doi: 10.15940/j.cnki.0001-5245.2017.02.002

3个典型恒星形成区的气尘比*

吕张盼 姜碧沩† 李 军

(北京师范大学天文系 北京 100875)

摘要 "气尘比"(Gas to Dust Ratio, GDR)是星际气体与星际尘埃的质量之比. 广泛 认同的银河系气尘比值是100–150. 气尘比值的大小不仅取决于星际环境,也与所考虑 的尘埃成分相关. 恒星形成区是恒星形成的致密分子云区域,不同的分子云,其GDR也 可能不同于普遍采用的数值. 此工作选择3个典型的恒星形成区进行气尘比的研究,它 们分别是:大质量恒星形成活跃的猎户座(Orion)分子云,小质量恒星形成区的代表金牛 座(Taurus)分子云,极少或者无恒星形成活动的Polaris分子云. 对这3个天区的研究有利 于了解不同辐射环境恒星形成区的气尘比变化. 在此对CO谱线积分强度与氢分子柱密 度之间的转换系数Xco取常数,以统计的方法计算了3个分子云的气尘比N(H)/Av,其值 在Orion天区、Taurus天区和Polaris天区分别为25、38和55(单位:10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹), 明显高于之前人们给出的银河系平均值. 根据星际尘埃模型,将N(H)/Av转换成气体 尘埃的质量比. 采用被广泛接受的WD01尘埃模型(V波段的选择性消光比Rv = 3.1的 情况),得到3个恒星形成区的气尘比分别为: 160(Orion分子云)、243(Taurus分子云)、 354(Polaris分子云),显著高于普遍采用的弥漫星际介质中100–150的取值范围. 恒星形 成区的N(H)/Av值高于平均值的另外一个可能的原因是,恒星形成区的尘埃由于吸积或 者碰撞增长变大,降低了V波段的单位质量消光效率,而不是气尘质量比本身的增加.

关键词 恒星:形成,星际介质:云,星际介质:分子,亚毫米:星际介质 中图分类号: P144; 文献标识码: A

1 背景介绍

1.1 气尘比

"气尘比"是星际气体与星际尘埃的质量之比,即Gas to Dust Ratio,本文以后缩写为GDR.因为星系中尘埃的丰度和成分反映尘埃形成和破坏的历史,因此气尘比的测量为星系演化提供了重要信息和限制^[1].

[†]bjiang@bnu.edu.cn

²⁰¹⁶⁻⁰⁷⁻⁰⁸收到原稿, 2016-09-28收到修改稿

^{*}国家自然科学基金项目(11373015, 11533002)、973项目(2014CB845702)和中央高校基本科研业 务费专项资助

气尘比的表述方式不是唯一的. 根据定义, 对于给定星际环境(比如一个分子云)内的GDR, 质量之比可以表示为密度之比, 即:

$$GDR \equiv \frac{\rho_{gas}}{\rho_{dust}}, \qquad (1)$$

其中 ρ_{dust} 、 ρ_{gas} 分别是气体和尘埃的质量密度.

如果气体和尘埃的延伸尺度(l)相当, GDR也可以表示为:

$$GDR = \frac{d\sum_{gas}/dl}{d\sum_{dust}/dl} = \frac{d\sum_{gas}}{d\sum_{dust}},$$
(2)

其中 \sum_{gas} 和 \sum_{dust} 分别是气体和尘埃的面密度.

另外,也有通过柱密度的方法来计算气尘比的:

$$GDR = \frac{N(gas)}{N_{dust}} \propto \frac{N(gas)}{A_V},$$
(3)

其中N(gas)是所有气体粒子的柱密度,为原子、分子和离子柱密度的总和; N_{dust} 是 尘埃颗粒的柱密度, A_V 为可见光波段V的总消光,因为 $A_V = 1.086 \times N_{dust} \times C_{ext}(V)$ ($C_{ext}(V)$ 为尘埃在V波段的消光截面),与 N_{dust} 成正比,所以尘埃柱密度又经常用消光来 表示.本工作中采用 $N(gas)/A_V$ 表示气尘比.

广泛认同的银河系GDR取值范围是100-150,这是一个平均取值范围,而且,对于弥漫的星际介质来说,也是一个可以接受的取值范围.GDR值的大小不仅仅取决于星际环境,也与所考虑的尘埃成分相关.一般尘埃质量的计算都是基于对红外辐射能谱分布的尘埃模型拟合,如果只包含热尘埃(*T*dust > 30 K),尘埃的质量被低估,GDR值偏大;如果包含冷尘埃(*T*dust < 30 K),GDR的值会比较客观.但是冷尘埃温度低,观测难度较大,所得结果的不确定性也就比较大.这种方法涉及到尘埃温度和吸收系数的不确定性,GDR值也就具有较大的不确定性.目前的研究表明,气尘比在不同的星系中有大幅度的变化.Devereux和Young^[2]测量了漩涡星系中气体与热尘埃的质量比,得到的比值为1080±70,与公认的银河系(也是漩涡星系)气尘比在100-150之间有很大的差距,他们因此认为漩涡星系中80%-90%的尘埃是冷尘埃.Baes等^[3]基于Herschel的亚毫米波段的连续谱观测,分析了包含大量冷尘埃的早型星系NGC5485,给出了气尘比的上限14.5,是一个极低的值,比银河系的低了一个量级.实际上,由于尘埃的辐射大小非常敏感地依赖于温度,即使温度的误差很小,尘埃含量的误差都可能很大,意味着这些依赖于尘埃温度估算的尘埃质量不确定性很大.

此外, GDR值本身可能并不是常数. Sandstrom等^[4]研究了26个近邻恒星形成星系, 发现GDR与金属丰度相关, 金属丰度越高, GDR越小, 平均值大约为72, 变化范围约为40-120. 表1列出了一些文献中的GDR值, 以及计算过程中考虑的气体与尘埃的主要成分.

1.2 恒星形成区的气尘比

恒星形成区是恒星形成的致密分子云区域,其GDR值可能不同于普遍采用的弥漫星际介质的GDR值. Spitzer^[5]认为这个值的范围在20-700之间,是一个非常宽泛

的范围. Young和Scoville^[6]得到分子云的GDR平均值为600,是普遍采用数值的6倍, 他们考虑的气体包括原子HI和分子H2, 尘埃质量是根据IRAS (Infrared Astronomical Satellite)的观测计算的. Liseau等^[7]根据CS分子的观测计算气体质量, 根据IRAS在60 μm的测光估算尘埃质量,从而获得L1688的GDR值为450.所有这些结果都明显高于普 ·遍采用的100-150这个范围. 这个偏高的GDR可能源于冷尘埃未能被探测到,造成对尘 埃质量的低估, 但是, 当温度低于25 K的时候, CO分子也可能被冻结, 使得气体质量被 低估. Liseau等^[8]对恒星形成区rho Oph A的研究没有采用CO做气体示踪, 而是更换为 在较低温度下也不会冻结的离子N₂H+,得到全局的GDR平均值为88,而在中心核区域 的值非常低,这个结果与之前的高GDR非常不一样.他们认为尘埃的大小会影响GDR, 在致密的核区, N₂H+离子也会冻结在尘埃的表面, 从而减少它所示踪的气体含量.

Table 1 Gas to dust ratios in various cases						
Reference	gas	dust	GDR			
Devereux & Young ^[2]	HI, H_2	warm	1080 ± 70			
Sandstrom et al. ^[4]	HI, H_2	warm+cold	91.20			
Baes et al. ^[3]	HI, H_2	cold	< 14.5			
$Scoville^{[9]}$	HI, H_2	warm	200			
Galaxy classical value	HI, HII, H_2	warm+cold	100 - 150			

表1 与尘质量比的比较

我们选择3个典型的恒星形成区进行气尘比的研究, 它们分别是:

(1) Orion (猎户座)分子云.

这是一个巨大的分子云复合体,也是距太阳最近的大质量恒星形成区,其距离仅 为(414±7) pc^[10], 有利于研究星云的具体细节, 因此成为人们了解最多的恒星形成区.

(2) Taurus (金牛座)分子云.

与我们的距离仅为140 pc^[11],也是非常适合研究细节的分子云.与Orion分子云不 同的是, 它被认为是小质量恒星形成的区域. 而且, 其中的分子云核只是松散地分布着, 比Orion分子云的密度低,恒星密度也较低,约为1-10颗/pc^{2[12]}.

(3) Polaris天区分子云.

这是一个相对比较弥漫的分子云区,首先被哈佛-史密松森天体物理中心的CO巡天 所发现^[13].与Orion和Taurus分子云相比,Polaris分子云相对比较宁静,基本上没有或者 仅有很少的恒星形成活动,原子和分子气体共存[14],同时,它也是高银纬区域分子云的 代表.

所以,从Orion分子云、Taurus分子云到Polaris分子云,是一个从大质量恒星形 成区、小质量恒星形成区到无恒星形成区的序列,来自恒星的辐射从强到弱,它们 对尘埃和气体的影响也会不一样.本工作的目的是研究这3种不同区域的恒星形 成活动是否与GDR有关. 表2列出了3个恒星形成区的基本参数,我们选取的Orion、 Taurus和Polaris 3个天区的尺度分别为12.5°×12.5°、14.0°×9.0°和10.0°×7.5°、大小 大致相当.

	Orion	Taurus	Polaris
$Longitude/^{\circ}$	$\left[203.75, 216.25 ight]$	[164, 178]	[115, 125]
$Latitude/^{\circ}$	$\left[-20.25, -7.75 ight]$	[-19, -10]	[19, 26.5]
Star formation environment	active, massive	low-mass	little to no star formation

2 数据选取

2.1 CO巡天数据

2.1.1 Planck观测的¹²CO数据

Planck卫星是欧洲空间局(ESA)的一个空间项目,其主要目的是测量宇宙微波背景 辐射的各向异性.由于Planck卫星是一个全天巡天项目,并且在9个不同波段进行观测, 它的一个副产品就是全天CO巡天结果,不仅覆盖了银道面,也覆盖了高银纬区域.而且, 除了J = 1 \rightarrow 0的跃迁谱线之外,还有其他激发能级之间的转动跃迁谱线^[15].

选择Planck数据的原因是它的覆盖范围广,我们研究的3个天区中Polaris天区位于高银纬,之前的CO巡天并未覆盖这个范围. Planck小组使用了3种不同的数据分析方法,得到了3种不同的数据,它们各有优点和缺点.对于我们要研究的3个天区,采用的是Type1的数据,误差相对Type2和Type3的比较大,但是不会受到其他通道的污染. 尤其在银盘区域,背景污染比较严重,Type1的数据更加可信,我们选择的3个天区中,Orion和Taurus天区基本都在银盘附近.

Planck观测数据有一定的系统误差, 主要因为探测器每40-60 min就会调节一下转动轴的朝向, 从而带来了一定的系统误差^[16].我们使用的Type1数据的标准偏差 σ 主要与探测器观测质量密切相关, 通过对每一个探测器观测图的分析, 可知每一个以15′为间隔的单位元都有一个独立的误差.通过对单位元的标准差分析, 可知CO (J = 1 \rightarrow 0)的标准差的平均值是1.77 K_{RJ}·km/s, 基本与之前的大规模CO巡天项目相当^[17-18].

除了系统误差之外,由于Planck观测的特殊性,前景和背景辐射也带来了一定的误差.所有的CO观测数据都会受到系统误差、前景和背景污染带来的影响.因为Type1只依赖于单通道的信息,这些背景和前景辐射对它的影响是最小的.尤其在银盘上,这些辐射最严重,这是我们选择Type1数据的重要原因.Planck的数据处理在分解成分的时候就考虑了背景辐射,而点源和星系团中的Sunyaev-Zel'dovich效应是单独去除掉的.

Planck数据给出的CO积分强度的单位是 $K_{RJ} \cdot km/s$,为了便于比较,需要转换成 常用的热力学温度 T_{therm} .基于Graca Rocha的转换列表,我们进行了转换.通过计算, 最终我们得到射电观测的天线温度 T_{RJ} 与热力学温度 T_{therm} 的转换系数是 $C_{T_{RJ} \to T_{therm}} \approx$ 1.287 ± (0.364 × 10⁻²),我们将这个系数应用于Planck的数据单位转换.

2.1.2 FCRAO观测的¹³CO分子

分子¹²CO是CO同位素里面丰度最高的, 但¹²CO J = 1 \rightarrow 0分子谱线常常是光学厚的, 而¹³CO由于其丰度低了很多(只有CO的几十分之一), 对于分子云绝大多数时候都是

2 期

光学薄的,容易观测到分子云内部,成为CO谱线观测结果的补充和验证.为此,我们也进行了¹³CO分子谱线观测数据的搜索.

1969年由麻省大学、阿默斯特学院、罕布什尔学院、蒙特赫里约克学院和史密斯学院5所大学建立了射电天文观测站FCRAO (Five College Radio Astronomy Observatory). 1976年,他们建成了用于高频射电频率(毫米波段)观测的14 m望远镜.从2003—2005年,FCRAO进行了CO巡天,不仅包含了¹²CO谱线,也包含了¹³CO谱线,¹²CO谱线的射束FWHM(Full Width at Half Maximum)是45″,¹³CO谱线的射束FWHM为47″.这个巡天观测了以银经银纬(171°, -14.5°)为中心的大小为97.80 deg²的天区.频谱仪的80个通道分配给CO,得到的速度分辨率为0.254 km/s,76个通道分配给¹³CO,相应的速度分辨率为0.266 km/s,速度范围在-5-14.9 km/s之间^[19].

FCRAO的CO巡天涵括了整个Taurus分子云天区,还包括了速度为-10 km/s的 孤立区域,这个区域并没有充分的理由和Taurus区域关联,因为Taurus区域最小的速度在1-2 km/s,所以这个-10 km/s的孤立区域被剔除了^[19].值得注意的是,FCRAO的¹³CO巡天区域小于选定的Planck ¹²CO Taurus天区.

2.2 EBHIS的HI数据

Effelsberg–Bonn HI Survey (EBHIS)是借助高性能的后端系统运行的一个新的21 cm巡天项目^[20]. 它覆盖了整个北天球($\delta \ge -5^{\circ}$),速度范围从-600–600 km/s,速度分辨 率为1.3 km/s,灵敏度约为0.1 K,是到目前为止数据质量非常高的一个HI巡天. 我们使用的氢原子柱密度就来自于这个巡天项目. EBHIS的巡天有两轮,在2013年4月完成了 第1轮巡天,并且数据已经释放,其中包含计算得到的氢原子柱密度. 第2轮的观测仍然 在进行中,一旦完成,灵敏度将再提高约30%^[20].

对于EBHIS数据的误差分析, 需要考虑的是, 它的观测是全年的, 所以不同的环境温度对于测量也会造成相应的影响. 综合分析之后给出的误差温度是 $\sigma_{\rm T} = 90$ mK. 基于给出的误差温度, EBHIS小组对lg $N({\rm HI})$ 的误差进行了分析, 估计了氢原子柱密度 $N({\rm HI})$ 的误差分布^[20]. 发现在lg $N({\rm HI}) \lesssim 20.25$ 时, 即 $N({\rm HI}) \lesssim 1.77 \times 10^{20}$ cm⁻² 时, 误差不满足正态分布, 有较强的偏差, 所以, 凡是lg $N({\rm HI}) \lesssim 20.25$ 的数据点被认为是不可信的, 已从数据表中移除.

2.3 2MASS的消光数据

星际空间中的尘埃粒子对光有散射和吸收作用,此外,这些微小的固体颗粒会发出 红外波段的辐射.这个吸收和散射之和,就是我们说的消光.某个波段λ消光星等*A*_λ的定 义为:

$$A_{\lambda} \equiv -2.5 \lg \frac{F_{\nu}}{F_{\nu}(0)} = 1.086 \ N_{\text{dust}} Q_{\text{ext}} \sigma_{\text{dust}} \,, \tag{4}$$

其中 $F_{\nu}(0)$ 是没有消光时天体的辐射流量, F_{ν} 是消光后天体的辐射流量, N_{dust} 是尘埃颗 粒的柱密度, σ_{dust} 是尘埃粒子的几何截面, Q_{ext} 是一个无量纲量, 表示消光效率. 可见, 消光的大小与尘埃柱密度成正比. 正如前文中提到的, 消光可以代表尘埃的柱密度, 所 以, 我们用消光来代表尘埃柱密度.

我们采用的消光数据来自2MASS在反银心方向的观测. 2MASS (Two Micron All Sky Survey)以相当高的内部一致性和精确度在近红外波段对整个天空进行了巡天观

测,并通过数据处理把原始数据转变为对天文学有用的图像、星等和位置的列表^[21]. 我们使用的是Froebrich等^[22]获得的127 × 63 deg²天区在反银心方向上的消光图,他 们基于2MASS测量平均色余 $\langle J - H \rangle$ 和 $\langle H - K \rangle$ 的值,并假设近红外的消光规律为幂律 谱,计算得到幂律谱的谱指数为1.8,进而根据Froebrich和del Burgo^[23]的(8)式和(9)式得 到H波段的消光图.基于Mathis^[24]给出的消光规律,从H波段转换得到可见光波段的消 光 $A_V = 5.689 \times A_H$.

2MASS给出的消光图覆盖了银经、银纬分别在116° < l < 243°和-32° < b < 31°范围内的天区^[22].消光 A_V 的标准偏差 σ 会随着银纬变化,也会随着消光大小变化, σ 从靠近银盘的0.12 mag增大到高银纬和高消光区域的0.33 mag.

2.4 数据整合

在计算气尘比过程中,对于相同的天区,由于使用的是不同的观测数据,不同的 分辨率需要整合为相同的分辨率,所以我们在计算的过程中以Planck的分辨率为标准, 将EBHIS和2MASS的数据降分辨率,方法是在Planck数据分辨率给定的单位天区内,对 高分辨率的数据取平均.以Taurus天区为例,我们对N(HI)和Av做降分辨率处理,得到 图1. 其中左边的一列是降低分辨率之前,右边的一列是降低分辨率之后.上面一排是 氢原子柱密度N(HI),中间一排是消光Av,最下面一排是CO分子积分强度Wco.值得 注意的是,在经过降分辨率处理之后,数据的最大值会发生变化,如在Taurus天区的消 光Av的最大值从17 mag降低到了9 mag,这个变化是由于取平均造成的.

3 计算方法和结果

对于选定的3个天区,我们采用相同的气尘比计算方法和X_{CO}取值,X_{CO}为CO谱 线的积分强度与分子H₂柱密度之间的转换系数.X_{CO}的取值是否为常数以及是否随 着A_V的值变化将在后面详细讨论.在气尘比的计算过程中,考虑的气体成分只有中性 气体氢分子和氢原子,而不考虑电离成分,因为电离气体在分子云中占比非常小,可以 忽略.尘埃的含量用消光的大小表示和量度.因此,我们表示气尘比的参数是N(H)/A_V, 即氢元素柱密度与可见光波段消光星等之间的比值.

3.1 计算方法

我们计算气尘比用到的是气体柱密度和尘埃柱密度的比值,即 N_{gas}/N_{dust} ,其 中 N_{gas} 包括氢原子柱密度和氢分子柱密度.对于尘埃的柱密度我们用消光值来代表,因 为 $A_V \propto N_{dust}$.通过对柱密度比值的线性拟合得到每个天区平均的气尘比.这里认为气 尘比在一个分子云中是一个常数值.在计算气尘比之前,我们对数据进行了筛选,以保 证数据质量.

根据第2节的介绍,我们选取EBHIS巡天的数据获得氢原子柱密度的值. Winkel等^[20] 分析指出,只有当lg $N(\text{HI}) \ge 20.25$ 时, EBHIS与其他人的观测结果一致,这也成为我们 选择数据点的根据,只有lg $N(\text{HI}) \ge 20.25$ (即: $N(\text{HI}) \ge 1.77 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)时的氢原子 柱密度才是可信的^[20].

氢分子柱密度的计算需要从CO谱线积分强度进行转换,我们选取的CO谱线积分强度取自Planck给出的Type1数据.为了剔除前景和背景的影响,避免不属于分子云

的CO谱线辐射被计算到分子气体柱密度中,我们对3个天区的CO谱线积分强度进行了限制. Orion天区限制在[0, 50] K·km/s区间内, Taurus天区限制在[0, 25] K·km/s区间内, Polaris天区限制在[0, 10] K·km/s区间内,这些区间的选取与Planck关于CO辐射的观测 文章^[15-16]中给出的一致.



图 1 Taurus天区降分辨率处理前后的比较图. 从上到下依次为N(HI), Av和W_{CO}, 左栏是降低分辨率之前, 右栏为降低分辨率之后的图像. *x*轴和*y*轴分别表示银经和银纬, 单位为度.

Fig. 1 Comparison of the images in N(HI) (top), A_V (mid), and W_{CO} (bottom) before (left) and after (right) degrading spatial resolution to match the Planck CO data for the Taurus region. The x and y axes show galactic longitude and galactic latitude in units of degree, respectively.

除了对CO谱线积分强度进行限制外,我们还对数据进行了筛选,筛选的主要依据 是Planck给出的误差. 图2给出了3个天区的CO积分强度相对误差 $\sigma_{W_{CO}}/W_{CO}$ 随CO积分 强度 W_{CO} 的变化. 从图上可以看出,相对误差随着积分强度的增加而减小,当 $W_{CO} >$ 10 K·km/s时,相对误差稳定在2%左右. $W_{CO} <$ 10 K·km/s时,相对误差迅速增加. 我 们以10%为界限, 剔除了相对误差高于10%的数据,也就是 $\sigma_{W_{CO}} <$ 1 K·km/s的点.

对于Orion天区的消光,数据来源于2MASS在反银心方向上的消光数据,并且选择 了消光值大于误差 $\sigma_{A_V} = 0.18$ mag的共计131801个数据点^[22].对于Taurus天区的消光, 选择了消光值大于误差 $\sigma_{A_V} = 0.20$ mag的共计112022个数据点^[22].对于Polaris天区的 消光,选择了消光值大于误差 $\sigma_{A_V} = 0.10$ mag的共计94960个数据点^[22].



图 2 CO J = 1 \rightarrow 0积分强度误差分布图,数据来源于Planck巡天项目,纵轴表示的是误差和积分强度的比值,通过比较,最终选择的是剔除掉了比值大于0.1的点.

Fig. 2 Distribution of the relative uncertainty $\sigma_{W_{\rm CO}}/W_{\rm CO}$ of the integrated CO J = 1 \rightarrow 0 intensity from the Planck observation. The horizontal line displays the 10% criterion to remove data with poor quality.

3.2 X_{CO}

由于H₂缺乏容易探测的谱线,天文学家一般利用CO积分强度来计算分子气体质量. 常用的方法是采用一个简单的¹²C¹⁶O J = 1 \rightarrow 0谱线积分强度 $W(^{12}C^{16}O J = 1 \rightarrow 0)$ (单位: K·km/s)和氢分子柱密度 $N(H_2)$ (单位: cm⁻²)的关系:

$$N({\rm H}_2) = X_{\rm CO} W(^{12} {\rm C}^{16} {\rm O} \ {\rm J} = 1 \to 0), \qquad (5)$$

其中, $W_{\rm CO} \equiv \int T_{\rm A} dv$ 为CO谱线的积分强度, 此处 $T_{\rm A}$ 为天线温度, v是速度.

从这之后,我们用CO来简化代替¹²C¹⁶O同位素,只要没有其他的说明,均指¹²C¹⁶O转 动跃迁J = 1 \rightarrow 0.

从以上公式可以看出,转换因子 $X_{CO} = \overline{N}(H_2)/\overline{W}(CO), \overline{N}(H_2)$ 和 $\overline{W}(CO)$ 是给定 区域的氢分子平均柱密度和CO谱线的平均积分强度,这个因子代表了氢分子柱密度 与CO谱线积分强度的比值.

 $X_{\rm CO}$ 的取值一直都是争论的话题. 原则上, 计算 $X_{\rm CO}$ 需要同时测量氢分子的柱密 度 $N({\rm H}_2)$ 和CO谱线的积分强度 $W({\rm CO})$. 实际上, 因为分子云的质量主要是氢分子的质 量, 经过各种转换, 测量分子云的质量是一个比较好的间接得到氢分子质量的方法. 有 的方法测量CO谱线宽度, 需要对分子云的动力学状态进行假设; 有的测量尘埃的质量, 需要对气尘比进行假设; 也有的测量伽马射线辐射. 有许多工作都计算了 $X_{\rm CO}$ 这个参 数, 如: Larson^[25]; Solomon等^[26]; Dickman^[27]; de Vries等^[28]; Pineda等^[29]; Leroy等^[30]; Magdis等^[31]; Bloemen等^[32]; Strong和Mattox^[33]等. 理论推导表明, $X_{\rm CO}$ 依赖于云的密 度和CO分子的激发温度, 所以, $X_{\rm CO}$ 是一个随环境变化的参量^[34].

Frerking、Langer和Wilson^[35]给出了在rho Oph天区, 消光值的范围在4 $\leq A_V \leq$ 12 mag时, 转换因子 $X_{CO} \approx 1.8 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$ 为常数, 然而对于Taurus天区的研究表明, 当 $A_V \geq 2$ mag时, X_{CO} 也取这个常数. Lombardi、Alves和Lada^[36]研究了Pipe星云, 发现当K波段消光 $A_K > 0.2$ mag (相当于 $A_V > 1.8 \text{ mag}^{[37]}$)时, 在 $X_{CO} \approx 2.9 \times 10^{20} - 4.2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$ 的范围内可以得到最佳拟合; 如果简单

拟合数据的非线性区域,则得到 $X_{\rm CO} \approx 2.5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$. Pineda、 Caselli和Goodman^[29]对英仙座(Perseus)分子云的研究得到的结果是,当 $A_{\rm V} \geq 4$ mag时, CO的积分强度和H₂的柱密度有线性关系, $X_{\rm CO} \approx 0.9 \times 10^{20} - 3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$ 适合大部分区域. 在Glover和Mac Low^[38]的文章中,给出的大分子云中平均 的 $X_{\rm CO} = 2.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$.

Bolatto、Wolfire和Leroy^[39]在题为"The CO-to-H₂ Conversion Factor"的综述文章 中推荐使用 $X_{CO} = 2.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$,并指出其不确定度约为±30%.作为 第1步工作,我们假设这个转换系数为常数,并采用这个推荐值,后面我们将讨论 X_{CO} 的 变化,以及 X_{CO} 变化对结果的影响.

3.3 计算结果

在完成了以上对于数据的分析和筛选之后,我们通过以下方式计算气尘比:

$$GDR \propto \frac{N(H)}{A_{\rm V}} = \frac{N(HI) + 2 \times X_{\rm CO} \ W(\rm CO)}{A_{\rm V}} \,. \tag{6}$$

对于3个天区的气尘比的分析, 我们分别考虑了氢原子柱密度N(HI)、氢分子柱密度N(H2)(计算的方法是 $N(\text{H}_2) = X_{\text{CO}} \times W(\text{CO})$)以及总的气体柱密度与消光值 A_V 的线性关系, 在图3、图4和图5中分别列出了Orion、Taurus和Polaris天区 $N(\text{H})/A_V$ 的计算结果, 图中给出的 $N(\text{H})/A_V$ 值单位是 10^{20} cm⁻²·mag⁻¹. 在图中可以看出氢原子柱密度N(HI)与 A_V 没有表现出明显的相关性, 而氢分子柱密度N(H2)却表现出这样的相关性. 以Orion天区为例, N(HI)与 A_V 表现出弥散的关系, 没有直接的线性关系, 所以并没有对它做线性拟合; 而氢分子柱密度 $N(\text{H}_2)$ 却有比较明显的线性关系, 通过线性拟合我们可以得到 $N(\text{H2})/A_V$ 值.



图 3 Orion天区的原子和分子气体成分的N(H)/Av分析图

Fig. 3 Analysis of the relation between extinction A_V and atomic N(HI) (top), molecular $N(H_2)$ (mid), and all Hydrogen N(H) (bottom) for the Orion region



图 4 Taurus天区的原子和分子气体成分的 $N(H)/A_V$ 分析图. 实线表示不对 A_V 进行选择时的拟合线, 而虚线表示的是选择 $A_V < 4$ mag时的拟合线.

Fig. 4 Analysis of the relation between extinction $A_{\rm V}$ and atomic $N({\rm HI})$ (top), molecular $N({\rm H}_2)$ (mid), and all Hydrogen $N({\rm H})$ (bottom) for the Taurus region. The solid line represents no cutting at $A_{\rm V}$, while the dashed line represents the case for $A_{\rm V} < 4$ mag.



图 5 Polaris天区的原子和分子气体成分的N(H)/Av分析图

Fig. 5 Analysis of the relation between extinction A_V and atomic N(HI) (top), molecular $N(H_2)$ (mid), and all Hydrogen N(HI) (bottom) for the Polaris region

对于Taurus天区, 我们将讨论 $A_V < 4$ mag和不限制 A_V 值两种情况的线性拟合, 因为在 $A_V > 4$ mag的部分, $N(H_2)$ 有明显的一个饱和. 通过拟合结果可见, 截取 $A_V < 4$ mag将获得一个较大的气尘比. 通过线性拟合N(H)与 A_V 之间的关系得到这个比值, 在拟合的过程中, 强制直线过零点. 在图6中给出了3个天区的 $N(H)/A_V$ 值, Orion天区的 $N(H)/A_V$ 为25×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹; Taurus天区的 $N(H)/A_V$ 为38×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹; Polaris天区的 $N(H)/A_V$ 为55×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹; 同时还给出了3个天区共同的拟合结果37×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹.



图 6 假设 $X_{\rm CO}$ 为常数值 $2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$, 3个恒星形成区以及总体 $N(\text{H})/A_{\rm V}$ 的拟合结果.

Fig. 6 The linear fitting results for the three star forming regions assuming $X_{\rm CO}$ being a constant of $2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$. The black, blue, and red lines are the results for Orion, Taurus, and Polaris, respectively. The orange line is the linear fitting results for all the three regions as an entirety.

通过以上计算结果可以看出,对于3个天区,存在明显不同的N(H)/A_V.在表3中列出了3个天区气尘比的值,分别是N(H₂)/A_V和N(H)/A_V.在最后一列列出的是3个天区总体的气尘比.这里的气尘比的结果均来自线性拟合.

$addel{addel}$ Table 3 The $N({\rm H})/A_{\rm V}$ values of three regions (unit: $10^{20}~{\rm cm}^{-2} \cdot {\rm mag}^{-1}$)						
	Orion	Taurus	Taurus ($A_{\rm V} < 4 \text{ mag}$)	Polaris	3 Regions	
$N({ m H_2})/{ m A_V}$	20	24	28	41	30	
$N({ m H})/A_{ m V}$	25	32	38	55	37	

4 讨论

58卷

4.1 基于¹³CO数据的结果

¹²CO J = 1 → 0谱线一般是光学厚的, 检测的是分子云外层的环境, ¹³CO J = 1 → 0由于其丰度低, 一般都是光学薄的, 能够穿透至分子云较深的内层. 原则上, CO与H₂柱密度之间的转换系数 X_{CO} 考虑的确实是光学厚的条件, 其得到的H₂柱密度 与¹³CO J = 1 → 0的应该一致.

我们基于¹³CO的计算仅限于Taurus天区,数据来自FCRAO的¹³CO J = 1 \rightarrow 0谱 线的观测. 在局部热动平衡的前提下,¹³CO的柱密度能够根据下式从其谱线积分强 度 $I_{^{13}CO}$ 计算得到^[40]:

$$N_{^{13}\rm CO} = \frac{3k_{\rm B}}{4\pi^3 \mu^2 \nu_{^{13}\rm CO}} \exp\left(-\frac{h\nu_{^{13}\rm CO}J}{2k_{\rm B}T_{\rm K}}\right) \frac{I_{^{13}\rm CO}}{1 - \exp(-\frac{h\nu_{^{13}\rm CO}}{k_{\rm B}T_{\rm K}})} \,\,\mathrm{cm}^{-2} \,\,, \tag{7}$$

其中 $k_{\rm B}$ 是玻尔兹曼常数, μ 表示 0.11×10^{-18} esu · cm时的偶极矩, $\nu_{^{13}\rm CO}$ 为 13 CO的静态坐 标频率, h是普朗克常数, J是低能态的转动量子数, $T_{\rm K}$ 是动力学温度.

假设 $N_{\rm H_2}/N_{\rm ^{13}CO}$ 比值为7.5×10⁵并且Taurus天区的 $T_{\rm K} = 20 \, {\rm K}^{[35]}$,可以得到, $(N_{\rm H_2}/{\rm cm}^{-2}) = 8.07 \times 10^{20} [I_{\rm ^{13}CO}/({\rm K} \cdot {\rm km} \cdot {\rm s}^{-1})]$,从Frerking、Langer和Wilson^[35]可以知道Taurus天区的 $N(^{13}{\rm CO}) \leq 5 \times 10^{15} \, {\rm cm}^{-2}$,从而得到 H_2 柱密度:

$$N(\mathrm{H}_2) = \left(\frac{N_{^{13}\mathrm{CO}}}{1.4 \times 10^{15}} + 1.0\right) \times 10^{21} \mathrm{~cm}^{-2}.$$
 (8)

据此,我们从¹³CO J = 1 \rightarrow 0的谱线积分强度获得 $N(H_2)$. 图7给出的是根据¹³CO分子谱线积分强度得到的Taurus天区氢分子柱密度分布.



图 7 从¹³CO谱线得到的Taurus天区的氢分子柱密度分布图. *x*轴和y轴分别表示银经和银纬,单位为度.

Fig. 7 The $N(H_2)$ map of the Taurus region derived from the ¹³CO integrated intensity. The x and y axes show galactic longitude and galactic latitude in units of degree, respectively.

比较从¹³CO和¹²CO谱线计算的 $N(H_2)$,从图8可以看出,¹²CO在 $N(H_2)$ 较小的方向 不能起到很好的示踪作用. 当 $N(H_2) > 20 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 时,二者呈现很好的一致性.

图9显示了根据¹²CO和¹³CO得到的 $N(H)/A_V$,分别为31.54×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹和 29.52×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹,彼此吻合得很好,也说明这两种方法没有明显的区别.



图 8 Taurus天区用不同的方法计算得到的 $N(H_2)$, x轴表示的是转换因子 X_{CO} 为常数时用Planck观测的¹²CO积分强 度 W_{CO} 计算得到的氢分子柱密度, y轴表示的是用FCRAO观测的¹³CO强度计算得到的氢分子柱密度.

Fig. 8 Comparison of the column density of molecular hydrogen $N(H_2)$ derived from the Planck W_{12}_{CO} (x axis) and the FCRAO W_{13}_{CO} (y axis).



图 9 对比在Taurus天区分别根据¹²CO和¹³CO的积分强度计算得到的 $N(H)/A_V$

Fig. 9 Comparison of $N(H)/A_V$ derived from the integrated intensities of ¹²CO and ¹³CO lines respectively

4.2 X_{CO} 随 A_V 变化的结果

在前面的计算中,我们认为*X*_{CO}是一个常数.但是理论推导认为,这个转换因子依赖于分子云的密度和CO谱线的激发温度,不应该是常数.实测的结果也表明,*X*_{CO}有一定的变化.例如,对近邻星系(不包括小麦哲伦云)中的大分子云的观测已经发现有比银河系小的*X*_{CO}因子^[30].但是,对于*X*_{CO}如何变化存在争议.我们尝试使用非常数的*X*_{CO}进行计算.使用Glover和Mac Low^[38]给出的*X*_{CO}随*A*_V的变化关系:

$$X_{\rm CO} = \begin{cases} 2.0 \times 10^{20} & A_{\rm V} \ge 3.5 \text{ mag} \\ 2.0 \times 10^{20} \times (A_{\rm V}/3.5)^{-3.5} & A_{\rm V} < 3.5 \text{ mag} \end{cases}$$

将这个公式用在Taurus天区计算气尘比时,发现在 $A_V < 3.5 \text{ mag}$ 时计算的结果并不理 想,原因在于 X_{CO} 随 A_V 减小而过快地增大.于是我们尝试 A_V 的截止值分别取0.2 mag、 1.0 mag和1.95 mag,得到的气体柱密度和尘埃消光的关系如图10所示.选择这3个 截止消光值的原因是Glover和Mac Low^[38]拟合用的数据的最小 A_V 值为0.2 mag, A_V 值 在1.0 mag附近最多,而选择 $A_V > 1.95$ mag是因为通过¹³CO观测数据计算的 X_{CO} 最大 值为15,对应的 $A_V \approx 1.95$ mag.图10表明,即使将 A_V 截止至1.95 mag,N(H)与 A_V 之间 也不存在线性关系,所以我们认为Glover和Mac Low给出的 X_{CO} 随 A_V 变化的关系是不 合理的.



图 10 基于Glover和Mac Low^[38]给出的 X_{CO} 随 A_V 变化的关系获得的Taurus天区的 $N(H)/A_V$. 从左到右分别对应于 不同的 A_V 截断范围: $A_V > 0.2$ mag, $A_V > 1.0$ mag和 $A_V > 1.95$ mag.

Fig. 10 The values of $N(\text{H})/A_{\text{V}}$ in the Taurus region, for which the relation of X_{CO} and A_{V} given by Glover and Mac Low^[38] is applied. From left to right, the cut-off range of A_{V} is: $A_{\text{V}} > 0.2$ mag, $A_{\text{V}} > 1.0$ mag, and $A_{\text{V}} > 1.95$ mag, respectively.

因此, 基于我们获得的数据, 对每个观测点计算了相应的 X_{CO} . 根据定义, $X_{CO} = N(H_2)/W(CO)$, 其中 $N(H_2)$ 来自FCRAO的¹³CO观测数据计算得到的氢分子柱密度(计算方法参见4.1节), W(CO)来自Planck观测数据. 用平均值的方法也可以得到不同消光 值区间对应的 X_{CO} 值. 分段得到 X_{CO} 值如下,

$$X_{\rm CO} = \begin{cases} 3.85 \times 10^{20} & 0.0 \le A_{\rm V} \le 0.5 \text{ mag} \\ 3.17 \times 10^{20} & 0.5 \text{ mag} < A_{\rm V} \le 1.0 \text{ mag} \\ 2.38 \times 10^{20} & 1.0 \text{ mag} < A_{\rm V} \le 1.5 \text{ mag} \\ 1.86 \times 10^{20} & 1.5 \text{ mag} < A_{\rm V} \le 2.0 \text{ mag} \\ 1.89 \times 10^{20} & A_{\rm V} > 2.0 \text{ mag} \end{cases}$$

分段函数表示的X_{CO}与A_V的关系参见图11.



图 11 基于¹²CO和¹³CO的积分强度计算的不同 A_V 范围内 X_{CO} 平均值

Fig. 11 The average $X_{\rm CO}$ factor derived from the integrated intensities of ¹²CO and ¹³CO in different $A_{\rm V}$ ranges

用我们得到的 X_{CO} 分段函数表达式来计算气尘比,结果在图12中.Orion、Taurus和Polaris分子云的值分别为26、42和81,单位 10^{20} cm⁻²·mag⁻¹.与之前 X_{CO} 取常数得到的结果25、38和55相比,Polaris天区差别较大,主要的原因在于Polaris天区消光值较小,相应的 X_{CO} 值在分段函数值较常数值明显偏大,从而导致结果偏差较大.



图 12 用*X*_{CO}因子对*A*_V分段取平均方法得到的3个恒星形成区以及总体气尘比的拟合结果.在图中Orion天区、 Taurus天区和Polaris天区分别用黑色、蓝色和红色的点来表示;相应颜色的直线表示拟合结果.橙色的线为总的拟合结 果.气尘比在各个天区的结果用与拟合线相同的颜色标注在图中.

Fig. 12 Linear fitting of N(H) over A_V using the X_{CO} factor as a sectional function of A_V . The black, blue, and red points and lines represent the observational data and the linear fitting results for the Orion, Taurus, and Polaris star forming regions, respectively, and the orange line is the fitting results of whole sample.

4.3 与其他人结果的比较

在表4中列出的是与Chen等^[41]给出的恒星形成区的N(H)/A_V值的比较,在Taurus天 区有较大的不同,主要的原因是Chen等在文章中使用的X_{CO}是通过不断迭代气尘比和 消光在χ²最小的时候得到的.而本次工作中使用的X_{CO}分别用了上文中提到的两种方 法,分别为方法一(X_{CO}是常数)和方法二(X_{CO}是分段函数).

Table 4 Comparison of $N(H)/A_V$ with previous works					
$N({\rm H})/A_{\rm V}/(10^{20}~{\rm mag}^{-1}\cdot{\rm cm}^{-2})$	Orion	Taurus	Polaris		
Chen et al. ^{$[41]$}	18	27	72		
Our work (method 1)	25	38	55		
Our work (method 2)	26	42	81		

表 4 与前人计算的 $N(H)/A_V$ 的比较

58卷

Liszt^[42]研究了|*b*| \leq 30°的区域,得到*N*(H)/*E*(B–*V*)的范围为13.89×10²⁰ – 31.25× 10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹. 当V波段的选择性消光比*R*_V的值取3.1时,相应的*N*(H)/*A*_V的范围 是4.48×10²⁰ – 10.08×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹,而当*R*_V值取5.5 (也是更加符合恒星形成区 的*R*_V值)时,相应的*N*(H)/*A*_V的范围是2.53×10²⁰ – 5.68×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹,远远小 于我们得到的3个恒星形成区的*N*(H)/*A*_V. Paradis等^[43]的工作获得类似的结果:他们给 出*N*(H)/*A*_V值在银河系内银盘(|*l*| \leq 70°)的均值为11.47×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹,而在银河 系较外围银盘(|*l*| > 70°)的值为18.32×10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹,虽然比Liszt的结果明显偏大,仍然显著小于我们的结果.

4.4 气体尘埃质量比

为了方便比较,我们将计算得到的 $N(H)/A_V$ 转换成气体尘埃质量比,为此,先计算 单位消光星等即 $A_V = 1$ mag时的尘埃柱密度.

4.4.1 尘埃质量

首先,我们考虑最简单的情况,假设星际尘埃由单一的成分组成,尘埃的形状为球形,半径取典型的星际尘埃尺寸 $a = 0.1 \mu$ m. 计算得到,硅酸盐和石墨的消光效率因子分别为 $Q_{\text{ext}}(\text{silicate}) = 0.72 \pi Q_{\text{ext}}(\text{graphite}) = 3.30.$ 因为 $A_{\text{V}} = 1.086 \times N_{\text{dust}} \times \sigma_{\text{dust}}(其 中 \sigma_{\text{dust}} = \pi a^2$ 为尘埃的几何截面),得到尘埃柱密度 $N_{\text{dust}} = A_{\text{V}}/(1.086 \times Q_{\text{ext}} \times \pi a^2)$. 当 $A_{\text{V}} = 1$ mag时,对应的硅酸盐的柱密度是 $N_{\text{silicate}} = 4.08 \times 10^9 \text{ cm}^{-2}$,对应的石墨柱密度是 $N_{\text{graphite}} = 8.89 \times 10^8 \text{ cm}^{-2}$.

对于每个尘埃粒子的质量,也要分不同的成分考虑,因为不同的成分质量密度 不同,硅酸盐尘埃粒子的质量密度 $\rho_{\text{silicate}} = 3.80 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$,石墨尘埃粒子的质量密 度 $\rho_{\text{graphite}} = 2.24 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$.所以,每个硅酸盐尘埃颗粒的质量为 $m_{\text{silicate}} = \frac{4\pi}{3}a^3\rho_{\text{silicate}}$, 得到的结果是 $m_{\text{silicate}} = 1.59 \times 10^{-14} \text{ g}$,同样的方法计算得到每个石墨尘埃颗粒的质 量 $m_{\text{graphite}} = 9.38 \times 10^{-15} \text{ g}$.

基于一个消光星等的尘埃柱密度和单个尘埃颗粒的质量,我们得到一个消光星等对应的尘埃质量柱密度: $M_{dust} = N_{dust} \times m_{dust}$. 如果假设星际尘埃都是硅酸盐 尘埃颗粒, $M_{silicate} = 6.50 \times 10^{-5} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-2}$; 如果假设星际尘埃都是石墨尘埃颗粒, $M_{graphite} = 8.34 \times 10^{-6} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-2}$.

但是,银河系的星际消光曲线表明,星际尘埃不是由单一成分组成的,其尺寸分布也存在一定的范围,为此人们构造了一些尘埃模型.应用比较广泛的尘埃模型是WD01模型^[44]. Nozawa等^[45]给出WD01模型的尘埃质量吸收系数为2.8×10⁴ mag·cm²·g⁻¹,对应每个星等的质量柱密度 $M_{dust} = 3.57 \times 10^{-5}$ g·cm⁻²,介于硅酸盐和石墨之间.

4.4.2 气体质量

对于气体质量的计算, 我们考虑的是氢元素成分, 所以计算单位气体柱密度 $N_{\text{gas}} = 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 的气体质量, $M_{\text{gas}} = N_{\text{gas}} \times m_{\text{H}} = 10^{20} \times 1.67 \times 10^{-24} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-2} = 1.67 \times 10^{-4} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-2}$.

4.4.3 气尘质量比

通过前面对于气体和尘埃质量的讨论,我们可以将N(H)/Av的值,转换成为通常的

气尘质量比. 以硅酸盐为例, 这个转换系数是通过下面的公式计算得到的:

$$(M_{\rm gas}/M_{\rm dust})/(N({\rm H})/A_{\rm V}) = 2.57 \times 10^{-20} {\rm ~cm}^2 \cdot {\rm mag}$$
 (9)

同样的方法计算石墨和WD01模型的转换系数分别为20.02×10⁻²⁰ cm² · mag和4.68× 10⁻²⁰ cm² · mag.

4.5 He气体的修正

在计算气尘比的过程中,对于气体成分我们只考虑了氢元素,而忽略了分子云中 另一种重要的元素—氦元素.考虑He元素质量时,银河系中气体质量是氢元素气体质 量的1.37倍^[34].因此,我们讨论气尘比的过程中考虑He元素后要有一个1.37倍的修正. 在Orion、Taurus和Polaris天区考虑He元素修正后气尘质量比分别列在表5和表6中.

表 5 3个天区考虑He元素修正的气尘质量比(方法一) Table 5 GDR with the He element correction (method 1)

	Orion	Taurus	Polaris	3 Regions
$N({ m H})/A_{ m V}/(10^{20}~{ m cm}^{-2}~{ m mag}^{-1})$	25	38	55	34
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (silicate)	88	134	195	132
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (graphite)	683	1041	1516	1026
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (WD01)	160	243	354	240

表 6 3个天区考虑He元素修正的气尘质量比(方法二) Table 6 GDR with the He element correction (method 2)

	Orion	Taurus	Polaris	3 Regions
$N({\rm H})/A_{\rm V}/(10^{20}~{\rm cm}^{-2}~{\rm mag}^{-1})$	26	42	81	41
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (silicate)	90	147	284	143
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (graphite)	702	1146	2216	1113
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$ (WD01)	164	268	518	260

从表5和6可以看出,这3个恒星形成区的气尘质量比都明显>100.以WD01尘埃模型为准,3个天区气尘比都>160,Polaris天区的气尘比最大,达到300以上,即使气尘比最小的Orion分子云,气尘比也在160以上.可见,分子云中的气尘比高于弥漫星际介质中的100-150.气尘质量比对尘埃成分是非常敏感的,硅酸盐尘埃模型得到的气尘比比较小,而石墨尘埃模型得到的气尘比要大约8倍.

在表7中列出了本次工作和前人工作中恒星形成区气尘质量比的值.通过比较发现, 我们得到的结果与Young和Scoville^[6]以及Liseau等^[7]的工作一致,就是分子云的气尘比 高于弥漫星际介质.较Liseau等^[8]得到的值偏大,可能是因为选择示踪气体质量的分子 不同,Liseau等^[8]的工作使用的是N₂H⁺分子.

4.6 气尘比与恒星形成活动的关系

我们的结果表明气尘比与恒星形成活动有关.代表大质量恒星形成区的Orion分子云的气尘比最小,代表小质量恒星形成区的Taurus分子云居中,几乎没有恒星形成活动

的Polaris分子云最大,这是一个很难理解的结果.因为恒星形成活动,特别是大质量恒星形成的活动,加快了物质转换,使得恒星形成区的金属丰度增加,应该导致尘埃含量增加,进而减小气尘质量比.一个可能的解释是恒星形成区尘埃尺寸的增加.恒星形成区的密度较高,尘埃具有较高的概率通过吸积周围的气体粒子增长,也可能通过与其他尘埃粒子碰撞粘合增长^[46],当尘埃的尺寸增长到一定的限度时,单位质量的尘埃在V波段的消光量将会减小,导致 $N(H)/A_V$ 上升.恒星形成活动则会因其紫外光子辐射导致尘埃尺寸变小,从而增加单位质量尘埃消光效率,这与有大质量恒星形成的Orion分子云中的 $N(H)/A_V$ 比无恒星形成活动的Polaris天区小是一致的.但是,这并不意味着气尘质量比增加.不过,定量的计算表明,当 $R_V = 5.5$ 时,单位质量的尘埃在V波段产生的消光量反而比 $R_V = 3.1$ 时要大^[47],可见如果恒星形成区的气尘质量比由于金属丰度的增加而下降,那么其中尘埃的尺寸增长应该是非常显著的,定量分析将在下一步工作中给出.

表7	恒星形成区气尘比对比
----	------------

Table 7Comparison of the GDR values of our results and previous works						
		this work		Young & Scoville ^[6]	Liseau et al. $^{[7]}$	Liseau et al. ^[8]
molecular cloud	Orion	Taurus	Polaris	mean	L1688	rho Oph A
gas tracer	СО	СО	СО	CO	\mathbf{CS}	N_2H^+
dust mass calculate	extinction	extinction	extinction	IRAS IR band	IRAS 60 $\mu {\rm m}$	far-IR and sub-mm
$M_{\rm gas}/M_{\rm dust}$	160	243	354	600	450	88

5 总结

本工作选取了3个典型的恒星形成区,计算了它们的气体尘埃质量比.这3个天区是Orion分子云、Taurus分子云和Polaris分子云,分别代表大质量恒星形成、小质量恒星形成和极少或者无恒星形成活动的区域.

由于分子云的电离气体占比很小,我们只考虑了中性气体.氢原子柱密度取自EBHIS巡天数据,氢分子质量是从Planck的CO谱线积分强度转换的.在从CO谱线积分强度转换成氢分子柱密度时,采用常数转换因子 $X_{\rm CO} = 2.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$.

尘埃质量首先是以星际消光的大小示踪的.对于每个恒星形成区,以线性拟合的方法得到氢元素柱密度N(H)与星际消光Av之间的比值,Orion、Taurus和Polaris天区对应的N(H)/Av分别为25、38和55 (单位为10²⁰ cm⁻²·mag⁻¹),明显高于之前工作中给出的银河系的平均值.

基于FCRAO的CO巡天数据,我们利用光学薄的¹³CO谱线计算了Taurus分子云的 $N(H)/A_V$.根据¹³CO谱线得到的结果在氢分子柱密度较大时与¹²COJ=1→0一致,但在氢分子柱密度太小时,从¹³CO谱线计算得到的氢分子柱密度较小.

我们对X_{CO}不为常数的情况也计算了气尘比.如果采用Glover和Mac Low^[38]给出的X_{CO}随A_V变化的规律,得到的结果非常不合理.根据本工作采用的数据,我们采取分段计算X_{CO}的方法,得到了比较合理的结果,与假设X_{CO}为常数的结果相差不大.

为了得到气体尘埃质量比,我们计算了单位消光星等(即Av = 1 mag)对应的尘埃 柱密度.基于简化的尘埃模型,假设单一成分、单一尺寸、球形尘埃,分别得到了硅酸 盐尘埃和石墨尘埃模型下的气尘质量比,不同成分带来的气尘比差别达到将近一个量 级,说明气尘质量比依赖尘埃模型.鉴于星际尘埃并非单一成分单一尺寸,我们采用与银河系消光曲线吻合的尘埃模型,将已有的N(H)/Av转换成气体尘埃质量比.同时,考虑He元素对星际气体质量大约36%的贡献,最终得到3个恒星形成区的气尘比分别为:160 (Orion分子云)、243 (Taurus分子云)、354 (Polaris分子云);3个天区的综合气尘质量比为240.3个天区的气尘质量比都高于普遍采用的弥漫星际介质中100-150的取值范围.看上去,气尘质量比与恒星形成活动密切相关,但是这也可能只是一个表面现象.实际上,由于恒星形成区的大质量恒星形成活动,其金属丰度偏高,尘埃比较容易形成,人们期待恒星形成区的气尘质量比低于银河系的平均值.一个可能的原因是,恒星形成区的尘埃通过吸积或者碰撞而增大体积,导致单位质量的尘埃在V波段的消光效率下降,从而得到比较高的N(H)/Av的值,但气尘质量比本身并没有增加.

致谢 感谢李爱根、朱明、李菂、徐金龙博士在本项工作中提出的宝贵建议和支持, 感谢审稿人非常有建设性的建议.

参考文献

- [1] Dwek E. ApJ, 1998, 501: 643
- [2] Devereux N A, Young J S. ApJ, 1990, 359: 42
- [3] Baes M, Allaert F, Sarzi M, et al. MNRAS, 2014, 444: L90
- [4] Sandstrom K M, Leroy A K, Walter F, et al. ApJ, 2013, 777: 5
- [5] Spitzer L. Physical Processes in the Interstellar Medium. New York: Wiley-Interscience, 1978: 20–22
- [6] Young J S, Scoville N Z. ARA&A, 1991, 29: 581
- [7] Liseau R, Lorenzetti D, Molinari S, et al. A&A, 1995, 300: 493
- [8] Liseau R, Larsson B, Lunttila T, et al. A&A, 2015, 578: 131
- Scoville N Z. Molecular Gas in High Luminosity Galactic Nuclei // Combes F, Casoli F. Proceedings of Dynamics of Galaxies and Their Molecular Cloud Distributions. Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 1991: 315–316
- [10] Menten K M, Reid M J, Forbrich J, et al. A&A, 2007, 474: 515
- [11] Loinard L, Mioduszewski A J, Rodríguez L F, et al. ApJ, 2005, 619: L179
- [12] Gomez M, Hartmann L, Kenyon S J, et al. AJ, 1993, 105: 1927
- [13] Heithausen A, Thaddeus P. ApJ, 1990, 353: L49
- [14] Miville-Deschênes M A, Martin P G, Abergel A, et al. A&A, 2010, 518: L104
- [15] Planck Collaboration. A&A, 2014, 571: 13
- [16] Planck HFI Core Team. A&A, 2011, 536: 6
- [17] Dame T M, Hartmann D, Thaddeus P. ApJ, 2001, 547: 792
- [18] Mizuno A, Fukui Y. Physical Properties of Molecular Clouds as Revealed by NANTEN CO Survey: from the Galactic Center to the Galactic Warp // Clemens D, Shah R, Brainerd T. Proceedings of Milky Way Surveys: The Structure and Evolution of Our Galaxy. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2004: 59–62
- [19] Goldsmith P F, Heyer M, Narayanan G, et al. ApJ, 2008, 680: 428
- [20] Winkel B, Kerp J, Floeer L, et al. yCat, 2015, 358
- [21] 高建云,陈力,王家骥,等.天文学进展,2004,22:275
- [22] Froebrich D, Murphy G C, Smith M D, et al. MNRAS, 2007, 378: 1447
- [23] Froebrich D, del Burgo C. MNRAS, 2006, 369: 1901
- [24] Mathis J S. ARA&A, 1990, 28: 37
- [25] Larson R B. MNRAS, 1981, 194: 809
- $\left[26\right]$ Solomon P M, Rivolo A R, Barrett J, et al. ApJ, 1987, 319: 730

- [27] Dickman R L. ApJ, 1975, 202: 50
- [28] de Vries H W, Heithausen A, Thaddeus P. ApJ, 1987, 319: 723
- [29] Pineda J E, Caselli P, Goodman A A. ApJ, 2008, 679: 481
- [30] Leroy A K, Bolatto A, Gordon K, et al. ApJ, 2011, 737: 12
- $[31]\,$ Magdis G E, Daddi E, Elbaz D, et al. ApJ, 2011, 740: L15
- [32] Bloemen J B, Strong A W, Mayer-Hasselwander H A, et al. A&A, 1986, 154: 25
- $[33]\,$ Strong A W, Mattox J R. A&A, 1996, 308: L21
- [34] Draine B T. Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium. Princeton: Princeton University Press, 2011: 219–279
- [35] Frerking M A, Langer W D, Wilson R W. ApJ, 1982, 262: 590
- [36] Lombardi M, Alves J, Lada C J. A&A, 2006, 454: 781
- [37] Rieke G H, Lebofsky M J. ApJ, 1985, 288: 618
- [38] Glover S C O, Mac Low M M. Understanding the Physics of the X-factor // Röllig M, Simon R, Ossenkopf V, et al. Proceedings of EAS Publications Series. New York: EAS Publications Series. 2011: 147–150
- [39] Bolatto A D, Wolfire M, Leroy A K. ARA&A, 2013, 51: 207
- $\left[40\right]$ Tanaka M, Morokuma T, Itoh R, et al. ApJ, 2014, 793: L26
- $\left[41\right]$ Chen B Q, Liu X W, Yuan H B, et al. MNRAS, 2015, 448: 2187
- [42] Liszt H. ApJ, 2014, 783: 17
- $[43]\,$ Paradis D, Dobashi K, Shimoikura T, et al. A&A, 2012, 543: 103
- $\left[44\right]$ Weingartner J C, Draine B T. ApJ, 2001, 548: 296
- [45]~Nozawa T, Fukugita M. ApJ, 2013, 770: 27
- $[46]\,$ Jura M. ApJ, 1980, 241: 965
- [47] Draine B T. ARA&A, 2003, 41: 241

The Gas to Dust Ratio in Three Star Forming Regions

LV Zhang-pan JIANG Bi-wei LI Jun

(Department of Astronomy, Beijing Normal University, Beijing 100875)

ABSTRACT Gas to Dust Ratio (GDR) is the mass ratio of interstellar gas to dust. It is widely adopted that gas to dust mass ratio in our Galaxy has a value of about 100–150. We choose three typical star forming regions to study gas to dust ratio: the Orion molecular cloud — a massive star forming region, the Taurus molecular cloud — a low-mass star forming region, and the Polaris molecular cloud — little or no star forming region. The mass of gas only takes into account the neutral gas because the amount of ionized gas is very small in molecular clouds, i.e. only atomic and molecular hydrogen. The column density of hydrogen is taken from the high-resolution, high-sensitivity all-sky survey EBHIS (Effelsberg-Bonn HI survey). The CO J = 1 \rightarrow 0 line is used to trace the molecular hydrogen, since the spectral lines of molecular hydrogen which can be detected are rare. The intensity of CO J = 1 \rightarrow 0 line is taken from the Planck all-sky survey. The mass of dust is traced by interstellar extinction based on the 2MASS (Two Micron All Sky Survey) photometric database in the direction of anti-Galactic center. Adopting a constant conversion coefficient from the integrated intensity of CO line to the column density of molecular hydrogen, $X_{\rm CO} = 2.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot (\text{K} \cdot \text{km/s})^{-1}$, the gas to dust ratio $N(\text{H})/A_{\rm V}$ is calculated, which is 25×10^{20} , 38×10^{20} , and $55 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \cdot \text{mag}^{-1}$ for Orion, Taurus, and Polaris molecular clouds, respectively. These values are significantly higher than previously obtained for the average situation of the Galaxy. Adopting the interstellar dust model with the ratio of total to selective extinction at V $R_{\rm V} = 3.1$ by WD01, the derived gas to dust mass ratio is 160, 243, and 354 for the Orion, Taurus, and Polaris molecular clouds, respectively, which is apparently higher than 100-150 for the diffuse interstellar medium. On the other hand, the high $N(\text{H})/A_{\rm V}$ value may be explained by the growth of dust in molecular clouds because of either coagulation or accretion which can lead to the inefficiency of extinction in the V band. The situation of varying $X_{\rm CO}$ is discussed as well.

Key words stars: formation, ISM: clouds, ISM: molecules, submillimeter: ISM

2 期