

# 星間ガスの冷却率をはかる

松原 英雄

〈名古屋大学理学部物理学教室 〒464-01 名古屋市千種区不老町〉

e-mail: maruma@toyo.phys.nagoua-u.ac.jp

主に中性水素からなる星間ガスの冷却には、遠赤外波長の電離炭素のスペクトル線（[C II] 線）が最も有効と考えられている。しかしそれを実証するにはスペースからの非常に高感度な観測を必要とする。本稿では、我々が行ったロケット観測も含めて、これまで行われた星間ガスの冷却率をはかる試みとその成果について紹介する。

## 1. はじめに

星間空間には様々な温度・密度の、中性あるいは電離ガスが存在している。図1は現在知られている星間ガスを密度・温度で分類したものである<sup>1),2)</sup> (但し領域の境界はあまり明確でない)。星間ガスはそのもっとも主要な構成元素である水素の状態で分類される。比較的低温・高密度で紫外線のあまり入り込めないような領域では、水素は分子として存在し(分子雲)、星の光を雲に含まれる塵(ダスト)がさえぎるので、古くから暗黒星雲として知られている。それ以外の領域では水素は

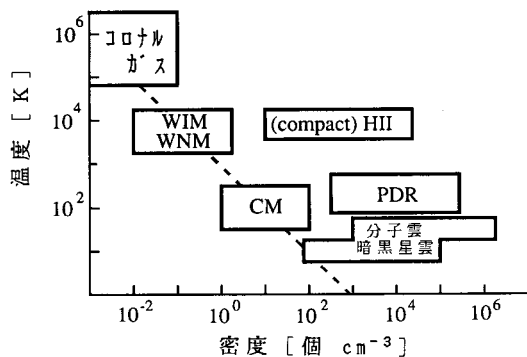


図1 星間ガスの分類。横軸はガスの数密度、縦軸はガスの温度。点線は  $nT=10^3$  [ $\text{cm}^{-3}\text{K}$ ] の圧力に対応する。

中性の原子 (H I) として存在するか、電離してイオンとして存在するか (H II) どちらかである。H II 領域には分子雲近傍で生まれた早期型星の周囲の比較的高密度(コンパクト)な H II 領域以外に、広がった低密度の領域 (Warm Ionized Medium: WIM) も存在することが知られている。本稿の対象は、殆どの水素が中性原子として存在する H I 領域、それも活発な星生成の現場に付随するような光解離領域 (Photodissociation Region: PDR) ではなく、ごくありふれた H I ガスである。

H I ガスは水素原子の放出する波長 21 cm の電波によって、全天にわたってその放射強度が知られている<sup>2),3)</sup>。輝線放射だけでは H I ガスの温度を知ることはできないが、明るい電波銀河を背景に H I の電波の吸収を測ることで、その方向にある H I ガスの温度を決めることができる。それによると H I ガスには温度 $\sim 80$  K のガス (Cold Medium: CM) と、吸収では殆ど見えないような $\sim 8000$  K のガス (Warm Neutral Medium: WNM) が存在すると考えられている。CM と WNM の分布の仕方は明らかではないが、CM は個々の‘雲’のように存在しているのに対し WNM はよりひろがって存在している、と一般には思われている。

比較的太陽近傍の H I ガスについては、適当な

光源を背景に紫外域の吸収スペクトルを観測して物理状態を知ることができるが、全天にわたって分布する H I ガスについてはその物理状態についての情報があまりない。赤外天文衛星 IRAS は、この H I ガスの分布と良く似た遠赤外線放射を全天にわたって発見した。これは赤外シラスという名前で知られており<sup>4)</sup>、H I ガスに付随したダスト (固体微粒子) からの熱放射 (~20 K) と解釈されている<sup>5)</sup>。しかしその星間ガスとの関わりはまだよくわかっていない。星間ガスが十分に高密度であれば、ガスはダストと頻りに衝突して熱交換して、ガスの温度はダストの温度に近く冷えているであろう。しかしそうでなければ、すぐ後述するように金属元素の遠赤外スペクトル線 (特に [C II] 線) 放射がガスの冷却を支配していると考えられる。

本稿ではこうしたありふれた H I ガスの物理状態について、最近の観測、特に筆者たちの行った [C II] 線ロケット観測によってわかってきたことを紹介したい。

## 2. H I ガスの冷却剤

ここではまず H I ガスの冷却剤としての遠赤外金属元素スペクトル線の重要性について述べる。ガスの温度は、ガスからのエネルギーの放出 (冷却) とガスへのエネルギーの流入 (加熱) のバランスで定まる。H I ガスがそれ自身で冷えることは、水素原子が基底状態にいる限り、すなわち 10<sup>4</sup>K 以下では不可能である<sup>6)</sup>。基底状態の水素原子は波長 21 cm の電波以外に光子を放出できず、またこの電波は放出確率が極めて低く (寿命 10<sup>7</sup> 年) 持ち去るエネルギーもあまりに小さい ( $h\nu/k=70$  mK) からである。

ダストは確かにかなり大きな熱放射を行っているが、ガスが希薄なためガス・ダスト衝突での熱交換は無視でき、H I ガスの冷却は存在度の高い金属原子・イオンによるそれが支配的と考えられている<sup>6)</sup>。金属元素の基底電子準位はスピン・軌道

相互作用の為にわずかに分裂 (微細構造準位) しており、その準位間の遷移は中間・遠赤外波長にある。冷却は次のように行われる:

- 1) 水素原子 (あるいは電子) が金属原子・イオンの基底状態からそのすぐ上の微細構造準位へ衝突励起する (このとき励起エネルギーだけ水素原子 (電子) はエネルギーを失う)。
- 2) 励起状態にある金属原子・イオンが、赤外光子を放出する。励起された電子は、密度が充分低ければ水素原子 (電子) 衝突で逆励起されるよりも速く、光子の自発放出で基底状態に戻る。
- 3) 放出された赤外光子は再びガス内で吸収されることなく外へ逃げ去る。これは微細構造遷移が禁制遷移であり、線吸収の光学的厚みが薄いことによる。

では具体的にどの金属原子 (イオン) による冷却が最も有効であろうか? 上に述べた過程による冷却は、①金属元素の存在度が高いほど、②逃げ去る赤外光子のエネルギーが大きいほど、そして③衝突励起の反応率が大きいほど有効である。②と③は相反する条件である。なぜなら遷移エネルギーが大きいということは衝突励起に必要なエネルギーが大きいということでもあり、従ってガスの温度相当のエネルギー以上の励起準位に衝突励起する確率は非常に小さくなる。つまり遷移エネルギーが“適当”であること ( $h\nu \sim kT$ ) が重要である。さらに水素は中性でも金属元素はイオン化していることがある。水素原子のそれ (13.6 eV) よりも低い電離ポテンシャルを持つ金属元素 (C, Fe, Si, S 等) は、水素は電離できない低エネルギーの紫外線で殆ど電離していると考えられる。

このようなことから、炭素の 1 回電離の基底準位の微細構造線: [C II] 線 ( ${}^2P_{3/2} \rightarrow {}^2P_{1/2}$ ;  $\lambda = 157.74 \mu\text{m}$ ) が最も冷却剤として有効と考えられている。炭素は酸素について多い元素であり、また前述のように電離していると思われる。またそ

の遷移エネルギーは 91 K に相当し, CM (~80 K) の冷却剤として適当である. 次に重要なのが [O I] 線 ( $\lambda = 63.18 \mu\text{m}$ ), また中性炭素があれば [C I] 線 ( $\lambda = 609.1 \mu\text{m}$ ) と思われる. [O I] は [C II] 線の場合よりも高温 (~300 K) の H I ガスで重要になる冷却剤であるが, 80 K の CM の場合その寄与は [C II] 線の冷却率の 10% 程度にすぎないと考えられている<sup>9)</sup>.

しかし金属元素の微細構造線は, 殆どが 30~300  $\mu\text{m}$  の遠赤外波長域に存在し, 地上からでは大気に吸収されてしまい観測することができない. 観測は上空から, 例えば高度約 15 km のカイパー飛行天文台や高度約 30 km の気球望遠鏡で可能である. しかしこれらの高度ではまだ大気がなくなったわけではない. 微量に存在する大気からの遠赤外線放射は依然として観測したい天体からの放射よりも非常に強く, この大気の放射の揺らぎが観測限界をきめてしまう. 最近広がった [C II] 線の観測が文部省宇宙科学研究所の専用気球観測システム BICE (Balloon-borne Infrared Carbon Explorer) によって行われたが, これは主に銀河面方向の観測である<sup>7)</sup>. 全天, 特に高銀緯の H I ガスからの [C II] 線を検出するには, 大気の放射の存在しない宇宙空間に出るしかない.

### 3. [C II] 線冷却率の紫外観測

H I ガスからの遠赤外 [C II] 線の直接観測はこのように極めて困難であるが, 紫外域の吸収スペクトルを調べることで間接的に [C II] 線冷却率を求めることができる.

図 2 は C<sup>+</sup>イオンの電子状態のエネルギー準位を示したものである<sup>9)</sup>. 基底状態の微細構造準位間の遷移が遠赤外 [C II] 線である. それより上の励起状態への遷移線の波長は紫外領域である. 中でも  $^2P_{3/2}$  からそれより上への遷移 (波長 1335.7 A) は重要であり, 適当な光源を背景に手前の星間ガスによる吸収線をはかることで  $^2P_{3/2}$  準位に停在する C<sup>+</sup>イオンの柱密度  $N(\text{C II}^*)$  を求めるのに

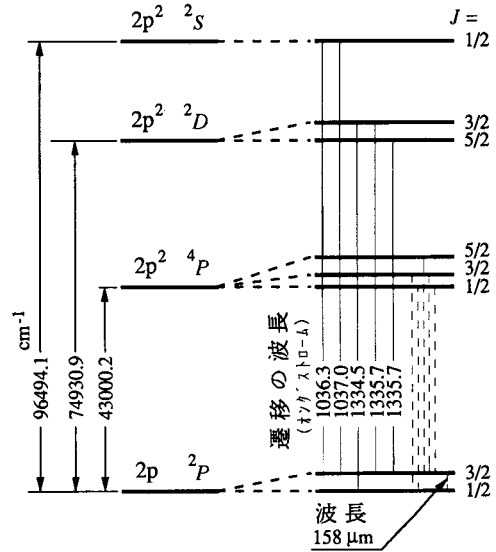


図 2 C<sup>+</sup>イオンの電子準位と準位間の遷移. 遷移は実線が許容遷移, 点線が(準)禁制遷移.

使うことができる.  $N(\text{C II}^*)$  が求まればこれから遠赤外 [C II] 線の強度を,

$$4\pi I_{158} = h\nu_{158} A_{ul} N(\text{C II}^*) \quad [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}], \quad (1)$$

という式で計算できる. ここで  $h\nu_{158}$  は [C II] 線光子のエネルギー,  $A_{ul}$  は自発遷移の確率 (A 係数) である. (1) 式を水素原子の柱密度  $N(\text{H I})$  で割ってやれば水素原子 1 個当りの [C II] 線放出による冷却率もとまる:

$$\begin{aligned} \Lambda &= h\nu_{158} A_{ul} N(\text{C II}^*) / N(\text{H I}) \\ &= 3 \times 10^{-20} N(\text{C II}^*) / N(\text{H}) \quad [\text{erg s}^{-1} \text{H-atom}^{-1}]. \end{aligned} \quad (2)$$

Pottasch et al. は 8 個の太陽近傍に位置する早期型星の方向の星間ガスによる紫外吸収線を解析した<sup>9)</sup>. 観測は IUE/コペルニクス衛星による. 冷却率の決定には  $N(\text{C II}^*)$  のみならず,  $N(\text{H I})$  も必要であるが, これは Ly $\alpha$  の吸収線を用いて決定している. 得られた [C II] 線冷却率は驚くほど大きい:  $\Lambda = 1 \times 10^{-25} \text{ [erg s}^{-1} \text{Hatom}^{-1}]$  (ばらつきはファクター 2 程度). 何が驚くほどであるかというと, この冷却に見合うだけの加熱機構がはっきりしないからである. 込み入った話なので詳しくは述べないが, まず炭素などの金属元素の光

電離による加熱では3桁近く足りない。次に宇宙線による電離による加熱も、もっともらしい宇宙線強度による電離を考える限り2桁以上足りない。加熱機構の最有力候補は紫外線照射による星間ダストからの光電子放出による加熱である。この機構は色々な不定要素があるが(紫外光強度, 電子の放出効率, ダストの仕事関数, ダストの帯電など), それらのもっとも都合よい値を選んだとしてやっと  $10^{-25}$  [erg s<sup>-1</sup>H-atom<sup>-1</sup>] の加熱率を得ることができる。

はたして Pottasch et al. が得た冷却率は星間雲について普遍的なものなのだろうか? 最近 Gry et al. は, 主にコペルニクス衛星の観測をもとに, 20 個の方向について Pottasch et al. と同様の解析をした<sup>10)</sup>。この内3個の方向は Pottasch et al. と重複している。Pottasch et al. と若干違う点は,  $N(\text{H I})$  を得る代わりに S II の吸収線を観測し, S<sup>+</sup>イオンの H 核子に対する存在度をもっともらしく仮定して全 H 核子の柱密度  $N(\text{H}_{\text{tot}})$  をもとめている事である。従って冷却率も(2)式で  $N(\text{H I})$  の代わりに  $N(\text{H}_{\text{tot}})$  を使って計算している。この結果サンプルは増えたが, 冷却率  $\Lambda = 10^{-26} \sim 10^{-25}$  [erg s<sup>-1</sup>H-atom<sup>-1</sup>] と大きくばらついている。しかしこれは H I ガスの冷却率が本当にばらついているというよりも, かなりの方向について H II 領域が混入しているためかもしれない。実際  $\zeta$  Oph の方向は柱密度の半分以上が H II 領域と考えられ, そのため冷却率の値も Pottasch et al. と食い違っている。H II 領域では物理状態が全く違うから [C II] 線冷却率が H I 領域のそれと違っていても不思議はない。

光源に早期型星を使う限り, その紫外線で作られた H II 領域が視線方向に混入する可能性が高い。一方光源が系外銀河であれば, たまたま H II 領域が重なっていない限り H I ガスについての測定ができるであろう。最近 Savage et al. は 3 C 273 をハッブル宇宙望遠鏡搭載の GHRS によって紫外吸収線を測定した<sup>11)</sup>。それによると Ly $\alpha$

の吸収からもとめた  $N(\text{H I})$  と, S II からもとめた  $N(\text{H}_{\text{tot}})$  がかなりよく一致し, 従って H II 領域の寄与は極めて少ないことがわかった。さらに C II 吸収の観測から [C II] 線冷却率  $\Lambda = 2.1 \times 10^{-26}$  [erg s<sup>-1</sup>H-atom<sup>-1</sup>] を得た。これは Pottasch et al. の得た  $\Lambda$  の平均値の5分の1である。

#### 4. [C II] 線冷却率の遠赤外観測

H I ガスからの遠赤外 [C II] 線の直接観測は, 前述したようにスペースからの観測でのみ可能である。宇宙背景放射探索衛星 COBE が, この遠赤外 [C II] 線を全天でサーベイ観測したことは記憶に新しい<sup>12)</sup>。しかし COBE の観測装置はもともと宇宙背景放射のスペクトルを観測するためにデザインされているため, 銀河面はともかく高銀緯方向では良い精度でデータが得られていないと思われる。また COBE は 7° という大きい視野の観測である。

筆者達名古屋大学の赤外線グループはカルフォルニア大学バークレー校との共同でロケット搭載の高感度遠赤外 [C II] 線観測装置を開発した<sup>13)</sup>。その主要部分は光学系をすべて液体ヘリウムで冷却した (2 K) 10 cm のカセグレン望遠鏡及び望遠鏡の焦点におかれた [C II] 線分光測光器である。[C II] 線分光測光器は 2 チャンネルの狭帯域 ( $\lambda / \Delta\lambda_{\text{FWHM}} = 170$ ) 測光器であり, 一つのチャンネルはほぼ [C II] 線波長にピークの感度をもち (157.66  $\mu\text{m}$ ), もう一つはそのすぐそばの波長 (152.43  $\mu\text{m}$ ) を測定する。二つのチャンネルの波長が近接しているため, 両チャンネルで連続波放射の強度はあまり変わらず, この両チャンネルの信号の差から [C II] 線強度がわかるようにデザインされている。微弱な拡散放射を効率よく検出するために比較的広視野 (HPBW:  $0.65^\circ$ ) で, また検出器系にも工夫を凝らしている: まず検出器 (圧縮型 Ge: Ga 光伝導型検出器) を, 暗電流を消すため密閉型<sup>4</sup>He 冷凍器で検出器を 1 K まで冷却した。さらに電荷蓄積型読みだし方式を採用することで読

みだし回路系の雑音を極力低減した。なおこの望遠鏡の焦点面にはこの装置以外に広帯域の遠赤外測光器、及び近赤外分光器を同時に搭載している。これらの装置による観測の話は後の機会に譲りたい。

観測装置は、1992年2月2日午前1時、文部省宇宙科学研究所の観測ロケット S-520-15号機により鹿児島宇宙空間観測所より打ち上げられた。飛翔中装置は正常に動作し、打ち上げ後130秒(高度220 km)の蓋開けから、480秒の観測装置切り離し(182 km)まで質のよいデータを得ることができた。なお最大到達高度は338 kmであった。

図3は観測した領域を銀河座標で示したものである。等高線は H I の柱密度の分布を表わしている<sup>3)</sup>。シェル(リング)状の H I の構造(north celestial loop)に一酸化炭素(CO)のミリ波輝線が検出されている分子雲領域(青でぬった所)<sup>14)</sup>が重なっている。観測は矢印付きの実線でかかれたパスに沿って行った。観測の大部分の時間はA点(黒丸)にポイントングした。観測の途中の約90秒間、図のようなスキャン A → B<sub>1</sub>, B<sub>2</sub> → A を 0.6 [°/sec] の移動率で行った。後半のスキャンで、有名なスターバースト銀河 M 82 を通過し、フライト中の装置の較正に用いた。M 82 のデータから、[C II]線観測装置は実験室と変わらない性能であることが確認できた。またA点ポイントング中のデータのばらつきから、[C II]線の検出限界は、 $3 \times 10^{-7}$  [erg s<sup>-1</sup>cm<sup>-2</sup>sr<sup>-1</sup>] (1秒, 3σ) となった。これはこれまでの遠赤外のスペクトル線観測の中で最高の感度である。

観測結果を図4に示す。これは観測した領域について、横軸に H I の柱密度・縦軸に観測された [C II]線の強度を約1ビーム毎に足し合わせてプロットしたものである。観測した全ての領域から、有意に [C II]線を検出した。そして図から明らかなように、[C II]線強度は H I の柱密度と相関しており、H I ガスからの [C II]線を確かに観測したものと思われる。なおミリ波 CO 輝線が検出

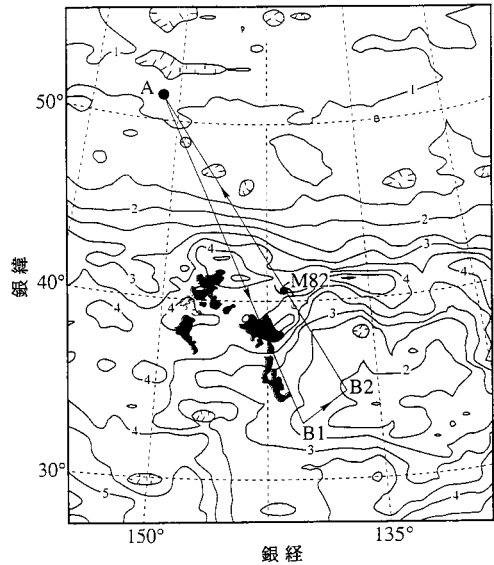


図3 観測ロケット S-520-15号機搭載の [C II]線観測装置が観測した領域。観測は図のような三角スキャンに沿って行った。等高線は H I の柱密度の分布である<sup>3)</sup>(単位  $1 \times 10^{20}$  [cm<sup>-2</sup>])。青でぬった所は CO のミリ波輝線の検出されている所である。

されている領域 (CO 強度  $> 0.1$  K km s<sup>-1</sup>) を黒丸、そうでない領域を白丸で示している。白丸で示した領域について [C II]線冷却率  $\Lambda = 1.2 \sim 3.3 \times 10^{-26}$  [erg s<sup>-1</sup>H-atom<sup>-1</sup>] となった。これは, Pottasch et al.の得た値よりもかなり低く、最近のハッブル宇宙望遠鏡の紫外観測と合っている。また [C II]線励起は前に述べたように衝突励起であるから、衝突相手(水素原子や電子)の密度、温度に敏感であり、温度を仮定すれば冷却率からガスの密度あるいは圧力を求めることができる<sup>2)</sup>。CM の温度 80 K を仮定し、 $\Lambda = 2.6 \times 10^{-26}$  [erg s<sup>-1</sup>H-atom<sup>-1</sup>] (図4の実線の傾き  $\times 4\pi$ ) から圧力  $P/k = 1.1 \times 10^3$  [K cm<sup>-3</sup>] を得る。これは図1のCMの位置に良く合っている。この観測はCMの物理状態をはっきりさせたといえよう。

図4でさらに興味深い点は、COの受かっている領域(黒丸)は、そうでないところ(白丸)より [C II]線が強いことである。COの受かっている

る分子雲領域は当然 H I ガスだけでなく H<sub>2</sub> ガスも存在しているはずで、H<sub>2</sub> ガス中で C<sup>+</sup> イオンがなくなっていなければ H<sub>2</sub> ガスの分だけ [C II] 線が強くなってよいように思われる。この結果は高銀緯分子雲の化学組成・物理状態について貴重な情報を与えたと思われる。今後の詳しい検討が待たれる。

### 5. 今後の展望

ロケット観測で冷却率をはかった領域は空のほんの一部にすぎない。それでも [C II] 線が星間雲の物理の解明においてきわめて重要であることを実証することができた。今後の本格的な衛星による広範な観測が、さらに多くの重要な情報をもたらすことは間違いない。この意味で 1995 年打ち上げ予定の日本初の軌道赤外線望遠鏡 IRTS に搭

載される FILM (Far-Infrared Line Mapper) に期待したい。FILM は [C II] 線のみならず、より少し高温の領域の重要な冷却剤である [O I] 63 μm 線も同時に観測する。また欧州の赤外線宇宙天文台 ISO による観測も期待できる。

このロケット観測の実行にあたり、実験主任である奥田教授をはじめとする宇宙科学研究所の実験スタッフの皆様へ感謝する。またこの実験は、カルフォルニア大学パークレーの A. E. Lange, J. Bock 氏ら、そして松本教授をはじめとする名古屋大学の赤外線グループとの共同実験である。本稿をまとめるにあたって皆様へ多数のご協力いただいたのでここに厚く感謝したい。

### 参考文献

- 1) Spitzer, Jr., L. 1978, "Physical Process in the Interstellar Medium" (John Wiley & Sons, NY)
- 2) Kulkarni, S. R., & Heiles, C. 1987, in *Interstellar Processes* (eds. D. J. Hollenbach & H. A. Thronson, Jr.), p.87.
- 3) Heiles, C. 1975, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **20**, 37.
- 4) Low, F. et al. 1984, *Astrophys. J.*, **278**, L19.
- 5) Boulanger & Péroult 1988, *Astrophys. J.*, **330**, 964.
- 6) Dalgarno, A., & McCray, R. A. 1972, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **10**, 375.
- 7) 芝井広・中川貴雄, 天文月報 92 年 11 月号, *Astro News*
- 8) Moore, C. E. 1971, *Atomic Energy Levels, NSRDS-NBS35, Vol.1* (Washington, D. C.: Nat. Bureau of Standards), p.24.
- 9) Pottasch, S. R., Wesselius, P. R., and van Duinen, R. J. 1979, *Astron. & Astrophys.*, **74**, L15.
- 10) Gry, C., Lequeux, J., and Boulanger, F. 1992, *Astron. & Astrophys.*, **266**, 457.
- 11) Savage, B. D. et al. 1993, *Astrophys. J.* submitted.
- 12) Wright et al. 1991 *Astrophys. J.*, **381**, 200.
- 13) Bock et al. 1993, *Astrophys. J.* **410**, L115.  
Matsuhara et al. 1993, *Pub. Astron. Soc. Japan*, submitted.
- 14) de Vries, H. W., Heithausen, A., and Thaddeus, P. 1987, *Astrophys. J.*, **319**, 723.

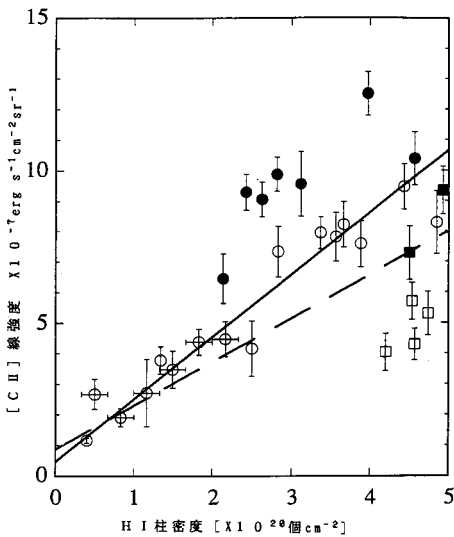


図4 図3の観測領域について H I の柱密度と観測された [C II] 線強度の相関図。CO のミリ波輝線の受かっている (>0.1K kms<sup>-1</sup>) 領域を黒、そうでないデータ点を白で示す。四角の点は比較的遠赤外連続波が強い一方、[C II] 線の遠赤外連続波に対する強度比が比較的小さい領域のデータ点。縦の誤差棒は1σの統計誤差である。点線は白で示したデータ点のベストフィットで、実線は四角のデータ点を除いた白丸のデータ点のそれである。