

計算機の中に星を作る・観測する



富田 賢吾

〈Department of Astrophysical Sciences, Princeton University, Princeton, NJ 08544, USA

／日本学術振興会海外特別研究員

e-mail: tomida@astro.princeton.edu

星形成過程は流体力学・自己重力・磁場・輻射輸送・化学反応などのさまざまな物理が絡み合う複雑な現象であり、その理解には数値シミュレーションが大きな役割を果たしてきました。われわれは分子雲コアが重力収縮して「星の種」原始星コアができる過程の3次元輻射磁気流体力学計算に世界で初めて成功し、星形成の自然な副産物である星周円盤の形成とアウトフロー・ジェットの駆動を明らかにしました。また特に輻射輸送を計算に導入したことで現実的なガスの熱的進化を扱うことができるようになり、シミュレーション結果から直接観測的性質を計算（「観測」）することで恣意的なモデルを置くことなく実際の観測と比較することが可能になりました。本稿では最先端の数値シミュレーションとその結果、それに基づいてわれわれが取り組んでいる将来の観測への予測を紹介します。

1. 長い導入

君の話は蘊蓄が多い——学生の頃、指導教員によくこう言われました。その性分は相変わらずなので、本稿も長い導入から始めたいと思います。

1.1 分子雲の重力収縮過程

星形成過程と一口に言っても、銀河スケールでの星形成則の研究から原始星の進化の研究まで非常に幅広い分野です。真に星形成を理解するには全体を通して一貫した描像を構築しなければなりません。ここでは分子雲から一つまたは少数の星が形成される過程の研究を紹介します。つまり、星間分子雲中のガスの濃い塊（分子雲コア）が重力不安定になって収縮が始まり、最終的には原始星とそれに付随する円盤やアウトフロー、そして惑星系が形成される一連の過程です。本稿では数太陽質量以下の低質量星の形成過程に限りませんが、大質量星もその初期進化は共通点が数多くあります。

この分野の研究の究極的な目的は二つあります。一つは星の初期質量分布関数（Stellar Initial Mass Function; IMF）の起源を理論的に解明すること、もう一つは太陽系を含む多様な星・惑星系の構造を説明することです。前者は宇宙全体の進化を決定する最も重要な情報の一つであり、後者はわれわれ自身の起源を理解したいという本能的な要求に直結します（大袈裟）。この二つの問題において、分子雲コアの収縮による原始星形成過程を理解することは本質的に重要です。近年の観測から星形成の初期条件である分子雲コアの質量分布（Dense Core Mass Function; DCMF）と終状態である星のIMFが相似的であることが指摘されています^{1),2)}。すなわち、DCMFを低質量側に数十%程平行移動するとIMFと非常によく似ていることがわかっています。これを安易に解釈すると、星の質量分布は分子雲コアの段階ですでに決定されており、各分子雲コア質量の一定割合（星形成効率）が星になるということになります。

このDCMFとIMFの関係を調べるためには、まさに星が形成される過程そのものを調べる必要があるのです。同時に、星周円盤やアウトフロー、そして惑星系は星形成過程の必然的副産物ですから、星形成の文脈で統一的に理解しなければなりません。

この過程の初期条件と最終状態は観測的に比較的良好に理解されていますが、まさに星が形成される現場は分子ガスに深く埋もれており、また時間スケールも短いため観測が困難です。そのためこの分野の研究には数値シミュレーションが大きな役割を果たしてきました。星形成過程は流体力学・重力以外にも多次元性・磁場・輻射輸送などさまざまな物理が絡み合う複雑な現象であり、それを扱うためには高度な計算コードが必要になります。新しい観測装置によって研究が進展すると全く同様に、星形成の理論的研究はこれらを一一つ取り入れることで発展してきました。

1.2 原始星形成のシナリオ

この分野で最も先駆的かつ最も重要な研究を行ったのはLarson³⁾です。彼は分子雲コアの重力収縮過程を1次元球対称流体計算を行い、この収縮過程が2段階で進行することを見いだしました。この時の進化を示したものが図1の実線です。重力不安定な分子雲コアは初期にはダスト連続波による輻射冷却が効率的に働くため、ほぼ等温的に進行します。この段階は解析的な自己相似解(Larson-Penston解)でよく記述でき、中心部だけが暴走的に密度が高くなります。中心密度が十分に高く($\rho \sim 10^{-13} \text{ g cm}^{-3}$)なると輻射冷却が非効率的になり、温度が断熱的に上昇し始めます。するとガス圧と重力が釣り合うために収縮は一時的に止まり、準平衡的な天体が形成されます。この天体は典型的に数AU程度の半径をもち、第一断熱コアあるいは単にファーストコアと呼ばれています。ファーストコアは周囲からのガス降着で成長し、1,000年程度で中心温度が約2,000 Kにまで達すると水素分子が壊れ始めます。

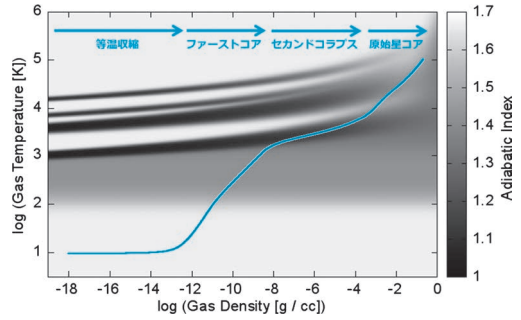


図1 輻射流体計算から得られた収縮する分子雲の中心にあるガスの熱進化トラック(青い線)と、ガスの断熱指数(白黒)。断熱指数は圧縮に対するガスの応答性を表す熱力学的指標で、この値が4/3を下回ると重力を支えきれなくなりガス球は動的な収縮を起こします。低温では水素分子の回転遷移が励起されないために断熱指数は5/3程度ですが、およそ100 K以上では7/5程度になります。4本の黒い帯は下から順に水素分子の解離および水素・ヘリウムの電離による吸熱反応に対応しており、水素分子の解離反応によってセカンドコラプスを起こすことが示されています。

この反応は強い吸熱反応のため温度上昇が抑えられ、ガス圧は重力を支えられなくなり再び暴走的に収縮します(セカンドコラプス)。水素分子の解離が完了すると再びガスは断熱的になり、数太陽半径程度の大きさをもつ準平衡天体が形成されます。この原始星コアまたはセカンドコアと呼ばれる「星の種」は形成直後は0.01太陽質量以下と非常に小さいですが、周囲からのガス降着により成長しT Tauri型星の段階を経て主系列星へと進歩します。このシナリオはより高度な数値計算で検証され⁴⁾、現在では確立されたものとして受け入れられています。

1.3 星形成過程の「問題」

現実の分子雲は多次元性を考慮する必要がありますし、また回転や乱流、磁場が存在するためにはるかに複雑です。これらに関連して星形成過程にはいくつかの歴史的問題が存在し、これらを発見・解決しながら研究は進展してきました。

1.3.1 角運動量問題

その問題のうち最も重要なものは角運動量問題と呼ばれています。これは、観測されている分子雲コアのもつ角運動量は星の角運動量と比べて何桁も大きく、角運動量を保存したまま収縮が起るとすると遠心力に妨げられて星が形成されないという問題です。言い換えれば、星形成過程の間に角運動量を輸送する非常に効率の良い機構が存在するというを意味しています。Bate⁵⁾は3次元のSmoothed Particle Hydrodynamics (SPH)法によるシミュレーションを行い、非軸対称構造を介した自己重力トルクがこの役割を果たすことを示しました。星形成過程の初期に回転で支えられた円盤が形成され、この円盤が重力的に不安定になり渦状腕が発生し、これを介して角運動量が効率よく輸送されることで中心に星が形成されるのです。角運動量輸送と比べ円盤質量の増加が速い場合には、円盤は重力不安定を起こして分裂し連星系が形成されます。

しかしこの描像からは重要な物理過程、磁場の効果が抜けています。観測から分子雲コアは臨界(磁場で重力収縮を妨げることができる)近い強度の磁場をもっていることがわかっています⁶⁾。この磁場は星形成過程に決定的な影響を及ぼします。Tomisaka⁷⁾⁻⁹⁾は2次元軸対称の磁気流体計算により、回転と磁場の相互作用によってアウトフローが駆動されること、このアウトフローが非常に効率よく角運動量を輸送することを示しました。また同時に、Alfvén波により角運動量を輸送する磁気制動(Magnetic Braking)という機構も働きます。その後より精密な3次元シミュレーションが行われ、現実的な状況設定では磁場による角運動量輸送がより重要であると考えられています¹⁰⁾⁻¹²⁾。

1.3.2 磁束問題

星形成過程におけるもう一つの歴史的問題は磁束問題と呼ばれています。これは角運動量問題と同様に、分子雲のもつ磁場が観測されている星の

磁場よりも何桁も大きいというものです。分子雲は低温かつ高密度のため電離度が非常に低く、重力収縮過程の間にオーム散逸や双極性拡散といった非理想MHD効果が重要になります。特にファーストコア段階で大きく磁場が散逸し、星に持ち込まれる磁場は十分に低減されます¹³⁾。

1.3.3 星周円盤の形成と分裂

磁場によって角運動量問題は解決されたかに見えましたが、これは新たな問題を生み出しました。磁場による角運動量輸送の効率が良過ぎるために、「星形成過程の初期に」回転で支えられた星周円盤が形成されない、あるいは連星系が形成されないという問題です。現実には星周円盤は多数観測されており、また星の多くは連星として形成されることが知られていますから、これらは理論シミュレーションと観測の深刻な不一致となりえます。これらの問題は“Magnetic Braking Catastrophe”および“Fragmentation Crisis”と呼ばれ、比較的新しく提唱された問題です^{14), 15)}。すでにいくつかの解決策が提案されていますが、まだ論争が続いており重要な問題だと考えられています。

なお、以上のような背景については過去の天文月報の記事も参照してください^{16) 17)}。

1.4 より現実的に…多次元輻射流体計算

ここまで説明してきた多次元シミュレーションはすべて輻射輸送の効果を無視し、バロトロピック近似と呼ばれる手法を用いています。この方法では、温度進化をある程度低密度までは等温的でそこからは断熱的というように、1次元輻射流体計算の結果を再現する密度の関数として記述します。多次元の輻射流体計算は非常に計算コストが高いために長年この手法が用いられてきましたが、輻射による加熱冷却や衝撃波、磁場の散逸による加熱等を記述できないため正確ではありません。まだ完全な多次元輻射流体計算は困難ですが、近年の計算機技術の発展により近似的な輻射輸送計算を取り入れた研究が可能となり、積極的に進められています。Whitehouse & Bate¹⁸⁾は

SPHに流束制限拡散近似（後述）を組み合わせた輻射流体計算を行いました。また2010年には Commerçonら¹⁹⁾とわれわれ²⁰⁾が独立に3次元輻射磁気流体シミュレーションを行いました。特に観測との比較には輻射輸送を取り入れることが決定的に重要であり、現在初期科学運用段階にあるアタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計ALMAに合わせて多くのグループが取り組んでいます。

以上のように、星形成過程の研究は複雑な物理過程を段階的に取り入れることで発展してきました。特に輻射輸送と磁場の両方を取り入れた輻射磁気流体シミュレーションは最先端のテーマです。またオーム抵抗などの非理想MHD効果による磁場の散逸は先述のMagnetic Braking Catastropheや磁束問題の解決に重要な役割を果たします。これらの必要な物理過程を全て取り入れて原始星コアまで分解する高解像度計算はこれまで行われていませんでした。われわれはこれまでの路線を推し進め、世界で初めて3次元抵抗性輻射磁気流体計算で原始星コアの形成をシミュレーションすることに成功しました。

2. 3次元抵抗性輻射磁気流体計算

これまで見てきたように星形成のシミュレーションではさまざまな物理過程が重要であり、それらを破綻なく組み合わせる必要があります。磁気流体力学や自己重力、非理想MHD効果の解法は比較的確立されているのでほかに譲り、ここではいくつかの重要な要素について説明したいと思います。少々技術的な話になるので苦手な方は飛ばしていただいても構いませんが、先述のとおり星形成研究と数値計算の進展は不可分なのでしばらくお付き合いください。

2.1 多重格子法

星形成過程では重力収縮の結果、初期には $10^{-20} \text{ g cm}^{-3}$ 程度の極めて希薄なガスが最終的には 1 g cm^{-3} 以上にまで達します。当然そのためには非常に広い範囲からガスを集めてこなければ

なりません。元の分子雲コアが 0.1 pc ($\sim 10^{17} \text{ cm}$)程度の大きさなのに対し、最終的に形成される原始星の半径は太陽半径の数倍程度 ($\sim 10^{11} \text{ cm}$) ですから、その空間スケールは6桁以上にも及びます。これを一様な格子で分解するには途方もない計算量が必要になり、到底実現不可能です。幸い星形成では計算領域全体を細かく分解する必要はなく、形成される星とその周辺の構造に興味があります。そこで必要などころにだけ細かい格子を何段も入れ子状に配置する多重格子法を用い、少ない計算量と高い解像度を両立します。

2.2 輻射輸送の数値計算法

導入で述べたとおり、輻射輸送と流体力学計算を組み合わせた輻射磁気流体力学計算は星形成研究のフロンティアです。輻射輸送方程式を直接解くことは空間3次元+方向2次元+周波数1次元の6次元問題であり、現状の計算機資源では困難です。そこで計算量を低減するために二つの近似を導入します。一つは輻射場のスペクトルが黒体放射的であると仮定して振動数について積分した方程式を用いるGray近似で、もう一つが流束制限拡散近似²³⁾ (Flux Limited Diffusion Approximation; FLD) です。この近似では光学的に厚い領域で成立する拡散近似を光学的に薄い領域まで外挿するのですが、そのままでは光学的に薄い領域で輻射エネルギーが流れ過ぎてしまいます。これを物理的に正しい極限（光速で輻射エネルギーが流れる）を与えるよう修正したものが「流束制限」という理由です。これにより輻射輸送を輻射エネルギー密度についての3次元の問題に落とすことができ、大幅に計算量を減らすことができます。これらはかなり粗い近似で光学的に薄い領域では破綻してしまいますが、星形成過程では中心に形成される高密度の天体に興味があるため妥当性のある近似と言えます。現状ではよく用いられています。輻射輸送を流体力学と組み合わせることの難しさは、その時間スケールの違いにあります。星形成では流体の速度はたかだか数十km/s程度

ですが光速は30万 km/sですから、4桁もの違いがあります。通常数値計算で用いられる陽解法（既知の情報だけを用いて次の時間発展を計算する）では情報が伝わる時間より大きな時間刻みを取ることができませんから、もし陽解法で輻射流体計算を行おうとすると何万倍もの計算が必要になります。これはいくら計算機が進歩したとはいえ到底現実的ではありません。そこで陰解法（既知の情報に加え、次の時間刻みにおける変数の関係式を計算に取り入れる）という、計算の時間刻みにかかわらず安定な手法を採用します。この手法では大規模（数十万変数）な非線形の連立方程式を解く必要がありますが、大きな時間刻みを取ることによって計算回数を減らし現実的なコストで計算することができます。

2.3 現実的状態方程式

熱力学的進化を現実的に扱うためには輻射輸送に加え量子力学・化学的效果が重要です。セカンドコラプス以後の進化を計算するには水素分子の解離をはじめとする化学反応を計算に取り入れる必要があります。化学反応の効果を取り入れるには本来は化学反応ネットワークを計算するのが望ましいのですが、いま興味ある領域では化学反応の時間スケールは短いために十分速く平衡に達すると見なすことができます。また水素分子は二原子分子ですが、100 K以下の低温では回転遷移が十分に励起されないために熱力学的には単原子分子のように振る舞います。このような量子力学的な効果も星形成過程における熱的進化に重要な役割を果たし、円盤の力学的安定性等に影響します。そこで熱統計力学の方法に従ってこれらの量子力学的効果と化学反応を含む分配関数を計算し、状態方程式を作成しました。この状態方程式から得られる断熱指数 $\Gamma = C_p/C_v$ を図1に示しました。

3. 分子雲コアの重力収縮過程

このような複雑な物理過程の結果、実際どのように星が形成されるのか見ていきましょう。ここ

では孤立した1太陽質量程度の分子雲コアの中で起こる低質量星形成過程を考えます。初期条件として観測から推定される程度の強さの一樣回転と一樣な磁場をもつ重力不安定な温度10 Kのガス球を考えます。実際には分子雲コア中には乱流が存在し回転や磁場の分布もより複雑だと考えられますが、現象を明確に理解するために理想化して乱流は無視し、磁場と回転軸はそろっているとします。

本稿では主に導入で述べた Magnetic Braking Catastrophe に着目します。この問題では磁場と角運動量輸送に対するオーム散逸の効果が重要なので、以下ではオーム散逸の存在する場合としない場合を比較しながら分子雲コアから原始星コアに至る進化をたどっていきます。

3.1 ファーストコアとアウトフロー

回転や磁場が存在する場合でも、ごく初期の進化は球対称の場合とよく似ています。すなわち初期には等温的に収縮し、中心部の密度が十分が高くなるとファーストコアが形成されます。セカンドコラプスを起こす直前のファーストコアの様子を図2に示しました。磁場が存在しない場合ファーストコアは遠心力によって円盤状になり、重力不安定で形成される渦状腕を介して角運動量が輸送されます。しかし、本研究のように磁場が存在する場合、磁場と回転の相互作用により開口角の大きいアウトフローが駆動され（磁気遠心力風²⁴⁾、図4左）、これが角運動量の99%以上を持ち去ります。アウトフローの速度はファーストコアの重力に対応する回転速度と同程度で、どちらのモデルでも約1 km/sです。磁場が存在する場合でも円盤状の構造が形成されますが、磁場による角運動量輸送の結果この円盤は遠心力で支えられておらず、疑似円盤と呼ばれます。

この段階ではアウトフローの速度や大きさは両モデルでほぼ同程度であり、オーム散逸の有無は大きな影響を及ぼしていません。これはオーム散逸は密度が十分に高いファーストコアの内部

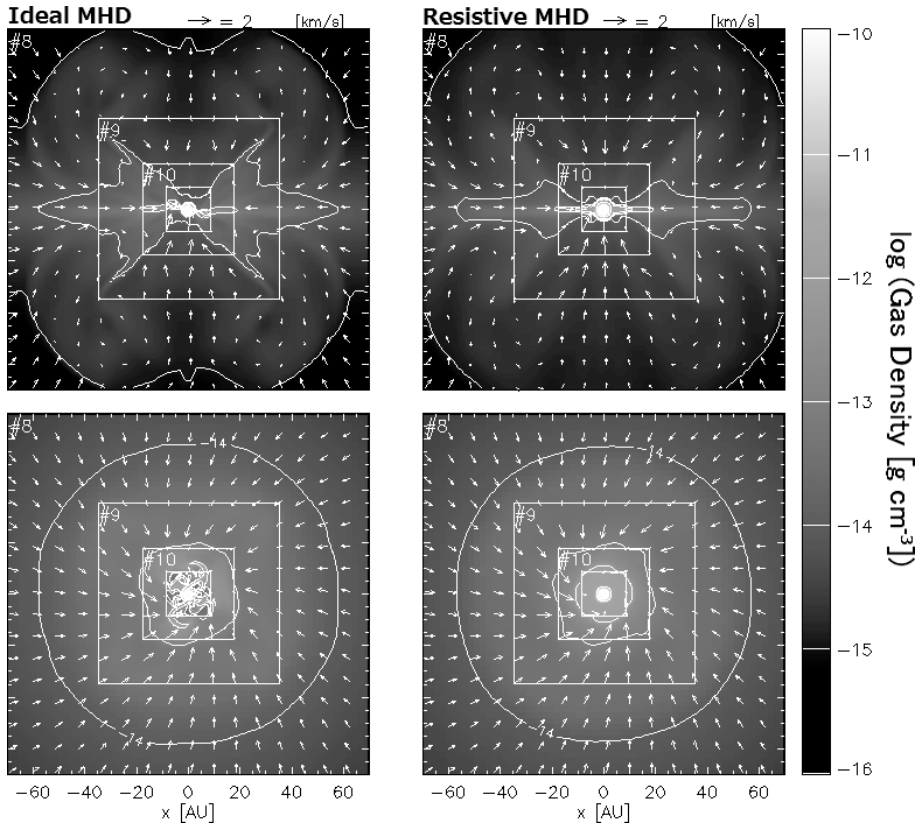


図2 理想磁気流体計算（左）と抵抗性磁気流体計算（右）によって得られたファーストコアとアウトフロー．上段に回転軸を含む面，下段に回転軸に垂直な面の密度断面図を示しています．中心の半径5 AU程度の丸い部分がファーストコア，その周りの円盤状の構造が疑似円盤です．四角は多重格子を表しており，1段に64³個の格子を含んでいます．

($\rho \geq 10^{-10} \text{ g cm}^{-3}$) でしか働かないためです．抵抗性磁気流体モデルではオーム散逸により磁束が外側に抜けるため角運動量輸送が抑制され，ファーストコアは2倍程度大きな角運動量をもっているのですが，それでも磁場によって角運動量の大部分が輸送されてしまったためにファーストコアは遠心力では支えられておらず，ガス圧で準平衡状態を保っています．そのほかに顕著な違いはファーストコア周囲の疑似円盤が理想磁気流体計算ではぐにやりと歪んでいることですが，これは磁場の交換不安定性という物理的な不安定が原因と考えられます．この不安定性は今後の議論に大きく影響しませんので，ここでは詳細な議論は

省きます．

3.2 原始星コア・星周円盤・ジェット

中心温度が約2,000 Kに達すると水素分子の解離が始まり，ファーストコアの中心部はガス圧の支えを失ってセカンドコアを開始します．原始星コア形成以後の進化はオーム散逸の有無で大きく異なります．原始星コアが形成されてから約1年経過し中心温度が10万度に達したときの原始星コアの様子を図3に示します．この段階ではまだ原始星コアの質量は0.02太陽質量程度しかなく，生まれたばかりの星の種というべきものです．理想磁気流体計算では磁場による角運動量輸送の結果原始星コアは角運動量をほとんどもって

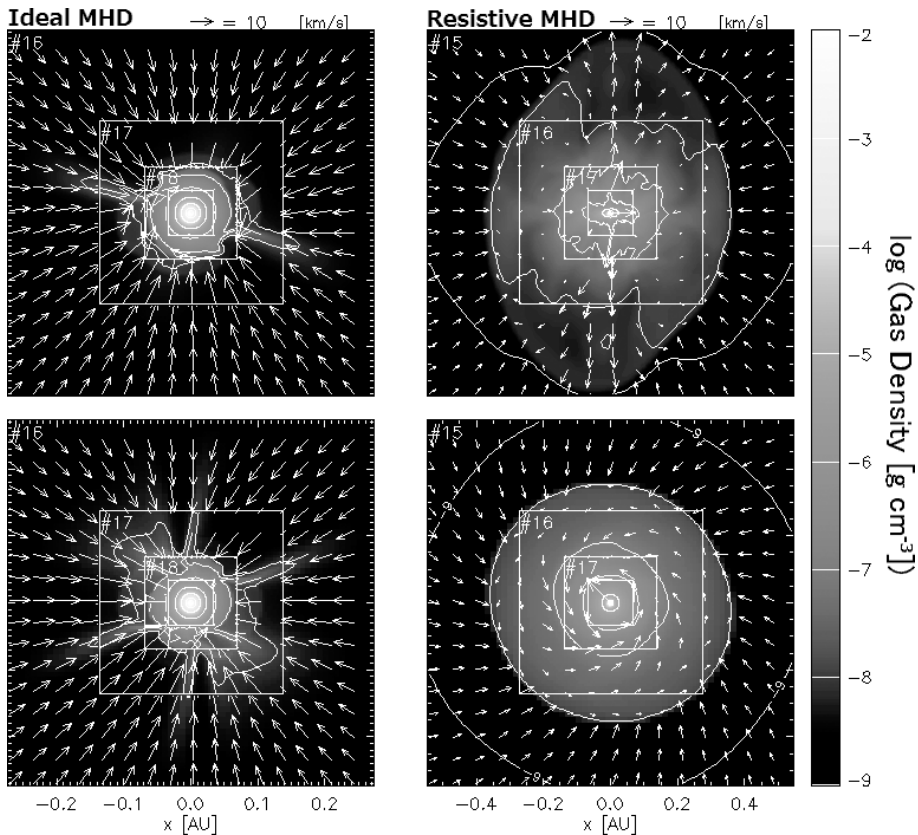


図3 原始星コアの密度断面図。左右の図でスケールが異なることに注意してください。理想磁気流体計算では原始星コアはほぼ球状ですが、抵抗性磁気流体計算では角運動量により円盤とジェットが形成されます。

いません。その結果、周囲の密度場の揺らぎを除けば原始星コアの質量や半径の進化は球対称計算と極めてよく一致します。これは原始星コアの初期に Magnetic Braking Catastrophe が実際に発生しうることを示しています。一方、抵抗性磁気流体モデルの原始星コアは理想磁気流体モデルよりも100倍以上大きな角運動量をもっています。その結果、原始星コアの形成とほぼ並行して遠心力で支えられた円盤が速やかに形成されます。この段階ではまだ原始星コアができてからわずかの時間しか経っていないため円盤の半径は0.35 AUと小さいですが、この後も周囲から角運動量の大きいガスが降着することで成長すると考えられます。磁場が散逸し角運動量輸送が抑制された結果 Magnetic Braking Catastrophe は解消され、星形

成過程の非常に早い段階、原始星コア形成とほぼ同時に円盤が形成され始めるのです。個人的な印象を述べれば、この問題は名前から想像されるような深刻な問題ではもはやなく、「どのような大きさ・重さの円盤が、いつ、どのように形成されるか」という定量的な問題にまで収束しつつあると言えます。

この回転する星周円盤は興味深い副産物、もう1種類のアウトフローあるいはジェットを駆動します(図4右)。オーム散逸によってこの段階では磁場は弱くなっており、ファーストコア段階のような磁気遠心力による加速機構は働きません。磁場は回転によって受け身にぎりぎり巻き上げられ、増幅されていきます。磁場が十分に強くなると、その磁気圧の勾配によってガスが回転軸方

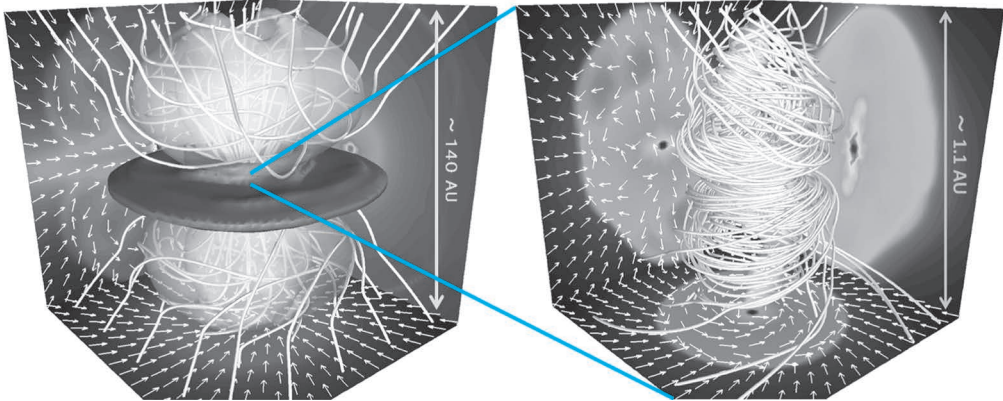


図4 抵抗性輻射磁気流体計算から得られたファーストコアから駆動される低速の分子アウトフロー（左）と原始星コアから駆動される高速のジェット（右）. 左図のファーストコアの中心部に右図の原始星コアが存在する入れ子構造になっています. 各図中の左と下の面は密度と速度場の方向, 右の面は温度の断面図であり, 白い線は磁力線を表しています. ファーストコア段階では磁気遠心力で開口角の大きいアウトフローが駆動されます. 原始星コア段階ではオーム散逸の結果磁場が相対的に弱くなっているために磁力線が回転で巻き上げられ, 磁気圧勾配によって開口角の小さいジェットが放出されます. 巻き上げられた磁力線（磁気タワー）はキック不安定性によってふらふらと揺らんでいます.

向に押し出され, ジェットになるのです. この磁気圧で駆動されるジェットは磁気遠心力駆動のもの比べて強く絞り込まれており, また原始星コアの深い重力ポテンシャルに対応して, ファーストコアからのアウトフローよりも高速になります. この段階ではまだ速度は15 km/s程度と低速ですが, 原始星コアの成長に伴ってより速くなると期待されます. ファーストコアと原始星からのアウトフローがこの後も継続的に駆動されるならば, 観測されている低速で開口角の大きい分子アウトフローと高速で開口角の小さいジェットが共存する天体²⁵⁾を自然に説明できる可能性があります.

このような円盤の形成過程と二重構造のアウトフローの駆動についてはMachidaら^{26), 27)}にすでに示されておりよく似た結果が得られていましたが, 現実的な熱的進化を取り入れた輻射磁気流体計算は本研究が世界で最初のものです.

4. シミュレーションの「観測」

シミュレーションの話ばかりでは退屈する方も

いらっしゃるかもしれませんから, 少し違う話をしましょう. 星形成の現場は観測が難しいと導入で述べましたが, 現在初期科学運用段階にあるALMAにより, これまでにない解像度・感度・波長での観測が可能になり大幅な進展が期待されています. それに合わせて観測と定量的に比較できる精密な理論モデルが求められていますが, 数値シミュレーションから得られるのは密度や温度といった“生”の情報であり, 一方, 観測から得られるのは光子の空間・エネルギー分布ですから, そのままでは直接比較することはできません. そこで, シミュレーションの結果を基に多波長の輻射輸送計算を後処理で行い, Spectral Energy Distribution (SED) や波長ごとのイメージなどの観測に対応する情報を計算します. 言ってみれば, シミュレーションデータを疑似的に「観測」するわけです. 以前のバロトロピック近似に基づくシミュレーションではガスの温度分布を正しく計算できませんでしたが, 輻射（磁気）流体計算により熱的進化を正しく扱えるようになり定量的な比較が可能になりました.

このような観測的可視化計算はあらゆる天体に適応可能であり進化の進んだ原始星や円盤でも同様の計算をすでに行っていますが、ここではファーストコアの観測予測について紹介します。ファーストコアの存在は40年以上も前に提唱され理論的にはほぼ確立されていますが、1,000年程度と寿命が短くまた暗いうえに分子雲コアに深く埋もれているため、これまで観測的に確認されてはいない言わば理論家の夢の天体でした。しかしALMAでファーストコアを発見できると期待されており、すでに数例の候補天体が報告されています^{28), 29)}。時間スケールの比較から、ファーストコアは分子雲コア100個から1,000個に1個程度しか存在しない非常に珍しい天体だと予想されています(ただしこれは1太陽質量程度の星形成過程の場合の見積もりで、0.1太陽質量程度の非常に低質量な場合には大幅に寿命が延びるためより多数のファーストコアが存在する可能性があります³⁰⁾)。

実際にファーストコアの輻射流体力学計算の結果に対し輻射輸送計算を行い、ダスト連続波で観測されるイメージを計算した一例が図5です。ここでは輻射輸送計算で輻射強度の分布を計算した

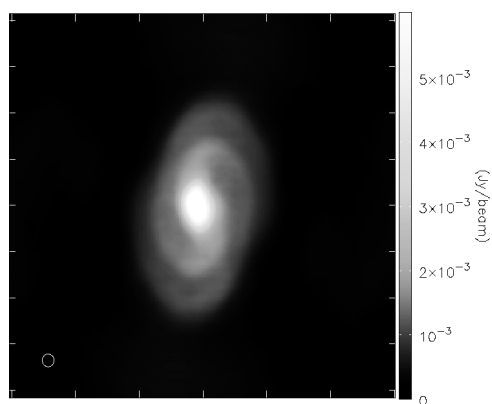


図5 輻射流体力学シミュレーションに基づくファーストコアの観測予測。ファーストコアの回転軸は紙面に垂直方向から左に60度傾いています。観測のパラメーターについては本文を参照してください。

のちにさらにCASA というALMA 向けの解析ソフトを用いて観測のシミュレーションを行っています。完成したALMA を用いて0.02秒程度の非常に高い分解能で150 pcの距離にあるファーストコアをBand-7 (周波数345 GHz) で4時間観測し、ファーストコアを直接分解するような観測を想定しています。ここではシミュレーションのデータとして磁場のない輻射流体計算の結果を用いていますので、ファーストコアは大きく広がった円盤状になり、2本の渦状腕がはっきりと確認できます。もしこのような円盤と渦状腕が観測されたとすれば、円盤が重力不安定になるほど重く、磁場による角運動量輸送があまり働いていないということを意味します。逆に磁場が十分に強い場合にはファーストコアはより小さくなるでしょう。

シミュレーションから予測されるファーストコアの観測的性質は次のようになります。ファーストコアはガスに深く埋もれているため低温の黒体放射的なSEDをもち、測光観測だけから星を形成していない分子雲コアと区別することは困難です。しかし電波干渉計を用いた高解像度観測により100 AU以下のコンパクトな構造が見つければ有力な手がかりだと言えます。逆に近～中間赤外で高温の放射が検出されれば、それはファーストコア段階を過ぎた原始星だと考えられます。また、大きく広がっていない低速の分子アウトフローが存在するが高速のジェットをもたないというのも一つの条件です。実際にファーストコアを同定するためにはさまざまな証拠を積み重ねる必要があります。

紙面の都合上紹介できませんが、より複雑なCOやCSなどの分子線についても輻射磁気流体計算の結果から観測の予測を行っています³¹⁾。その際に重要となる化学組成の進化計算もすでに行っており³²⁾、これらを組み合わせることで現実の観測と同じことがシミュレーションできるようになっています。このような観測と精密な理論

モデルの直接比較は今後重要になると期待されており、世界的に取り組まれています^{33), 34)}。激しい国際競争のなかで、もはや理論家と観測家の別を超えてすべてを統一的に扱わなければならない時代なのです。

5. 今後の展望

われわれは輻射輸送やオーム散逸を含む現実的な物理過程を取り入れ、原始星コアとそれに付随する星周円盤と多重構造をもつアウトフローの形成を数値シミュレーションで示しました。ここまでくるのに相当の労力を費やしたにもかかわらず、この計算には非常に深刻な問題が残っています——原始星コア形成後わずか1年しか計算できていないのです。興味があるのはこの後星と円盤がどのように進化するかなのですが、残念ながらこのまま計算を進めることは不可能です。星の内部は非常に高温高密度になりかつ高い解像度（中心部で太陽半径の1/100程度）が必要であり、そのためにシミュレーションの時間刻みが小さくなってしまいます。この計算ではすでに時間刻みは1分以下になっており、1ステップの計算に数秒かかりますから、ほとんどリアルタイムシミュレーション(!)とさえ言えます。つまり、星ができあがるまでシミュレーションするには100万年以上かかるということになり、到底現実的ではありません。

中心付近の時間スケールの短い領域を適当なモデルで置き換え、外側の興味のある領域だけを計算することは原理的には可能ですが、そのようなモデリングには十分注意が必要です。星形成に限らずすべての降着現象に共通して、解放される重力エネルギー、放射光度、降着流の光学的厚さ等はすべて中心天体とそのごく近傍領域が支配的であり、その非常に小さい領域からの影響が全体へとフィードバックされます。そのためこの領域をモデルで置き換えることは本質的な問題を覆い隠す危険があります。例えば分解されていない領域

に円盤が存在するか否か、光学的に厚いか薄いかで周囲への影響は全く変わります。高解像度シミュレーションの結果を再現するような内部構造のモデルを構築し、より現実的な降着流の構造を取り入れたモデル化が必要になるでしょう。

原始星コア形成以後、星周円盤はどのように進化するのでしょうか。その後も周囲から大きな角運動量をもったガスの流入が続くため、円盤は質量・半径共に成長すると期待されます。実際にシンク粒子と呼ばれる中心星を計算からくり抜く技法を使った抵抗性磁気流体計算により、分子雲コア中のガスの大部分が降着する頃には半径100 AU以上まで円盤が成長しうることが示されています²⁷⁾。しかし一方で、シミュレーションで得られた円盤は中心星と同程度の質量をもち、観測されている星周円盤と比べて重すぎるという新たな「**円盤質量問題**」が存在する可能性も指摘されています。円盤質量は円盤の安定性や分裂、惑星形成に直結しているためこれは重要な問題になります。この問題はまだ検討を始めたばかりですが、最近の輻射流体計算の興味深い一例として、原始星コアからの輻射加熱により円盤から質量放出が起こるといった新しい現象が報告されています³⁵⁾。輻射磁気流体シミュレーションは計算機科学的にchallengingな問題でありまだ始まったばかりですが、今後の研究のキーとなるのは間違いないでしょう。

6. 終わりに

ここ数年で現実的な物理過程を含む輻射磁気流体計算が可能になり、観測と理論モデルの直接比較の準備も整いつつあります。ではこれで星形成研究は終わりが見えてきたと言えるのでしょうか？もちろん、あるいは残念ながら、答えはNOです——むしろやっと必要な道具がそろいつつあると言うべきでしょう。導入で述べた、星周円盤の進化、円盤中での惑星形成、そして最終的な星質量の決定機構などの重要な問いにはまだ答えられて

おらず、さらなる研究が必要です。ALMAをはじめとする観測と数値シミュレーションによる理論研究の双方がいま大きく進展しつつあり、これから星形成研究が（また）面白くなると期待しています。

星形成は歴史の長い成熟した分野ですが、今も活発に研究が進められています。特に面白いのは、その推進に常に若手が大きく貢献していることです。本研究も、筆者のライバルにしてよき友人であるDr. Benoît Commerçonの研究も博士論文の研究ですし、Prof. Richard B. Larsonの1969年の論文も博士論文の一部でした。この記事で一人でも若い読者に興味をもていただければ幸いです。

謝 辞

本稿は筆者が博士論文²¹⁾の一部および投稿論文²²⁾に基づくものです。図はAASの許諾を得て使用しています。本研究は日本の星・惑星形成のこれまでの長い研究のうえに成り立つものであり、私一人で成し遂げることはできませんでした。指導教員であった富阪幸治教授をはじめ、多数の共同研究者、関係者の皆様に心より感謝いたします。また本稿の執筆に当たり町田正博准教授、細川隆史助教、堀 安範博士に貴重な助言をいただきました。

本研究の数値計算は主に国立天文台天文シミュレーションプロジェクト(CfCA)、宇宙航空研究開発機構(JAXA)情報・計算工学センターおよび大阪大学サイバーメディアセンターのスーパーコンピュータで行いました。深く御礼申し上げます。

参考文献

- 1) Enoch M. L., et al., 2008, ApJ 684, 1240
- 2) André Ph. et al., 2010, A&A 518, L102
- 3) Larson R. B., 1969, MNRAS 145, 271
- 4) Masunaga H., Inutsuka S., 2000, ApJ 531, 350
- 5) Bate M. R., 1998, ApJ 508, L95
- 6) Crutcher R. M., 2012, ARA&A 50, 29
- 7) Tomisaka K., 1998, ApJ 502, L163
- 8) Tomisaka K., 2000, ApJ 528, L41
- 9) Tomisaka K., 2002, ApJ 575, 396
- 10) Machida M. N., et al., 2005a, MNRAS 362, 369
- 11) Machida M. N., et al., 2005b, MNRAS 362, 382
- 12) Machida M. N., et al., 2006, ApJ 670, 1198
- 13) Nakano T., et al., 2002, ApJ 573, 199
- 14) Mellon R. R., 2008, ApJ 681, 1356
- 15) Hennebelle P., Teyssier R., 2008, A&A 477, 25
- 16) 富阪幸治, 2008, 天文月報 101, 2
- 17) 町田正博, 2012, 天文月報 105, 4
- 18) Whitehouse S.C., Bate M. R., 2006, MNRAS 367, 32
- 19) Commerçon B., et al., 2010, A&A 510, L3+
- 20) Tomida K., et al., 2010, ApJ 714, L58
- 21) Tomida K., 2012, 博士論文, 総合研究大学院大学
- 22) Tomida K., et al., 2013, ApJ 763, 6
- 23) Levermore C. D., Pomraning G. C., 1984, JQSRT 31, 149
- 24) Blandford, R. D., Payne, D. G., 1982, MNRAS 199, 883
- 25) Lee, C.-F., et al., 2000, ApJ 542, 925
- 26) Machida M. N., et al., 2008, ApJ 676, 1088
- 27) Machida M. N., et al., 2011, PASJ 63, 555
- 28) Pineda J. E., et al., 2011, ApJ 743, 201
- 29) Pezzuto S., et al., 2012, A&A 547, A54
- 30) Tomida K., et al., 2010, ApJ 725, L239
- 31) Tomisaka K., Tomida K., 2011, PASJ 63, 1151
- 32) Furuya K., et al., 2012, ApJ 758, 86
- 33) Commerçon B., et al., 2012, A&A 548, A39
- 34) Offner S., et al., 2012, ApJ 753, 98
- 35) Bate M. R., 2010, MNRAS 404, L79

RMHD Simulations of Protostellar Collapse—Star Formation and Observations in Computers

Kengo TOMIDA

Department of Astrophysical Sciences, Princeton University, Princeton, NJ 08544, USA/JSPS Postdoctoral Fellow for Research Abroad

Abstract: Star formation is a complicated process which involves many physical processes such as hydrodynamics, self-gravity, magnetic fields, radiation transfer, chemical reactions, and so on. Therefore highly sophisticated computational simulations have played crucial roles in this field. We perform 3D nested-grid radiation magneto-hydrodynamic (RMHD) simulations of protostellar collapse from molecular cloud cores to protostellar cores, and show formation of circumstellar disks and multi-component outflows as natural by-products of star formation processes. Also, by performing postprocessing radiation transfer calculations based on the results of RMHD simulations, we predict future observations of star forming clouds.