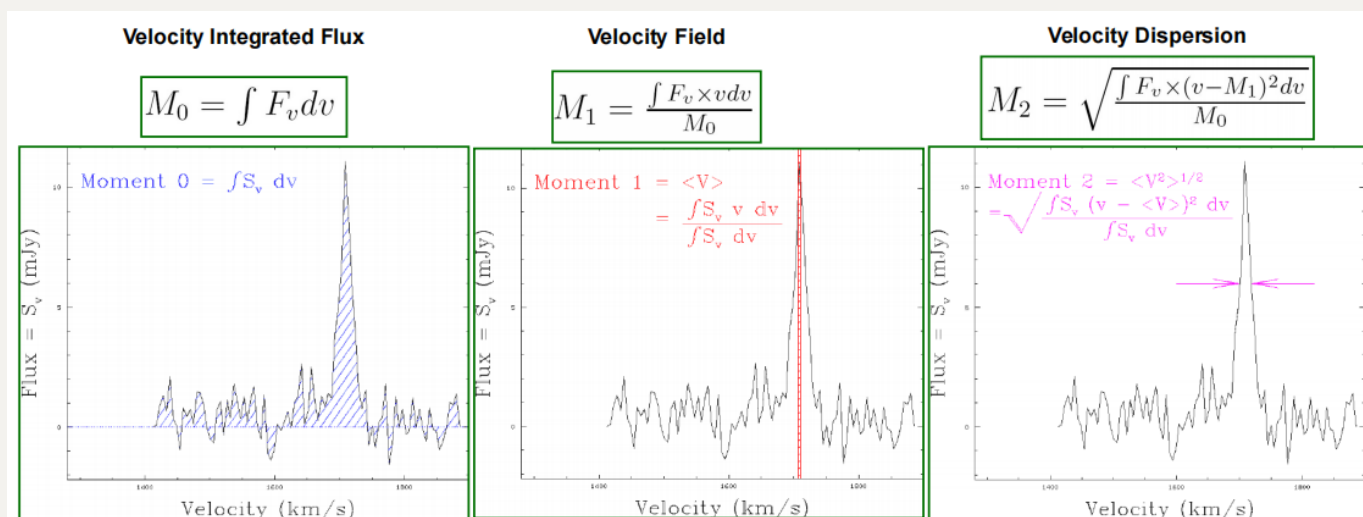
热致宽、湍流致宽-->Gaussian profile；测不准原理-->Lorentz profile

还存在由于光深/不透明度引起的致宽

当存在速度梯度时，发射线可以从内部传递到外部，从而导致谱线叠加-->宽线

8.2 从谱线提取运动学信息

透过谱线致宽可以得到以下信息：



对一个确定的方向，沿次轴计算速度可得到P-V图，可以作为判断outflows与infall的参考
see Lec13

8.3 从运动学信息中提取动力学信息

Dynamics: 在考虑运动速度的基础上，加入质量的信息，分析动量、能量的分布

气体动力学的基本假设：位力平衡

Pressure confining on the surface of the clouds

Total kinetic energy and thermal energy of the cloud

$$\mathcal{T} = \int_V \left(\frac{1}{2} \rho v^2 + \frac{3}{2} P \right) dV$$

$$\mathcal{T}_S = \int_S \mathbf{r} \cdot \mathbf{\Pi} \cdot d\mathbf{S}$$

$$\frac{1}{2} \ddot{I} = 2(\mathcal{T} - \mathcal{T}_S) + \mathcal{B} + \mathcal{W}$$

The 2nd derivative of moment of Inertia of cloud

$$I = \int_V \rho r^2 dV$$

magnetic in cloud interior and magnetic tension at cloud surface

$$\mathcal{B} = \frac{1}{8\pi} \int_V B^2 dV + \int_S \mathbf{r} \cdot \mathbf{T}_M \cdot d\mathbf{S}$$

B-pressure tensor on surface
 $\int_S \mathbf{r} \cdot \mathbf{T}_M \cdot d\mathbf{S}$

$$\mathcal{W} = - \int_V \rho \mathbf{r} \cdot \nabla \phi dV$$

gravitational energy of the cloud

传统简化位力平衡（静力平衡、不考虑磁场作用）：2T+W=0

则在此基础上可以推导出金斯质量，高于此质量的分子云将坍缩

The Jeans length:

$$\lambda_J = \frac{2\pi}{k_J} = \sqrt{\frac{\pi c_s^2}{G\rho_0}}$$

The Jeans mass:

$$m_j = \rho_0 \lambda_J^3 = \frac{c_s^3 \pi^{3/2}}{G^{3/2} \rho_0^{1/2}} = \left(\frac{\pi k T}{\mu m_H G} \right)^{3/2} \rho_0^{-1/2}$$

$$M_J = 3.9 \left(\frac{n_{\text{H}_2}}{10^4 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \left(\frac{T}{10 \text{K}} \right)^{3/2} M_\odot$$

上述假设密度分布均匀，用多方球模型可推导出Bonnor-Ebert spheres

更亲民的估算方式是：对于一个均匀自引力束缚的球体：

If it only has the kinetic energy: $2T = 3nkT_{\text{kin}}$, where $n = M/m$, m is the H_2 weight

Its gravitational energy: $W = -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$

Under virial Equilibrium: $2T = W$; $3nkT_{\text{kin}} = -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$; $R = \left(\frac{3M}{4\pi\rho}\right)^{1/3}$

The Jeans mass: $M_{\text{Jeans}} = \left(\frac{5kT}{Gm}\right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho}\right)^{1/2}$

若动能由湍流速度主导，则取 $T = mv^2/2$ 即可

9. Star Formation

9.1 恒星形成开始：Free-fall时标与HK时标

i. 自由下落时标：

$$t_{\text{ff}} = \left[\left(\frac{\pi^2}{G\rho_0} \frac{3}{4\pi r^3} \right) \left(\frac{r}{2} \right)^3 \right]^{1/2} = \left(\frac{3\pi}{32} \frac{1}{G\rho_0} \right)^{1/2}$$

ii. HK时标：

$$\tau_{\text{HK}} = \frac{GM^2}{R} / L$$

-坍缩过程：

若 $t_{\text{ff}} > \tau_{\text{HK}}$ ，则等温坍缩（Hayashi）； $\tau_{\text{HK}} > t_{\text{ff}}$ ，则绝热坍缩，温度上升（Henyey）

-坍缩停止机制：

当分子云坍缩时，密度不断增大导致光学厚，辐射无法传递，核心部分被加热，金斯质量增大，直到坍缩停止

9.2 恒星形成过程：中小质量恒星

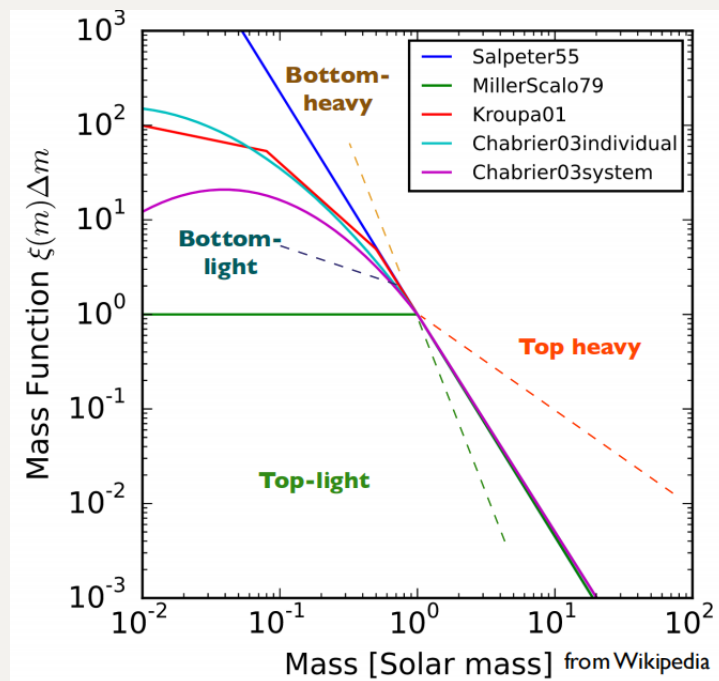
See more on Lec14

9.3 *恒星形成过程：大质量恒星

See more on Lec15

9.4 IMF: 恒星初始质量函数

对于每一批恒星形成，其质量分布应该为：



其中主流的IMF为Kroupa 2001（分段函数）、Chabrier 2003（log-normal）、Schematic（upper&lowest limit）

-测量IMF：主要利用optical/NIR波段

-测量问题：只能获得current mass function，依赖恒星演化模型，忽略星团动力学演化（因此主要用低质量恒星+演化模型推导）

对Starburst星系使用top-heavy IMF，早型星系使用bottom-heavy IMF

-其他方法：从分子云核CMF推导IMF

9.5 测量SFR

基于IMF的假设可以从下列波段测量SFR：

IMF and radiation obtained from massive stars/ processes					
Table 1 Star-formation-rate calibrations					Time limited/mass limited.
Band	Age range (Myr) ^a	L_x units	$\log C_x$ ^b	$\dot{M}_*/\dot{M}_*(K98)$ ^c	Reference(s)
FUV	0-10-100	ergs s ⁻¹ (νL_ν)	43.35	0.63	Hao et al. (2011), Murphy et al. (2011)
NUV	0-10-200	ergs s ⁻¹ (νL_ν)	43.17	0.64	Hao et al. (2011), Murphy et al. (2011)
H α	0-3-10	ergs s ⁻¹	41.27	0.68	Hao et al. (2011), Murphy et al. (2011)
TIR	0-5-100 ^d	ergs s ⁻¹ (3-1100 μ m)	43.41	0.86	Hao et al. (2011), Murphy et al. (2011)
24 μ m	0-5-100 ^d	ergs s ⁻¹ (νL_ν)	42.69		Rieke et al. (2009)
70 μ m	0-5-100 ^d	ergs s ⁻¹ (νL_ν)	43.23		Calzetti et al. (2010b)
1.4 GHz	0-100	ergs s ⁻¹ Hz ⁻¹	28.20		Murphy et al. (2011)
2-10 keV	0-100	ergs s ⁻¹	39.77	0.86	Ranalli et al. (2003)

Counting of Young Stellar Objects (YSO)	$\langle \dot{M}_* \rangle = N(\text{YSOs}) \langle M_* \rangle / t_{\text{excess}}$
Kennicutt & Evans 2012 ARA&A	t_{excess} , the duration of an IR excess

-KS-law: log_SFR面密度正比与log_gas面密度

-SFE定义：Star formation efficiency

Milky Way science definition	Galaxy science definition
$\eta = \frac{M_{\text{gas to stars}}}{M_{\text{gas}}}$ <p data-bbox="379 528 679 551">The gas fraction to form stars.</p>	$\eta = \left(\frac{M_{\text{gas}}}{\text{SFR}}\right)^{-1}$ <p data-bbox="898 528 1222 551">How quickly the gas form stars?</p>

-Feedback: 来自SW, SNe, 辐射压, 恒星UV光子等

-SFH定义: Star formation history, 即一个星系的SFR随时间变化

10. Galactic Chemical Evolution

10.1 金属元素合成

i. 宇宙大爆炸: 决定原处金属丰度 (H,He,Li)

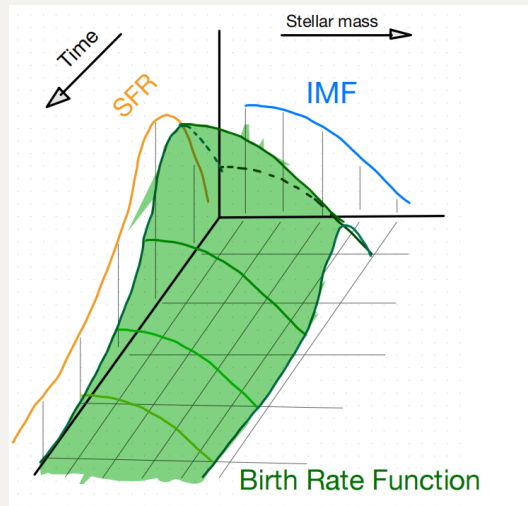
ii. 宇宙线-->裂变: 宇宙线碰撞造成元素裂变, 妨碍更重元素的合成, 并产生一些同位素 (Li,Be,B)

iii. 恒星核合成: pp-chain, CNO cycle, Triple-alpha process等 (C-->U)

这些产生的元素会通过AGB stellar winds, SNe等方式释放

10.2 星系化学演化

将SFR与MF随t演化放在一张三维图中, 可以反应星系演化状态



例如 *Death Rate Function*, *Birth Rate Function*

-初级元素：直接从H和He中合成的元素

-次级元素：从恒星中已有的金属元素中合成的元素