

星形成ゼミ

SFN #296 (41-45本目)

百瀬宗武 (茨城大・理)

41. Near-infrared time-series photometry in the field of Cygnus OB2 association I - Rotational scenario for candidate members

J. Roquette, J. Bouvier, S.H.P. Alencar et al. (A&A, 603, id.A106)
<http://ads.nao.ac.jp/abs/2017A%26A...603A.106R>

【背景】 中心星自転の角運動量(AM)に対して星周円盤が与える影響については、様々な論争あり。

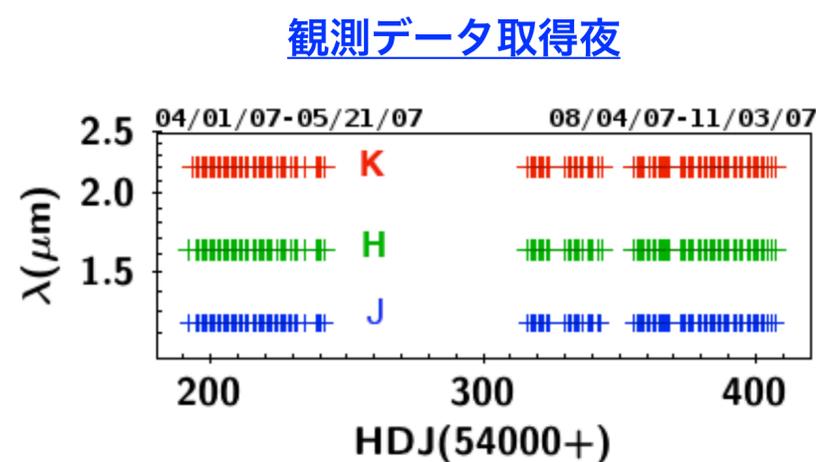
【本研究の内容】 Cyg OB2 に含まれる5000個以上のYSO候補の変光をJHK 3バンドで調査、周期的変動を示すものを注意深い解析で抜き出し、信頼の置ける周期 (2-30 daysの範囲をカバー) が導かれた894個について、円盤有無や中心星質量、環境依存性を議論。

【主要な結論】 D論の一部のようなので議論は多岐にわたるが。。

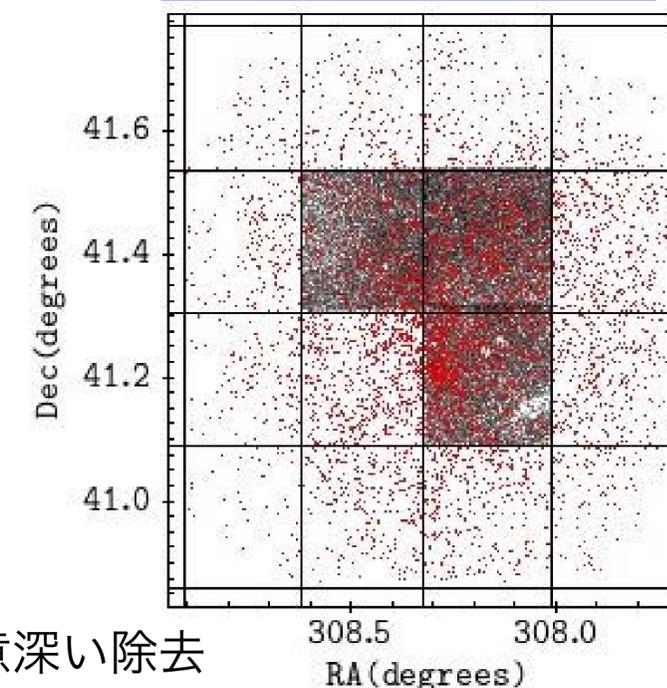
- 円盤が付随している中心星の方が自転が遅い傾向がある (disk-locking scenarioと整合的な結果)
 - high-UVの環境下に限ると影響ははっきりしない
- $< 0.4 M_{\odot}$ の中心星の方が、より大質量($0.4 M_{\odot} < M < 1.4 M_{\odot}$)のものより自転が遅い傾向がある
- カタログとしての価値あり

【観測】

- UKIRTを使い2007年4-7月と8-11月の計115夜(左下)でJHK撮像測光。
- 0.87平方度をカバー。領域中の対象となるYSOs候補は..
 - (i)円盤付随星(Guacello+ 2013) 1843個
 - (ii)Chandra LagacyによるX線星(Guacello+ 2015他) 4864個
- light curveの調査対象とし得たものは5083個 (右下の赤点)
 - (i)から1272個, (ii)から4165個, 重複が354個
 - O, B型星100個を含む, 比較的大質量の星は飽和, $1.4 M_{\odot}$ 以下が対象
 - 視野中央にある42777個(右下グレー)をcontrol sampleとして使用



light curve調査対象と
コントロールサンプル分布



【解析】

- Lomb-Scargle 法による周期解析
- 複数の指標による誤検出候補の注意深い除去
- control sample を用いたCompletenessの考察

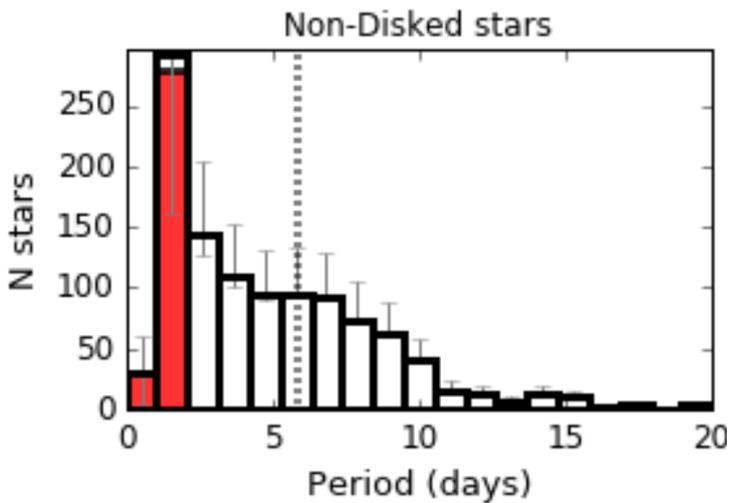
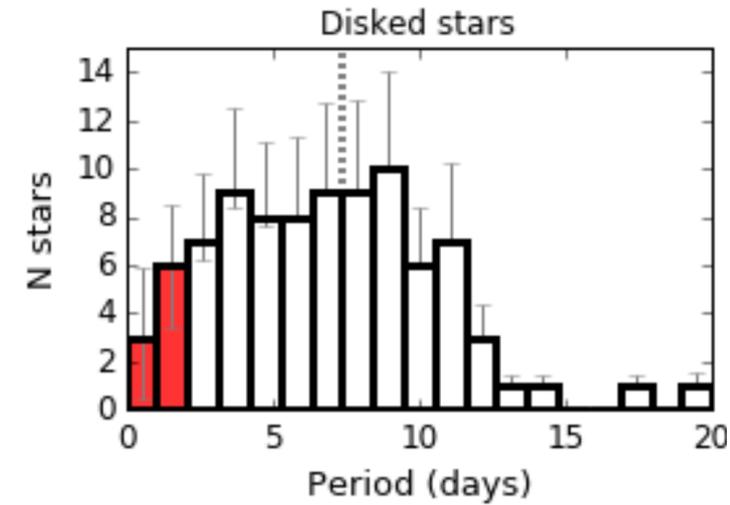
主に $2 \text{ days} < P < 20 \text{ days}$ の894個を議論の俎上に

【主な結果】

- 円盤ありと円盤なしのP分布違い

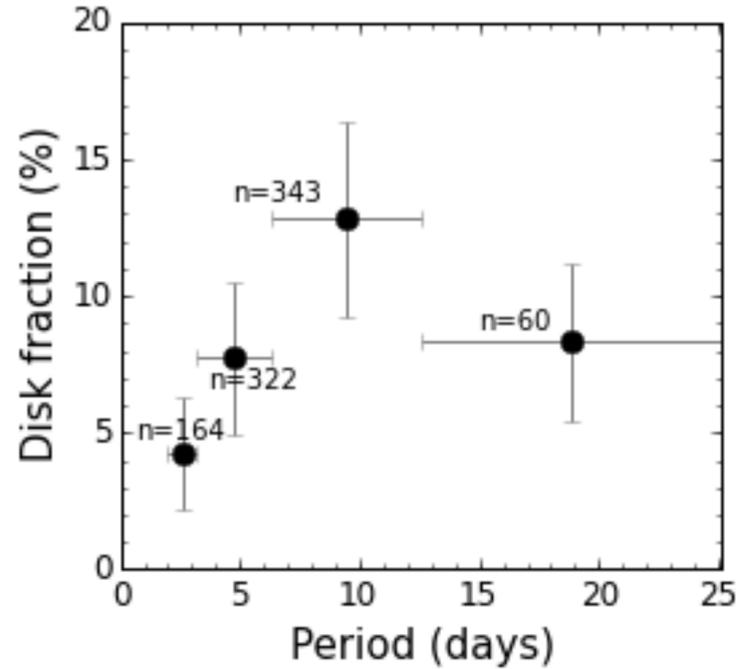
別の見方

- Pごとのdisk fractionの違い



dashed line がMedian

円盤ありの方がやや周期が長い
(disk-lock scenarioと整合的)



少なくとも $P \leq 10$ daysの範囲では
自転周期が長いものほど円盤存在
割合が高い

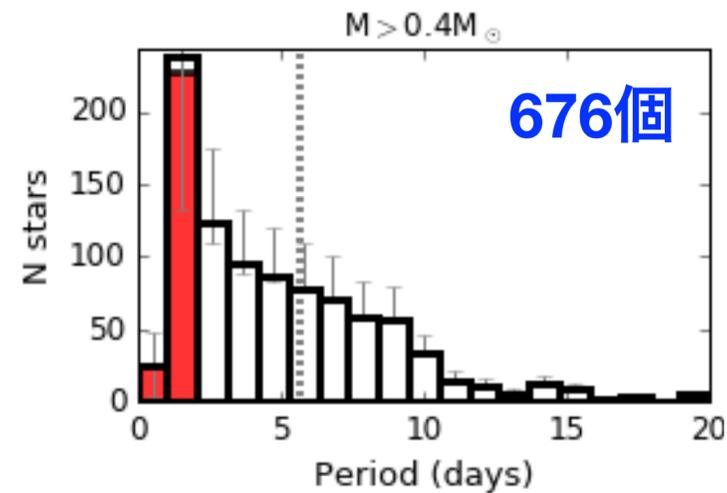
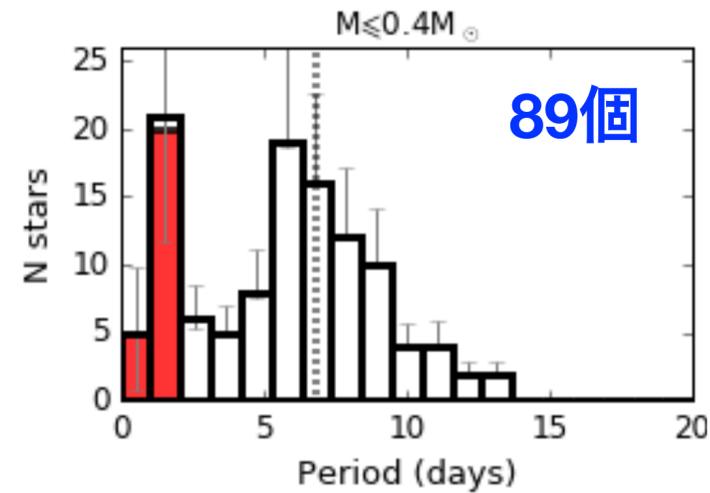
(disk-lock scenarioと整合的)

それよりPが長い範囲でdisk
fractionが落ちているのは、
field starの混入が効いている？

※ ただし、この関係は環境紫外線場の
強い領域では顕著でなくなる

- 中心星質量の依存性

- ※ 既出の可視光サーベイによるカラーから A_v を見積もり、1058個の中心星質量を推定した
- ※ 2 days < P < 20 daysの数を下図に示した

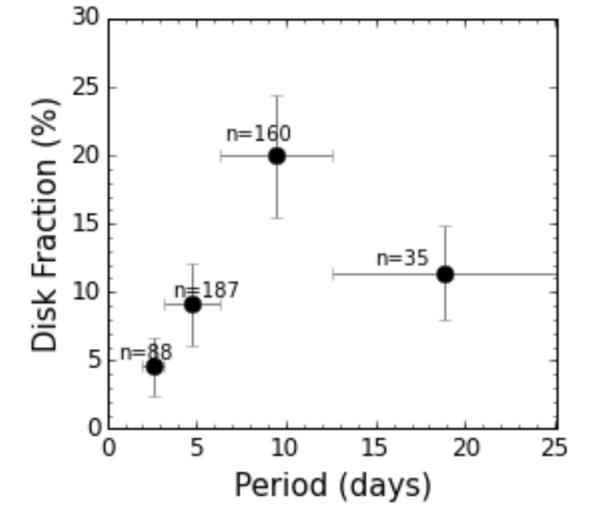


$M < 0.4 M_{\odot}$ の方が周期長い
対流層の厚みと関係？

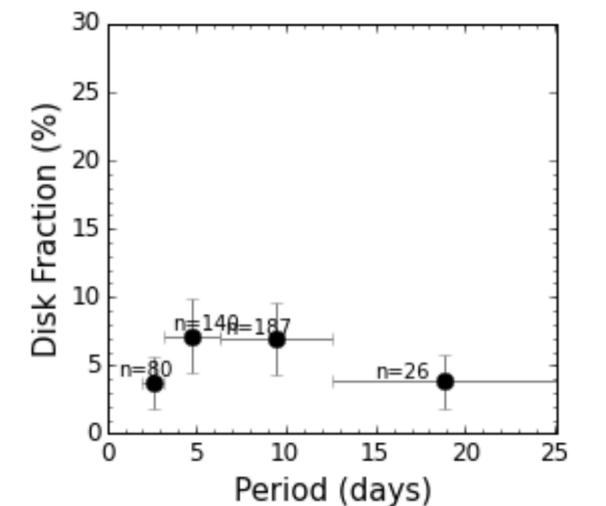
- 環境効果？（紫外線場の強弱）

- ※ 下図はEUVの場合だが、
FUVでも同じ傾向

$\log(F_{EUV}) \leq 11.42 \text{ photons/s/cm}^2$



$\log(F_{EUV}) > 11.42 \text{ photons/s/cm}^2$



※ UVが強い環境では
短時間で円盤散逸、
disk-lockがあまり
働かない？

42. Signatures of rocky planet engulfment in HAT-P-4. Implications for chemical tagging studies

C. Saffe, E. Jofre, E. Martioli et al. (A&A, 604, id.L4)

<http://ads.nao.ac.jp/abs/2017A%26A...604L...4S>

【背景】 惑星を伴う星表面の重元素存在度の欠乏については論争あり

- 太陽は凝縮温度 $T_c > 900\text{K}$ の難揮発性元素が同スペクトルタイプの星に比べ欠乏
 - 形成途上に微惑星として難揮発性元素がロック, 除去された?
- Galactic Chemical Evolution (GCE) や銀河スケールでの化学組成勾配にも起源を求めうる

【本研究の内容】 惑星存在が確認された HAT-P-4 A は Binary で, その伴星 B には惑星は確認されていない。両者はスペクトルタイプが似ており(どちらも太陽型), 両者の化学組成を注意深く調べれば, 誕生場所・時期の影響を除去し, 惑星の有無が化学組成に与える影響を議論できるはず。

高分散分光 (及び両者の差分) から, 重元素存在度や Li 存在度の違いを調べる

【HAT-P4系に関するキーパラメータ】

- HAT-P-4A に付随する惑星: $r=0.04\text{ au}$, $0.68M_{\text{Jup}}$, $\rho=0.41\text{ g cm}^{-3}$
- HAT-P-4A (Sp type = G0V) と HAT-P-4B (G2V) の離隔 = 28644 au

【観測・解析】

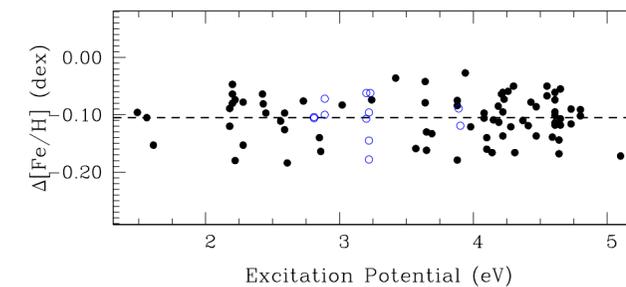
- GEMINI に CFHT の高分散分光器をつけるモード ($\lambda=4500\text{-}8500\text{\AA}$, Resolving power ~ 67500)
- HAT-P-4A, 4B, 及び太陽のスペクトルの差から, 重元素量の傾向を精密に読み取る。下のテーブルは基本的な諸量。

Table 1. Stellar parameters derived for each star.

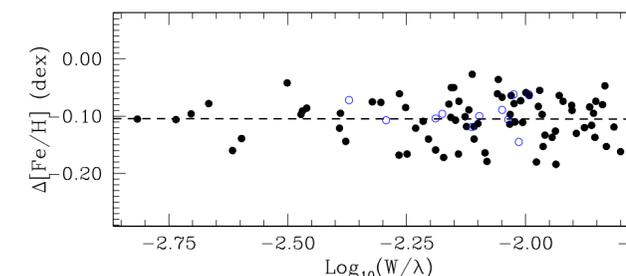
(Star - Reference)	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	[Fe/H] [dex]	v_{turb} [km s $^{-1}$]
(A - Sun)	6036 ± 46	4.33 ± 0.13	0.277 ± 0.007	1.29 ± 0.07
(B - Sun)	6037 ± 37	4.38 ± 0.14	0.175 ± 0.006	1.21 ± 0.07
(B - A)	6035 ± 36	4.39 ± 0.10	-0.105 ± 0.006	1.22 ± 0.06

【結果1: Fe の存在比】

- B と A で, [Fe/H] に 0.1 dex もの差が (A の方が Fe がアバダント)



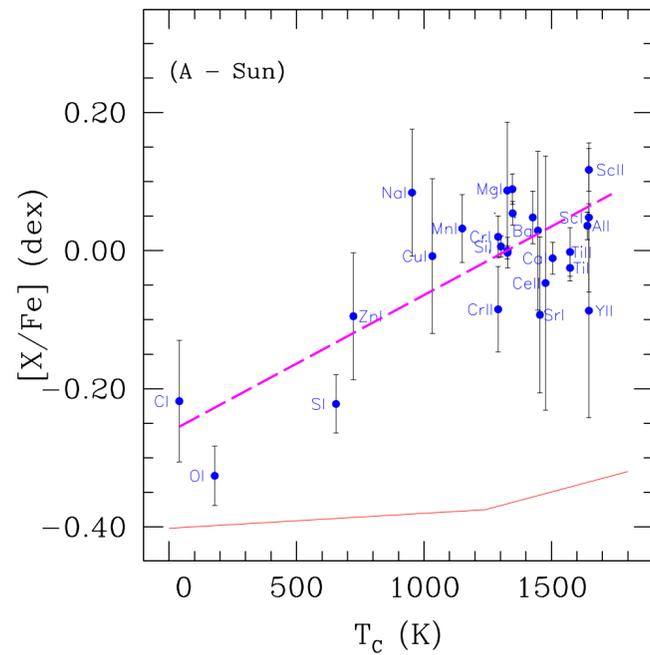
どの遷移でも整合的結果,
他の連星系では見られない
大きな差



G型星の対流層 = 0.023M。
として, 10M $_{\oplus}$ の岩石 (惑星)
がAに余分に降着した?

Fig. 1. Differential abundance vs excitation potential (upper panel) and vs reduced EW (lower panel) for the case (B - A). Filled and hollow circles correspond to Fe I and Fe II.

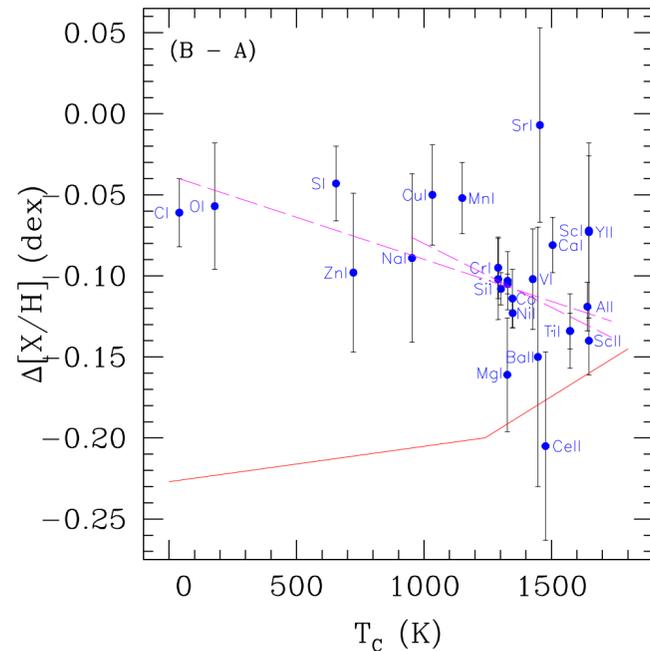
【結果2：その他の重元素の存在比】



太陽とAの比較

太陽はAに比べ、 T_c が高いものが欠乏している

Fig. 2. Differential abundances vs T_c for (A - Sun). The long-dashed line is a weighted linear fit to the differential abundance values, while the continuous line shows the solar-twins trend of Meléndez et al. (2009).



BとAの比較

Aの方が、より難揮発性元素に富む傾向にある (Feのオーバーアバウンドと共に、難揮発性成分が後からAに加わったと考えると説明可能)

Fig. 3. Differential abundances (B - A) vs T_c . Long-dashed lines are weighted linear fits to all species and to refractory species. The solar-twins trend of Meléndez et al. (2009) is shown with a continuous line.

【結果3：Liの存在比】

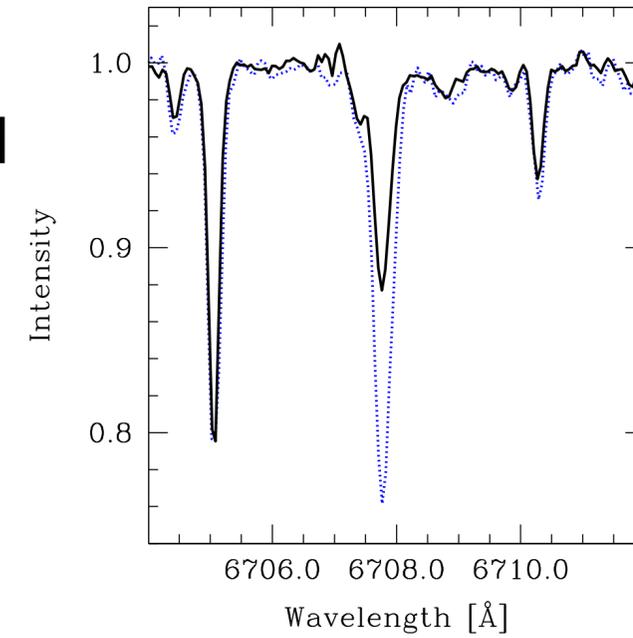


Fig. 4. Stellar spectra near the Lithium line 6707.8 Å for the A (blue dotted line) and B (black continuous line) stars.

- Liに関しても、Aの方がより豊富？ (吸収が深い)
- 降着の影響かもしれないが、AとBの質量のわずかな違いでも説明可能かも

【まとめ】

- Aが難揮発性元素に富むのは惑星の存在と密接に関係する可能性。
- 岩石 (微) 惑星の降着が原因？
- Hot Jupiter のMigrationが降着を促したのかもしれない。

43. Expelled grains from an unseen parent body around AU Mic

E. Sezestre, J.-C. Augereau, A. Boccaletti, & P. Thebault (A&A, in press)
<http://ads.nao.ac.jp/abs/2017arXiv170709761S>

【背景】 AU Micに付随するデブリ円盤のここ7年の散乱光画像の中に、星から離れていくように動いていく成分が5つ同定された。

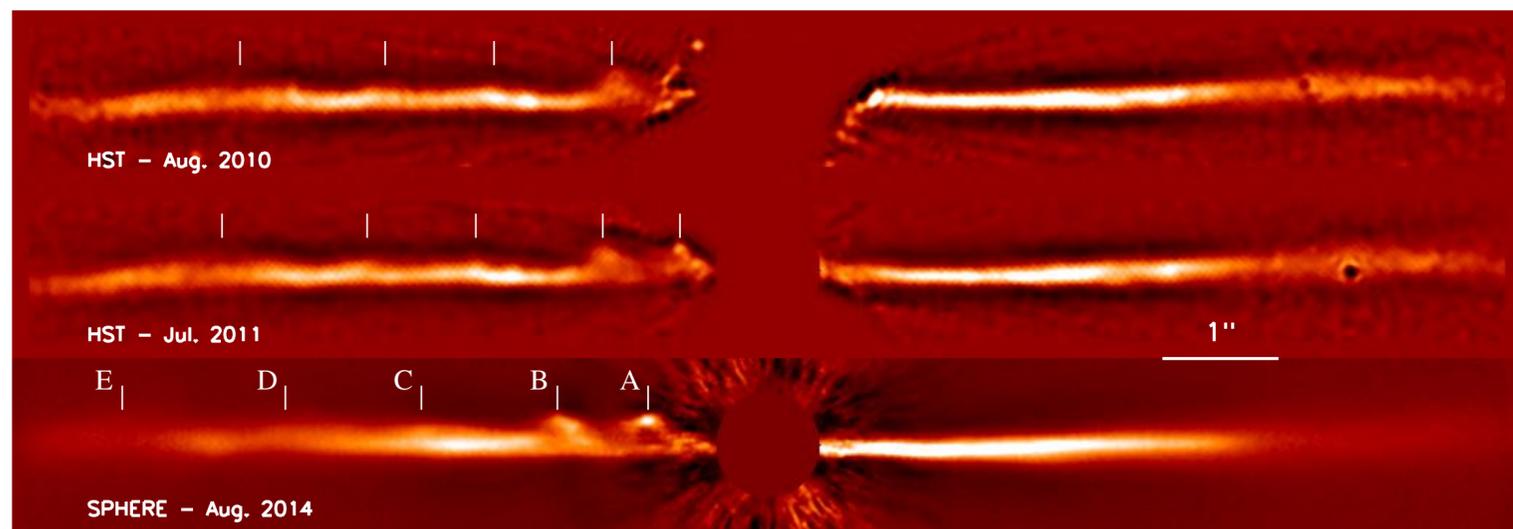


Fig. 1: 2010 and 2011 HST/STIS and 2014 VLT/SPHERE images of the debris disk of AU Mic. The five structures are identified in the bottom panel.

【本研究の内容】 **ダストの $\beta = (\text{輻射圧} + \text{星風圧})/\text{重力}$ とダスト排出源の位置 R_0** をパラメータにしたモデルで時間変化を再現する。ダスト排出源は止まっている場合とケプラー回転している場合の二通りを考えるが、そのメカニズムの詳細は考えない。

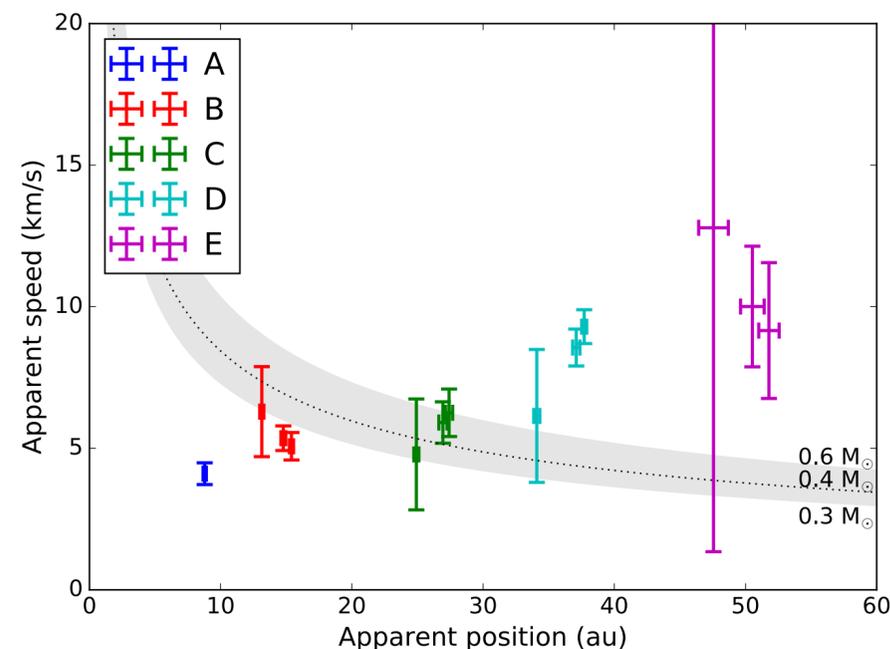
【AU Micの基本パラメータ】

Parameter	Value	Reference
Spectral type	M1Ve	Torres et al. (2006)
Age	23 ± 3 Myr	Mamajek & Bell (2014)
Distance	9.94 ± 0.13 pc	Perryman et al. (1997)
Mass (M_\star)	$0.3\text{-}0.6 M_\odot$	Schüppler et al. (2015)
Wind speed (V_{sw})	4.5×10^5 m/s	Strubbe & Chiang (2006)

※ Windの質量放出率については、 $50M_\odot$ と $300M_\odot$ の2通りを想定
 (β をダストサイズに換算するに効く)

【説明すべき基本的な観測事実】

(少なくとも外側のダストは) 星から吹き出される運動をしている



割と大きな β が必要

Fig. 2: Apparent speeds of the structures in the AU Mic debris disk derived from the observations (Tabs. 2 and A.1). The gray region shows the escape velocities for stellar masses ranging from 0.3 to $0.6 M_\odot$, the dotted line corresponding to a mass of $0.4 M_\odot$.

微惑星ベルト(星から35-40au)の内側に間欠的にダストを排出する源を置いて、 (R_0, β) のグリッド上でパラメータを振りつつ、観測者が運動を見込む角度 θ を変えながら観測を再現するものを探す

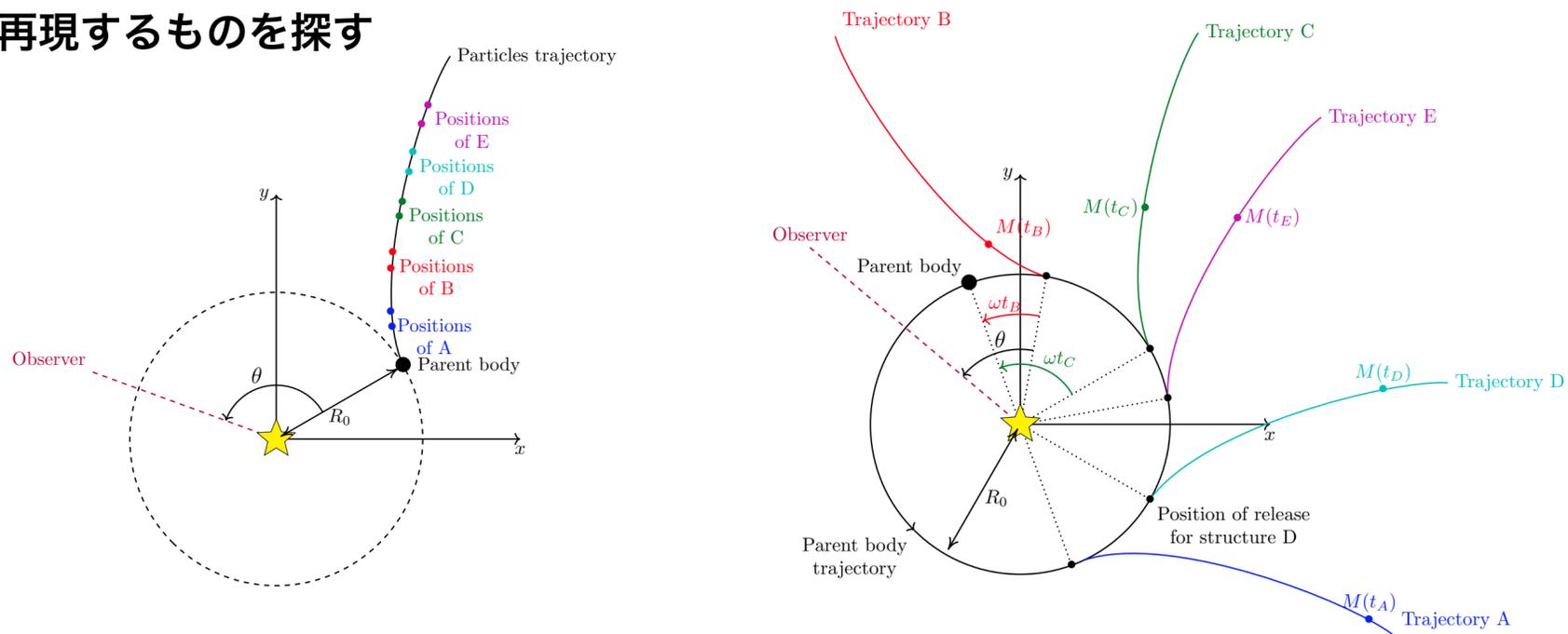


Fig. 5: **Left:** Sketch of the static case, seen from above. **Right:** Sketch of the orbiting case, seen from above. In this case, the structure B is used as the reference structure. Note that the features are not necessarily emitted in the alphabetical order.

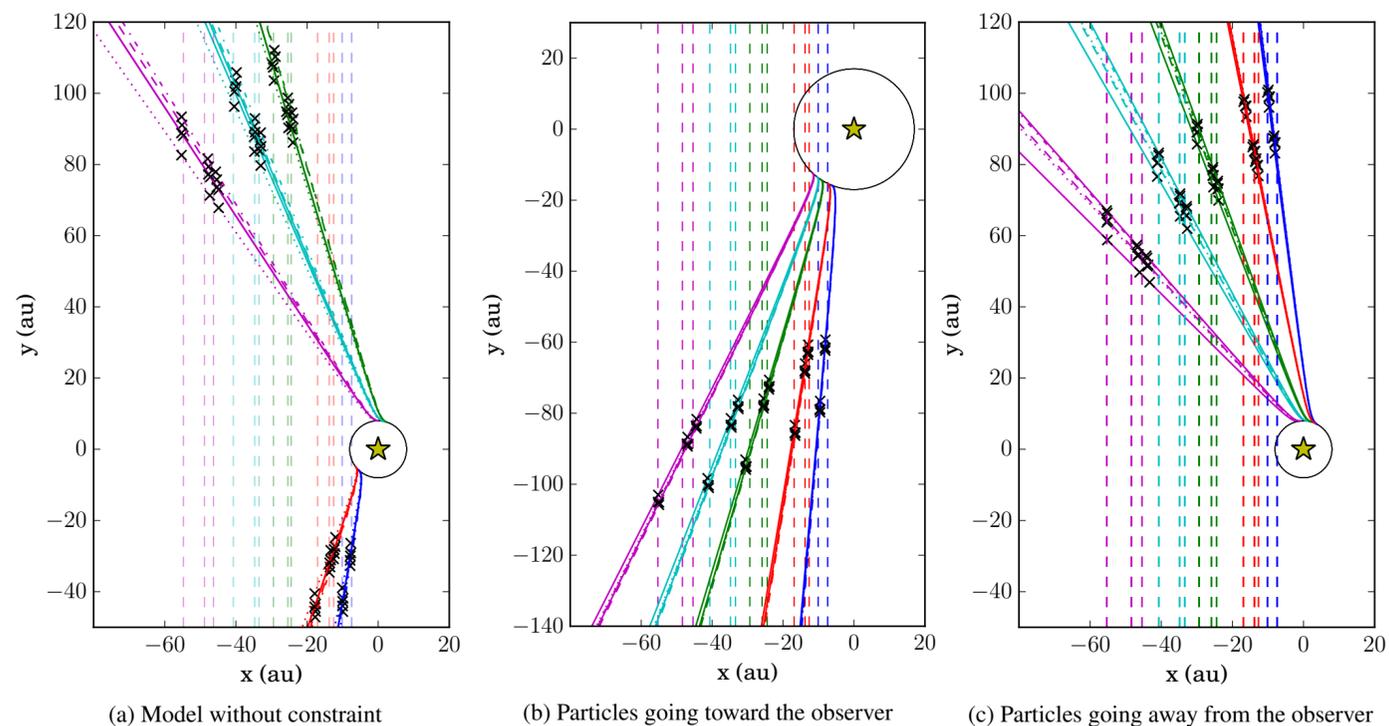
固定された排出源

ケプラー回転する排出源

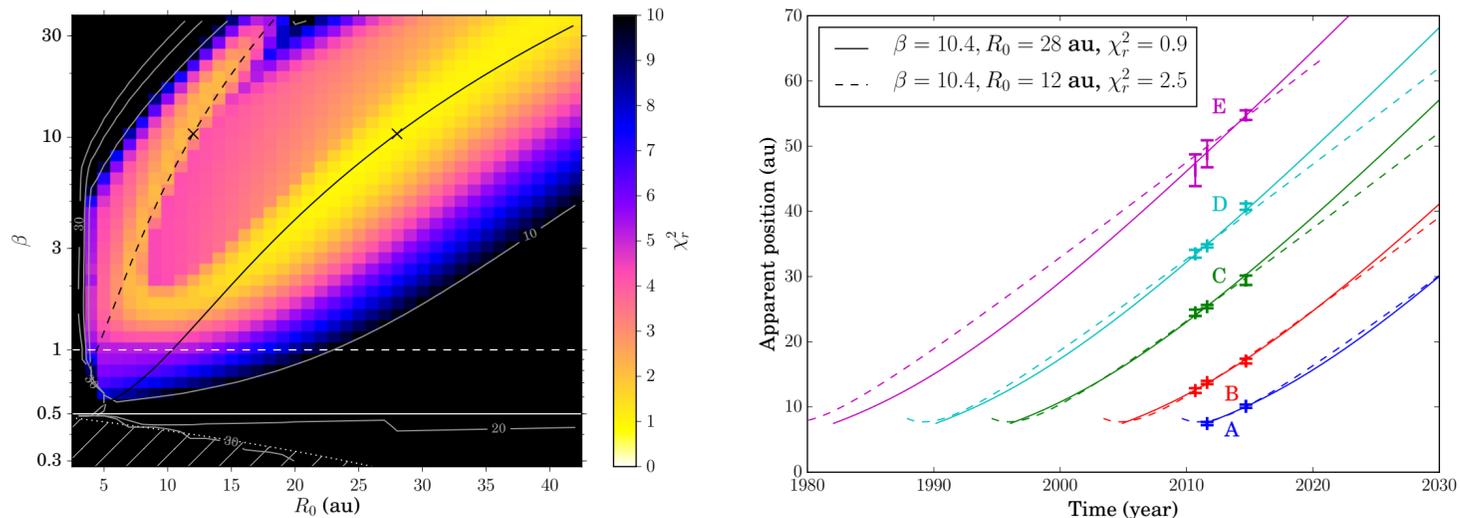
論文中では、列状に連なっている排出源が一定の場所で連続的にダストを放出するケースなども議論。この場合、排出源の軌道離心率が新たに加わる。

どちらの場合も、観測された固有運動は、同一ダストの群れが動いた結果であると仮定する。

ケプラー回転する排出源で、観測を再現するいくつかの例のダスト軌道を上から見たところ。

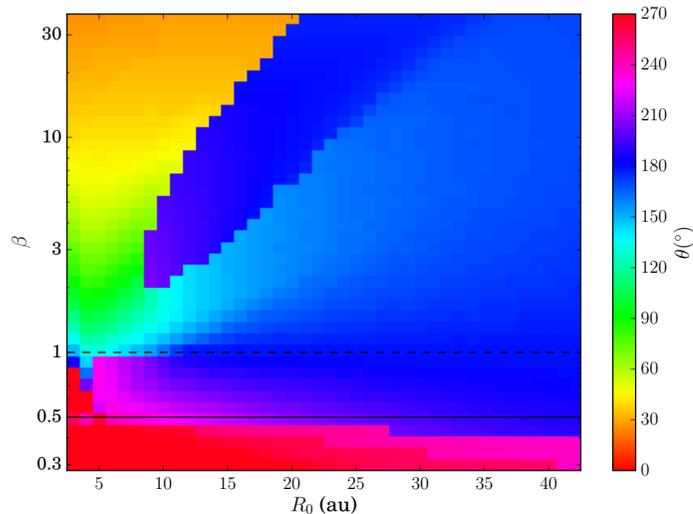


固定された排出源の結果

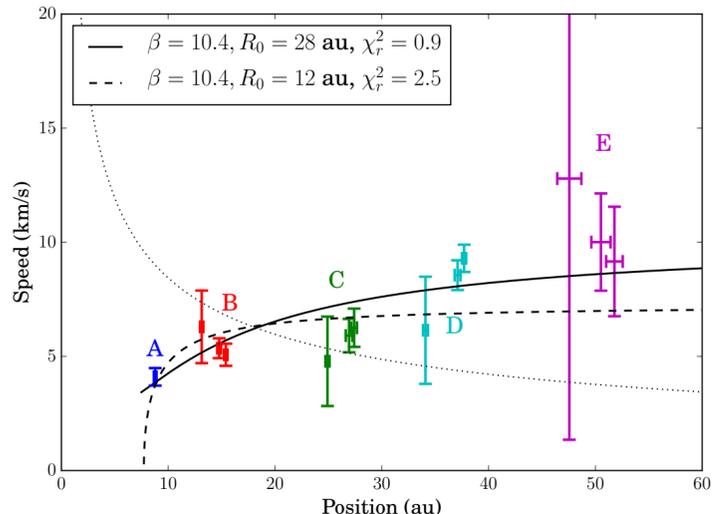


(a) Mean χ_r^2 map of the fit to five structures

(b) Best fits to the apparent positions as a function of observing date

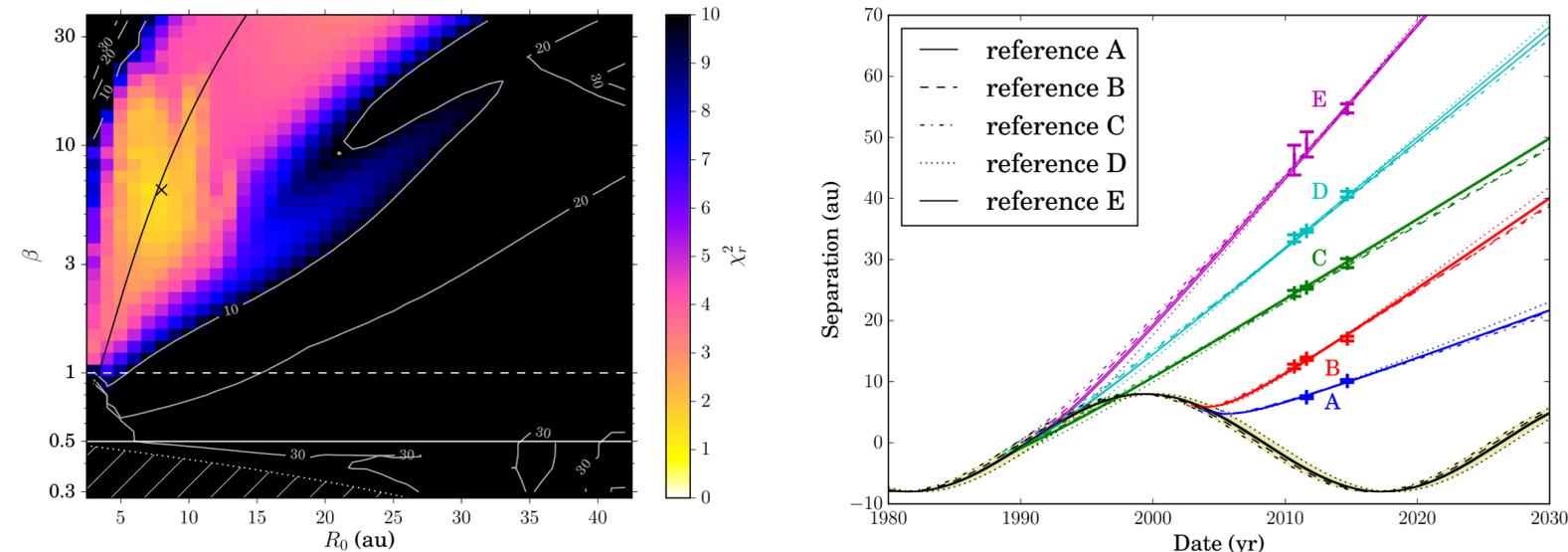


(c) Map of the angle of emission with respect to the observer.



(d) Best fits to the velocities as a function of apparent position

公転する排出源の結果



(a) Mean χ_r^2 of the fit to five structures

(b) Best fits to the apparent positions as a function of observing date

Fig. 8: *Orbiting parent body*. Modeling results of the position adjustment of all the structures in the case of an orbiting parent body (nominal case, see Sec. 3.2.1). **Left:** χ_r^2 map averaged over the five references (see text). **Right:** projected trajectories for the five structures assuming each of the structure is a reference for the fit. This shows that the fits are essentially independent of the assumed reference structure. The black lines are the apparent positions of the parent body.

$\beta=6.4, R_0=7.7\text{au}$ が χ^2 minimum.

【主な考察】

- いずれにせよ $\beta > 6$ がもっともらしい。質量放出率が $300M_{\odot}$ であれば $0.1\mu\text{m}$ スケール, $50M_{\odot}$ なら $< 20\text{nm}$ スケールのダストに相当
- 数年後の位置変化に関して異なる予言 ← 将来の観測で検証可能

$\beta=10.4, R_0=28\text{au}$ が most likely (だが, ある程度広い範囲で再現可能: 左上が χ^2 分布, 右上が Time vs. 見かけ位置。右下は見かけ位置と speed の関係。左下はその時の θ の値。

44. Species-to-species rate coefficients for the $\text{H}_3^+ + \text{H}_2$ reacting system

O. Sipilä, J. Harju and P. Caselli (A&A, in press)

<http://ads.nao.ac.jp/abs/2017arXiv170703170S>

【背景】 低温環境下での (H_2 以外の分子への) 重水素濃集は, pre-stellar coreや原始星エンベロープの物理化学進化を捉える上で重要

- Chemistryをドライブするのは H_3^+ とそのD化物であり, それらの正確な存在比や, 輝線を出す H_2D^+ , D_2H^+ のo/p比の正確な予言が大事 (o/pは, $\text{H}_3 + \text{HD} \rightarrow \text{H}_2\text{D}^+ + \text{H}_2$ の逆反応の進み方も違う)
- これまでの化学反応計算では, H_3^+ のisotopologues が全て基底状態にあると仮定して計算されていたが, 実際は回転励起状態ごとに化学反応係数が異なることを考慮に入れた場合, 存在比やo/p比が変わりうる。

【本研究の内容と大まかな結果】

- H_3^+ のisotopologues の励起を考慮に入れた化学反応係数を様々な温度・密度領域で算出。基底状態にあると考えた場合との差異を調べる。
- H_2D^+ , D_2H^+ については輻射輸送に基づく non-LTE効果も考慮。
- 原始星エンベロープのように高温($T \geq 20\text{K}$)・高密度領域($n(\text{H}_2) \geq 10^6 \text{cc}^{-1}$)で差が大きくなりうる。最近のIRAS16293に対する観測結果とも合うセンス。

【具体的な計算内容】

今まで:
$$\text{A}_0 + \text{B}_0 \xrightarrow{k_{00}} \text{C} + \text{D},$$

AとBの状態が基底状態だと思って計算していた
(ground-state-to-species coefficients)

本研究:
$$\text{A}_i + \text{B}_j \xrightarrow{k_{ijmn}} \text{C}_m + \text{D}_n,$$

AとBの励起状態*i, j*の違いを考慮 (state-to-state rate coefficients)
これらを平均化し, species-to-species rate coefficientsにする

- すでに状態ごとの化学反応係数のリストは先行研究あり (Hugo+ 2009)
- 励起状態の分布が得られれば, それを考慮した平均化をすることで, より現実的な化学反応係数が得られる。
- 励起計算としては, (i)LTEの場合(method 1)と(ii) H_2D^+ , D_2H^+ について non-LTE(method 2)を考慮した場合とで比較。

※励起状態の臨界密度を超えたときに, これまでの計算との差異が生じる。
※本来はそれぞれの励起状態の臨界密度は当該種のアバundanceにも依存するが, それは固定して考えている。

【結果1：単一温度・密度のモデル】

- ダッシュ: method 1, 実線: method 2, 点線: 基底状態を仮定
- 高温・高密度になるほど差が顕著になる (臨界密度を超えたところ)
- D₃⁺などは特に (放射は観測できないが)

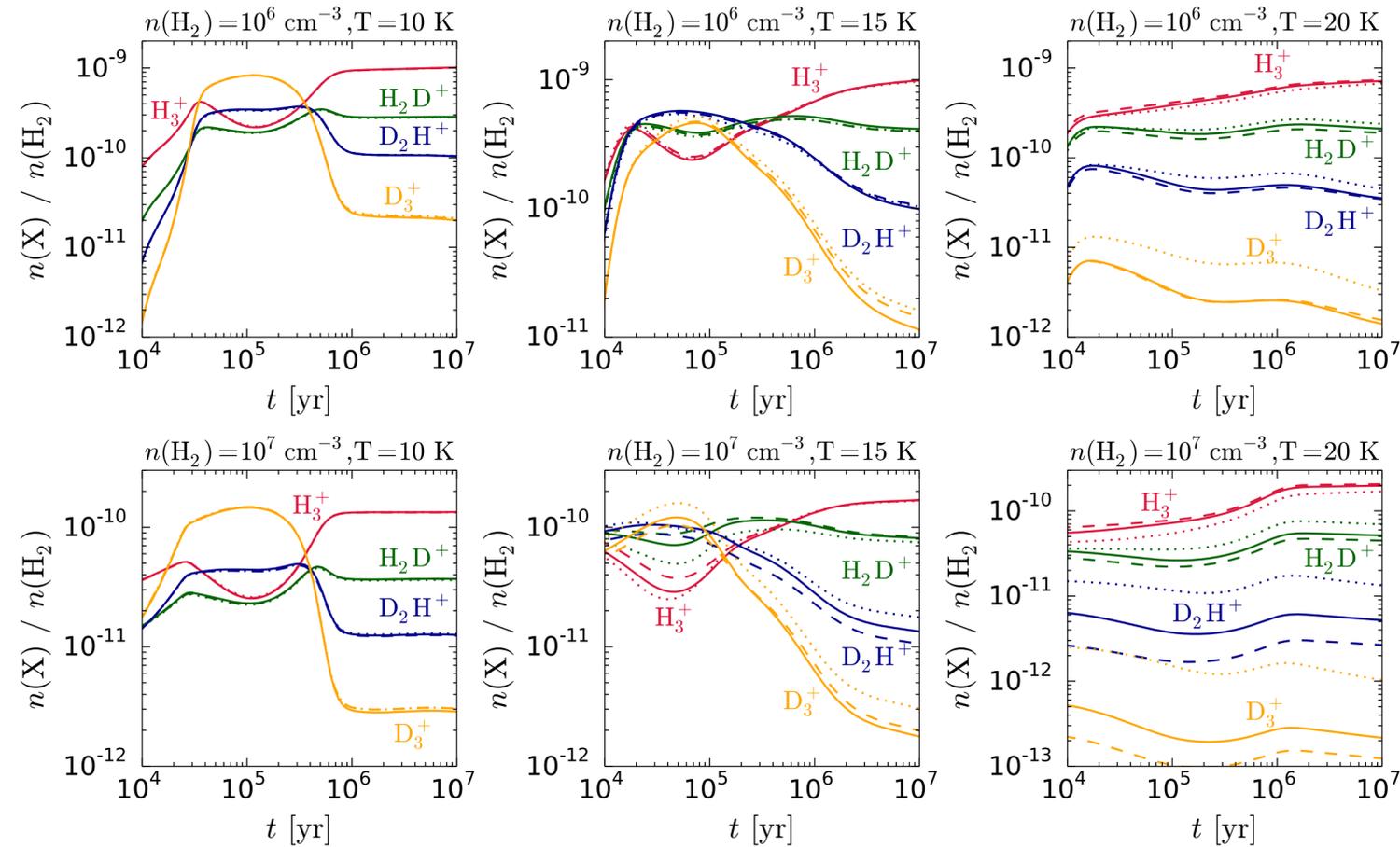


Fig. 2. Total abundances (sums over spin states) of the various H₃⁺ isotopologs as functions of time. The medium density is $n(\text{H}_2) = 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (upper row) or $n(\text{H}_2) = 10^7 \text{ cm}^{-3}$ (lower row). From left to right, the panels show calculations assuming $T_{\text{gas}} = T_{\text{dust}} = 10, 15,$ or 20 K . Species-to-species rate coefficients are adopted in two of the models (method 1, dashed lines; method 2, solid lines). The dotted lines show the results of calculations using the ground state-to-species rate coefficients.

ここでは割愛するが、o/p比の比較についても論文には結果が載っている。

【結果2：ソースモデル IRAS 16293】

- 原始星エンベロープを模した温度・密度構造で計算
- 実線: method 1, ダッシュ: 基底状態を仮定

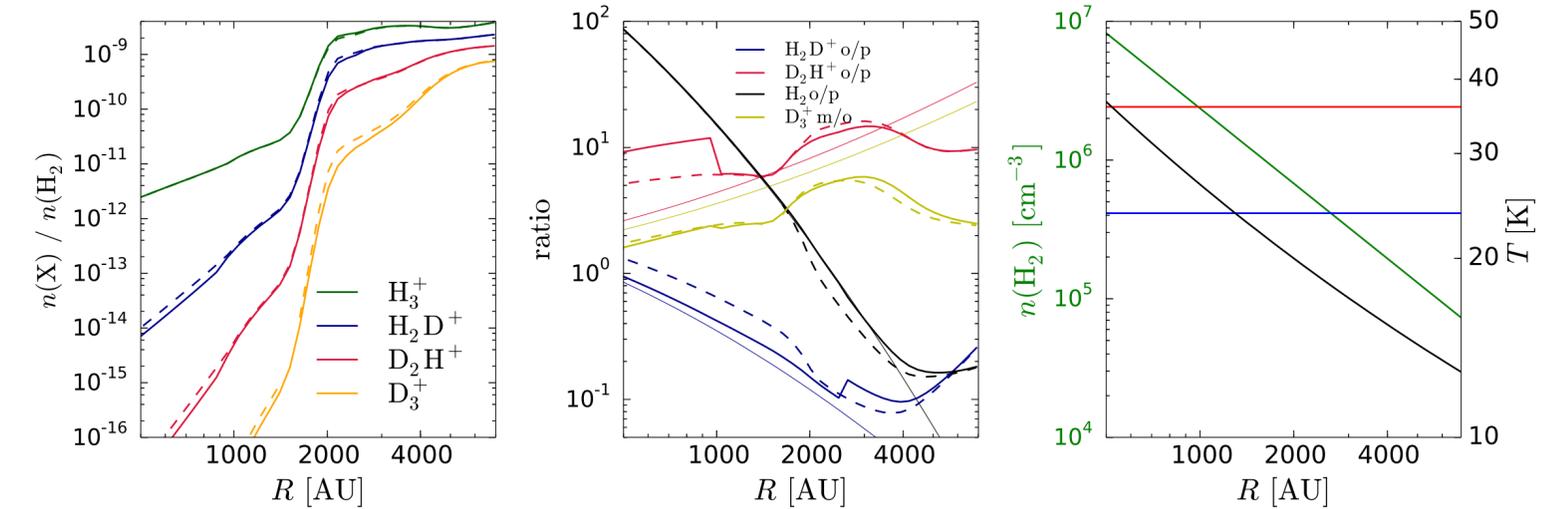


Fig. 4. *Left:* Radial distributions of the fractional abundances of selected species at $t = 5 \times 10^5 \text{ yr}$ in a protostellar core resembling IRAS 16293 according to the model of Crimier et al. (2010). Solid lines correspond to the species-to-species model (method 1), while dashed lines correspond to the ground state-to-species model. *Middle:* Radial distributions of the o/p ratios of selected species, and the meta/ortho ratio of D₃⁺. The thin solid lines show the thermal spin-state ratios of the plotted species. *Right:* Density and temperature distributions of the IRAS 16293 core model. The blue and red horizontal lines mark the critical densities of the first excited rotational transitions of oH₂D⁺ and pD₂H⁺, respectively.

oH₂D⁺の第一励起状態とpD₂H⁺の第一励起状態の臨界密度 (一番右の青線と赤線) を横切る半径で、両者のo/p比の結果が変わる

新しい計算は、最近のSOPIA (Harju+ 2017)の oD₂H⁺観測をよりよく説明

ここでは割愛するが、pre-stellar core(L1544)を模した温度・密度構造の場合は大きな差は生じない (より低温で、高密度領域が狭いため)

45. The observed chemical structure of L1544

Spezzano, S., Caselli, P., Bizzocchi, L. et al. (A&A, in press)

<http://ads.nao.ac.jp/abs/2017arXiv170706015S>

【背景】星なしコアの内部では、ダスト連続波分布（H₂柱密度をトレース）と分子輝線分布が異なる（CO凍結など）他、分子種ごとに異なる分布を示すことが明らかになってきている。

【本研究の内容】

星なしコアの1つL1544を22の異なる分子種、39の遷移によりIRAM30m望遠鏡でマッピング。積分強度分布の違いを定量化するべく、主成分分析（PCA）を施し、分布の違いやグルーピングの定量化を試みた。

【結果：5つのグループ】

(1) c-C₃H₂ peak (炭素鎖分子)

(2) Dust Peak (N系分子)

(3) メタノール peak (O系分子)

(4) HNCO Peak (pre-bio?)

(5) そのほか

Table 1: Spectroscopic parameters of the observed lines, divided depending on the po

Molecule	Transition	Rest frequency (MHz)
c-C₃H₂ peak		
c- ¹³ C ₃ H ₂ *	$J_{K_a, K_c} = 2_{1,2} - 1_{0,1}$	84185.634
c-C ₃ H ₂ *	$J_{K_a, K_c} = 3_{2,2} - 3_{1,3}$	84727.688
c-C ₃ H ₂	$J_{K_a, K_c} = 2_{0,2} - 1_{1,1}$	82093.544
H ₂ CCC*	$J_{K_a, K_c} = 5_{1,5} - 4_{1,4}$	102992.379
H ₂ CCC*	$J_{K_a, K_c} = 4_{1,3} - 3_{1,2}$	83933.699
C ₃ H* (² Π _{1/2} Λ = b ^b)	$J = 9/2 - 7/2 F = 5 - 4$	97995.166
C ₃ H* (² Π _{1/2} Λ = b ^b)	$J = 9/2 - 7/2 F = 4 - 3$	97995.913
C ₄ H*	$N = 12 - 11 J = 25/2 - 23/2 F = 12 - 11 \& 13 - 12$	114182.510
H ₂ CCO*	$J_{K_a, K_c} = 5_{1,5} - 4_{1,4}$	100094.514
H ₂ CCO*	$J_{K_a, K_c} = 5_{1,4} - 4_{1,3}$	101981.429
HCCNC*	$J = 9 - 8$	89419.300
H ₂ CS*	$J_{K_a, K_c} = 3_{0,3} - 2_{0,2}$	103040.452
HCS ⁺ *	$J = 2 - 1$	85347.890
C ³⁴ S*	$J = 2 - 1$	96412.949
CCS	$N, J = 8, 7 - 7, 6$	99866.521
CCS	$N, J = 7, 6 - 6, 5$	86181.391
CCS*	$N, J = 7, 7 - 6, 6$	90686.381
CCS*	$N, J = 8, 9 - 7, 8$	106347.726
CH ₃ CN*	$J_K = 6_0 - 5_0$	110383.500
HCC ¹³ CN*	$J = 10 - 9$	90601.777
Dust peak		
¹³ CN*	$N = 1 - 0 F_1 = 2 - 1 F_2 = 2 - 1 F = 3 - 2$	108780.201
H ¹³ CN*	$J = 1 - 0 F = 2 - 1$	86340.168
N ₂ H ⁺ *	$J = 1 - 0 F_1 = 0 - 1 F = 1 - 2$	93176.265
Methanol peak		
CH ₃ OH*	$J_{K_a, K_c} = 2_{1,2} - 1_{1,1} (E_2)$	96739.362
CH ₃ OH	$J_{K_a, K_c} = 0_{0,0} - 1_{1,1} (E_1 - E_2)$	108 893.963
SO*	$N, J = 2, 2 - 1, 1$	86093.950
SO	$N, J = 3, 2 - 2, 1$	109252.220
³⁴ SO*	$N, J = 2, 3 - 1, 2$	97715.317
SO ₂ *	$J_{K_a, K_c} = 3_{1,3} - 2_{0,2}$	104029.418
OCS*	$J = 7 - 6$	85139.103
HCO*	$N_{K_a, K_c} = 1_{0,1} - 0_{0,0} J = 3/2 - 1/2 F = 2 - 1$	86670.760
HNCO peak		
CH ₂ DCCH*	$J_{K_a, K_c} = 6_{0,6} - 5_{0,5}$	97080.728
CH ₃ CCD*	$J_K = 6_1 - 5_1$	93454.331
CH ₃ CCH*	$J_K = 5_0 - 4_0$	102546.024
CH ₃ CCH	$J_K = 6_1 - 5_1$	85457.300
HNCO*	$J_{K_a, K_c} = 4_{0,4} - 3_{0,3}$	87925.237
HNCO	$J_{K_a, K_c} = 5_{0,5} - 4_{0,4}$	109905.749
Other		
¹³ CS*	$J = 2 - 1$	92494.308
HC ¹⁸ O ⁺ *	$J = 1 - 0$	85162.223

グループの代表的分布, 黒コントアがダスト連続波, ▼がそのピーク

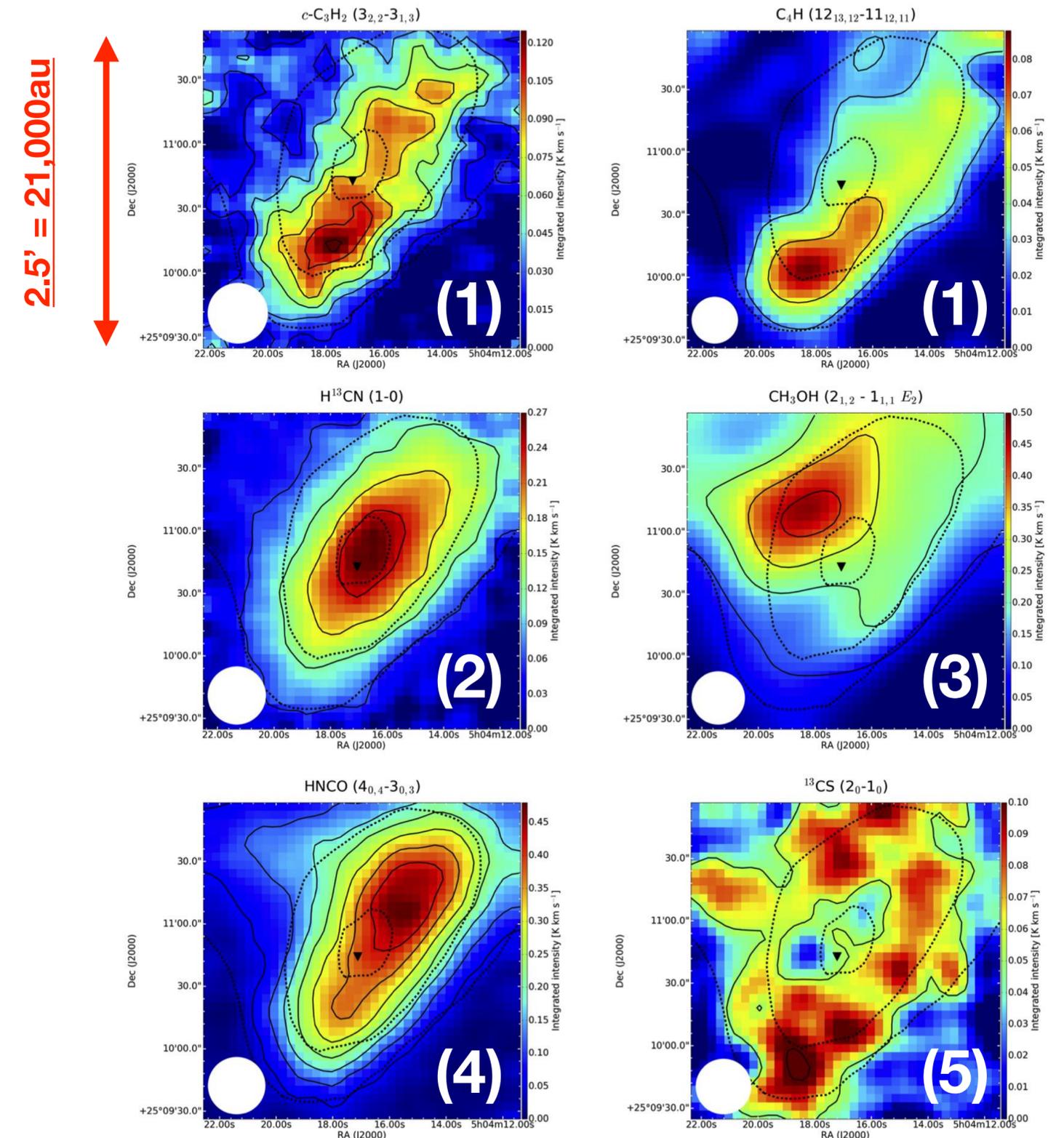


Fig. 1: Sample of maps belonging to the different families observed towards L1544. The full dataset is shown in the Appendix A. The black dashed lines represent the 90%, 50%, and 30% of the H₂ column density peak value derived from Herschel maps (Spezzano et al. 2016), $2.8 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. The solid lines represent contours of the molecular integrated emission starting with 3σ with steps of 3σ (the rms of each map is reported in Table 1). The dust peak (Ward-Thompson et al. 1999) is indicated by the black triangle. The white circles represent the HPBW of the 30 m telescope.

【PCA解析結果】 3つの有意なコンポーネント

- **PC1** : ダスト分布に似た形で, そのピークを挟むように, 炭素鎖分子ピーク (南) と HNC₂Oピークをカバー : **基本物理量である「柱密度」「温度」 (右コラム下) と強い相関**
- **PC2** : 炭素鎖分子ピークが -, CH₃OHピークが+ : **C-rich chemistry (CO解離領域) と飽和有機分子領域 (輻射影響小) の反相関?**
- **PC3** : **ダストピーク種とHCNOピーク間の分子の関連を示唆?** : 新たな発見 (理由の解明は今後の課題), 物理量との相関はない

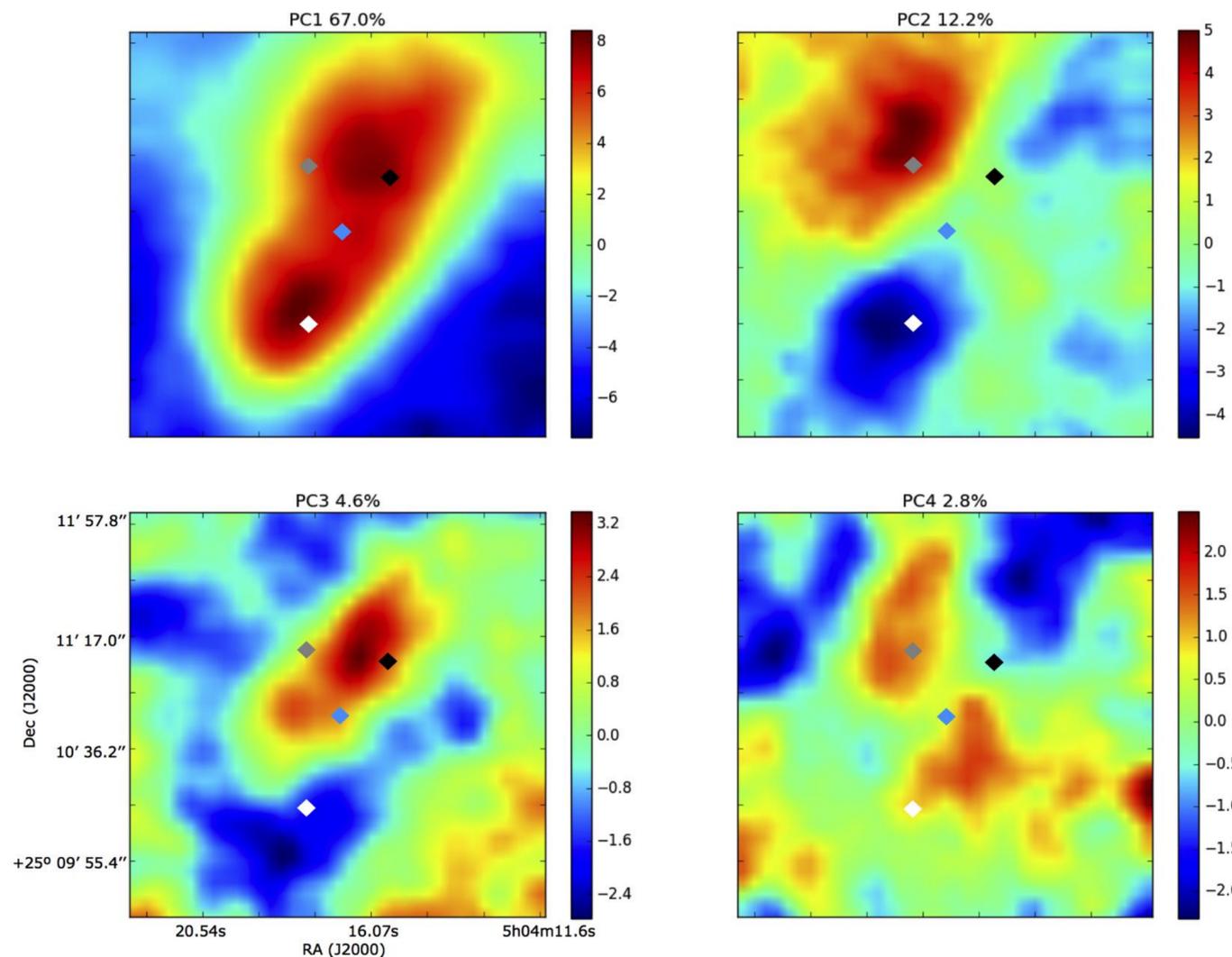


Fig. 2: Maps of the first four principal components obtained by performing the PCA on the standardised data. The maps are constructed by summing for each pixel the contribution of each molecular transition scaled by the values reported in Table 2, i.e. they represent each pixel projected in the space of the principal components. The percentages represent the amount of correlation that can be reproduced by the single principal component. The blue, black, white and grey diamonds indicate the dust, the HNC₂O, the *c*-C₃H₂, and the methanol peaks respectively.

【議論】

- 概ね, これまで言われていた傾向を定量的に再確認
- 南側の炭素鎖分子ピークはダスト柱密度の急勾配部分 (コアの縁) に相当, ISRFでCOが解離したことによるC-richな環境で化学がドライブ
- 北側のCH₃OHピーク : Oを含むComplex Organic Molecules (COM)が中心。より光が弱い環境。
- HNC₂Oピーク : D化物の輝線複数受かっている(CH₃CCD, CH₂DCCH)ので, 光学的厚みなどの効果ではなく, 確かな第3の分子ピーク
- PC3 : ダストピークの化学種と, HNC₂Oピーク (Pre-bio molecules ?)に 関連を示唆?

同じ領域のHerschel データから求めたH₂柱密度とT_{dust} map

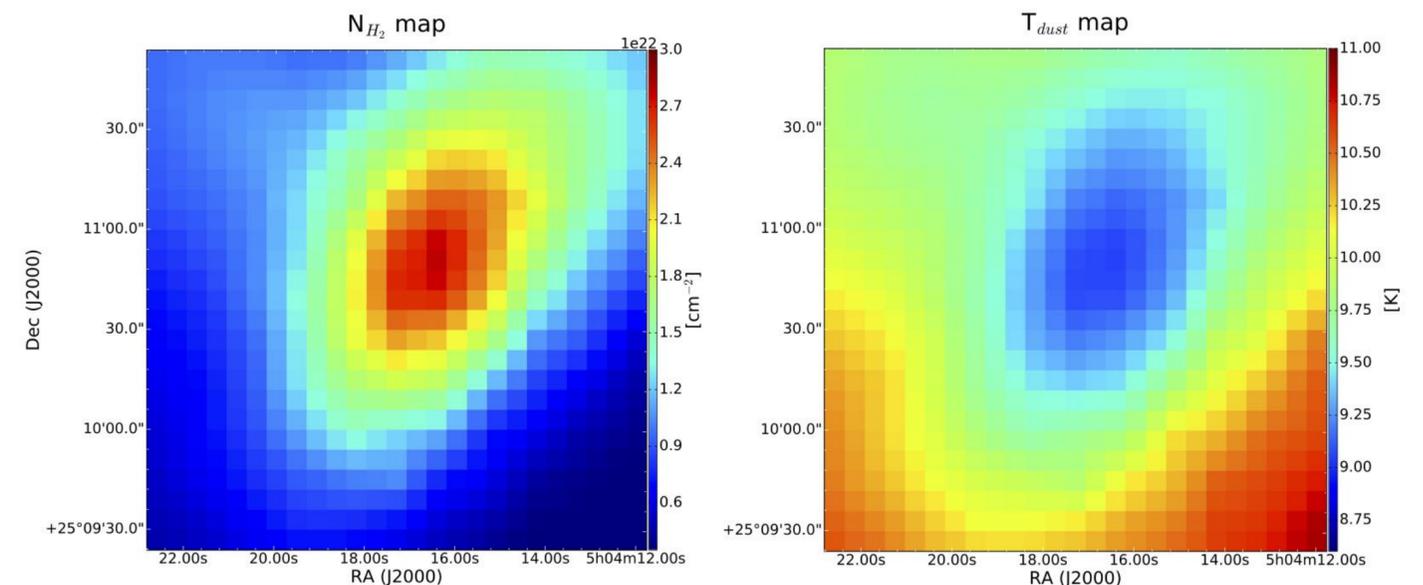


Fig. 5: Maps of the H₂ column density and the dust temperature in L1544.