

星形成コアにおける分子組成進化 (カテゴリ B) 成果報告書

相川祐理

神戸大学理学部地球惑星科学科

ABSTRACT

重力収縮する星なしコアの分子組成分布を数値計算によって求めた。分子組成とその分布はコアの動的進化と化学組成進化の時間スケールの釣合で決まる。よって分子組成の分布はコアの収縮過程を探る指標となる。本研究では Larson-Penston 解 (以下 L-P) およびこれを定数倍遅くした収縮モデルを用いる。組成進化については気相反応、ガス粒子のダストへの吸着・脱着、ダスト表面反応、および重水素交換反応を含む化学反応ネットワークを用いた。モデルから得られた分子柱密度および重水素/水素比は L1544 で観測された値をよく再現する。収縮が L-P およびそれよりも 3 倍程度遅いモデルは 10 倍遅いモデルよりも観測値とよい一致を示した。モデルでは収縮が進むにつれて N_2H^+ の柱密度と分子の D/H 比が増加することが予想され、実際さまざなコアでのこれら 2 つの観測値は正の相関を示すことが分かった。また、コア毎の組成の違いは収縮段階や収縮速度の違いを反映している考えられる。これらの結果は投稿論文としてまとめ、The Astrophysical Journal に投稿中である。

Key words: ISM: molecules – stars: formation

1. はじめに

星は分子雲の重力収縮によって生まれる。分子雲の観測はおもに CO などの分子輝線で行われるので、分子の存在度に関する知見は星形成を研究する上での基礎となる。近年、複数の星なしコアで不均一な組成分布が見つかった。 N_2H^+ 輝線はコア中心で強いが、CO、CS、CCS は中心よりも周辺部に多く存在する。このような分布は CO がダストへの吸着、CS、CCS が気相反応によって時間とともに減少するのに対し、 N_2H^+ は親分子の昇華温度の低さなどによって減少しにくいことに起因していると考えられる (Bergin & Langer 1997; Aikawa et al. 2001)。化学組成の変化は、輝線観測からコアの質量を求めたい場合には面倒な要素であるが、逆にうまく利用すればコアの進化を探る指標となる。例えば分子組成分布はコアの収縮時間と組成進化時間の釣合で決まるので、磁場や乱流によって支えられているコアとそうでないコアでは分子組成が異なると予想される (Aikawa et al. 2001; Li et al. 2002)。

本研究では Aikawa et al. (2001) のモデル計算にダスト表面反応を追加し、コアの分子組成分布とその進化を調べた。

2. モデル

重力収縮するコアの物理モデルとして半解析解である L-P モデルを用いる (Larson 1969; Penston 1969)。密度は中心

部ではほぼ一定で、コアの外側では $\rho \propto r^{-2}$ で減少している。初期の中心密度は $n_H = 3 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ($n(H_2) = 1.5 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$) とする。コアはほぼ自由落下時間で収縮し、中心密度は 2.00×10^5 年で $n_H = 3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ まで上昇する。コアが磁場や乱流によって支えられている場合には収縮は遅れる。この効果を調べるために、L-P モデルの収縮速度を定数 f 倍遅くしたモデルも調べる。

化学反応ネットワークは New Standard Model と呼ばれる気相反応ネットワーク (e.g. Terzieva & Herbst 1998)、ガスのダストへの吸着・脱着、およびダスト表面反応をふくむ。中性ガスのダストへの吸着確率は S で表し、 $S = 1.0$ および $1/f$ の場合を調べる。脱着は熱的な昇華と宇宙線による非定常ダスト加熱によって起こる (Léger, Jura, & Omont 1985; Hasegawa & Herbst 1993)。ダスト表面反応については Ruffle & Herbst (2000) の反応ネットワークを用い、反応速度は Stancheva, Caselli, & Herbst (2001) による modified rate 法によって求めた。さらに反応ネットワーク全体を重水素分子を含むように拡張し、重水素交換反応を採り入れた。化学反応ネットワークは合計 878 種の粒子と 11774 の反応を含む。

3. 結果

3.1. 分子柱密度の分布

図 1 はコアの 3 つの進化段階において、視線方向に積分した分子柱密度をコア中心からの距離の関数として示している。コア中心密度が $3 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ から $3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ に上昇する間、コア中心の水素柱密度が 1 桁程度増加するのに対して CO や CCS の柱密度はほとんど変化せずむしろ減少している。CO、CCS ははじめ中心集中した分布をしているが、進化が進むと周辺部でピークをもつようになる。一方 N_2H^+ は進化の後期でも中心集中しており進化と共に柱密度が著しく増加している。これらの定性的描像は Aikawa et al. (2001) と同じであるが、 N_2H^+ の柱密度の絶対値は本研究結果のほうが 2 桁ほど大きい。これは親分子である N_2 がダスト表面反応によってより効率良く生成されたためである。

3.2. 収縮速度に対する依存性

図 2(a)-(c) は様々な収縮速度、吸着確率のモデルについて、分子柱密度をコア中心の水素原子核密度の関数として示している。柱密度はコア中心半径 2000 AU 以内で平均した。エラーバーつきの黒丸は L1544 の観測から得られた値である (Suzuki et al. 1992; Benson et al. 1998; Ohashi et al. 1999; Caselli et al. 2002)。L-P モデル (実線) は観測値とよい一致を示す。

輝線観測は L1544 以外にも多くのコアで行われており、分子柱密度はコアによって異なることがわかっている。図

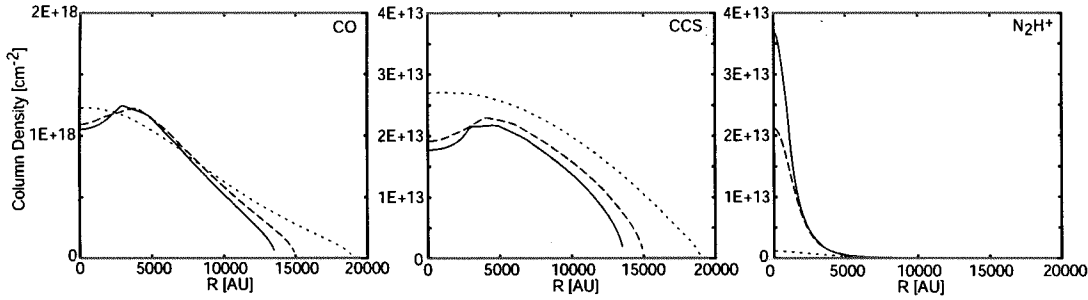


Figure 1. 分子柱密度をコア中心からの距離の関数として表す。コアの中心密度 $n_H(R=0)$ は $3 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ (点線)、 $3 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (破線)、 $3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ (実線)。

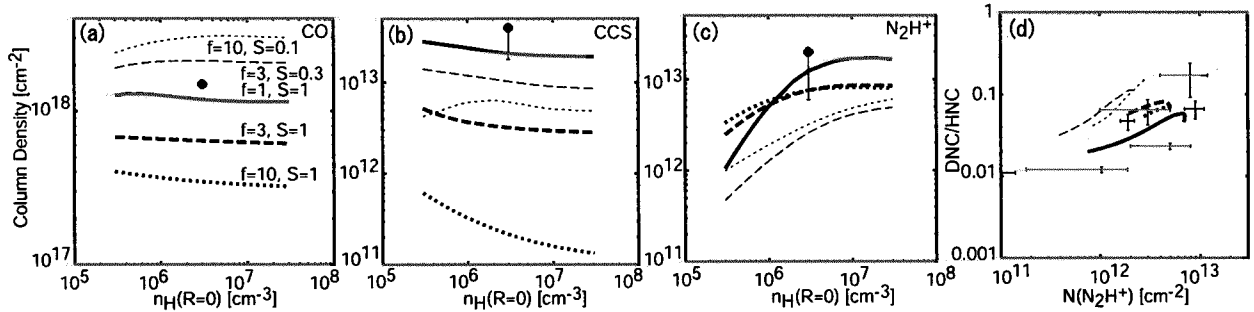


Figure 2. (a-c) 分子柱密度をコア中心からの距離に対して示す。(d) DNC/HNC の柱密度比と N_2H^+ 柱密度の相関を示す。実線は L-P モデル、破線、点線はそれぞれ収縮速度を $f = 3$ および 10 倍遅くしたモデルを表す。ガス粒子がダストに衝突した時の吸着確率 (S) は 1.0 (太線) および $1/f$ (細線) である。黒丸および十字は観測値を示す。

2 は分子柱密度のコア毎のばらつきがコアの進化段階または収縮速度の違いによることを示唆する。 N_2H^+ の柱密度はモデルによらずコアの収縮が進むにつれて増加する。よって N_2H^+ はコア進化の指標となる。これに対して CO や CCS は進化段階よりも収縮速度や吸着確率に強く依存する。

3.3. 重水素濃縮

図 2(d) は DNC/HNC の柱密度比と N_2H^+ 柱密度の相関を示す。図中の線はコア中心密度が $3 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ から $3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3}$ に増加するまでのモデルコアの軌跡を表す。モデルでの分子柱密度は観測のビームサイズを考慮して HNC、DNC については中心から半径 1500 AU 以内、 N_2H^+ については半径 3500 AU 以内で平均した。エラーバー付きの十字は Hirota et al. (2001), Hirota et al. (in preparation), Caselli et al. (2002) および Ohashi et al. (in preparation) による星なしコアの観測値である。理論モデルの予想通り DNC/HNC 比と N_2H^+ 柱密度は正の相関を示す。これら 2 つの観測値はコアの進化を探る実用的な指標となることに注意してほしい。 N_2H^+ はすでに多くのコアでサーベイ観測されているだけでなく、その絶対存在度がコア中心ほど高いので柱密度がコアの大きさにあまり依存しない。DNC/HNC 比も個々の分子柱密度よりはコア質量に対する依存性が小さい。

図 2 の観測値は L-P モデルともっともよい一致を示す。しかし、重水素濃縮に関しては反応速度係数の不定性を考慮する必要がある。図 2 では Millar, Bennet, & Herbst (1989) による係数を用いた。一方、最近 Gerlich et al. (2002) の実験で推定された係数を用いると分子の重水素/水素比は 1 桁程度低下する。この場合、L-P モデルで得られた重水素/

水素比は観測値よりも著しく低くなり、特に N_2D^+/N_2H^+ 比はモデルの収縮速度に関わらず観測値を再現できない。

ACKNOWLEDGEMENTS

台湾中央研究院の大橋永芳氏と鹿児島大学の広田朋也氏には観測値との比較に関して有益なコメントを頂いた。この研究は科学研究費 13011203 および 14740130 によって行われた。数値計算は国立天文台天文学データ解析計算センターの VPP5000 で行った。

REFERENCES

- Aikawa, Y., Ohashi, N., Inutsuka, S., Herbst, E., & Takakuwa, S. 2001, ApJ 552, 639
- Benson, P. J., Caselli, P., & Myers, P. C. 1998, ApJ, 506, 743
- Bergin, E. A., & Langer, W. D. 1997, ApJ, 486, 316
- Caselli, P., Benson, P. J., Myers, P., & Tafalla, M. 2002, ApJ, 572, 238
- Caselli, P., Walmsley, C. M., Zucconi, A., Tafalla, M., Dore, L., & Myers, P. C. 2002, ApJ, 565, 344
- Gerlich, D., Herbst, E., & Roeff, E. 2002, Planet. Space. Sci., in press
- Hasegawa, T. I., & Herbst, E. 1993, MNRAS, 261, 83
- Hirota, T., Ikeda, M., & Yamamoto, S. 2001, ApJ, 547, 814
- Larson, R. B. 1969, MNRAS, 145, 271
- Léger, A., Jura, M., & Omont, A. 1985, A&A, 144, 147
- Millar, T. J., Bennet, A., & Herbst, E. 1989, ApJ, 340, 906
- Ohashi, N., Lee, S. W., Wilner, D. J., & Hayashi, M. 1999, ApJ, 518, L41
- Penston, M. V. 1969, MNRAS, 144, 425
- Ruffle, D. P. & Herbst, E. 2000, MNRAS, 319, 837
- Stancheva, T., Caselli, P., & Herbst, E. 2001, A&A, 375, 673
- Suzuki, H., Yamamoto, S., Ohashi, M., Kaifu, N., Ishikawa, S., Hirahara, Y., & Takana, S. 1992, ApJ, 392, 551
- Terzieva, R. & Herbst, E. 1998, ApJ, 501, 207