研究奨励賞 ◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆

星形成シミュレーションのこれまでとこれから

富田賢吾

〈大阪大学理学研究科宇宙地球科学専攻 〒560-0043 大阪府豊中市待兼山町 1-1〉 e-mail: tomida@astro-osaka.jp

星形成過程の理論的研究ではさまざまな物理過程を取り入れた現実的な数値シミュレーションが 可能になり,近年のこの分野における課題であった磁気制動問題がほぼ解決されたと言えます.一 方,最近のALMAによる観測の進展により,原始惑星系円盤,特に若い原始星周囲の円盤の多様 性と進化の様子が明らかになりつつあります.現在では観測と理論モデルの直接比較,特にsynthetic observationと呼ばれる輻射輸送計算により理論モデルを疑似的に「観測」して実際の観測 と比較する研究が重要視されています.本稿ではこれらの星・円盤形成研究の最近の進展をまとめ るとともに,その中でのわれわれの取り組みを紹介したいと思います.

1. なぜ星形成を研究するのか

もう十年以上も前の話ですが、当時京都大学宇 宙物理学教室の4年生であった私は大学院の進学 先とこれからの研究分野を考えていました、その 時に条件として考えたことは、1)が自分の意志 で研究を進め主導的役割を果たせること、2)自 分の能力と志向に合致していること、3)今後十 年間で大きな進展が期待できること、4)幅広い 分野に関わる本質的で重要なテーマであること, でした.私は学生時代から計算機やプログラミン グに多少興味があったので数値シミュレーション を用いた宇宙物理学の理論にしようというのは早 い段階から決めていましたが、そこから先は院試 の直前まで大いに悩み、多くの先生方に相談した り自分で情報収集をしたりして最終的に二つにま で絞り込みました.一つは星形成,もう一つは数 値相対論でした.一見全く違う両極端のテーマに 見えるかもしれませんが、高度な数値シミュレー ションを駆使して複雑な問題に取り組むという点 では共通していますし,星形成分野ではアタカマ 大型ミリ波サブミリ波干渉計(ALMA)が私の

大学院修了と同時期に稼働することが予定されて おり,数値相対論の分野では米国のAdvanced LIGOや日本のKAGRA等により重力波の観測が 進むことが期待されていましたから,どちらも魅 力的なテーマに見えました.いろいろ悩んだ挙げ 句に総合研究大学院大学に進み,国立天文台理論 研究部で星形成の研究をすることに決めて今に至 ります.この選択は正しかったと思っています が,もし数値相対論の分野に進んでいたらそれは それで面白かったのではないかと思いますし,そ の時併願で受験した,当時東京大学で数値相対論 を研究されていた柴田大教授と今回同時に天文学 会で受賞できたのも何かの縁かと思います.

さて,私の思い出話はこれくらいにして,星形 成研究の意義と面白さについて私見を述べたいと 思います.まず星は電磁波で観測可能な宇宙の最 も基本的な構成要素であり,星形成過程は宇宙全 体や銀河の進化から惑星形成まであらゆるスケー ルの現象に関わる,言わば宇宙物理学のインフラ ストラクチャとも言える分野です.この分野は非 常に長い歴史があり大枠のシナリオはある程度理 解されている一方,初期質量関数や星形成効率の 決定機構などまだまだ重要な問題が残されてお り、決して枯れた分野ではありません、加えて、 星形成分野はこれまではどちらかと言えば理論主 導の分野でしたが、近年特に ALMA をはじめとす る最新の観測装置によって観測的研究が急速に進 展しつつあり、観測と直接比較できる高度な理論 モデルが強く求められています. これは理論家に とっては自身のモデルが直接検証されうる貴重な 機会であり、チャレンジングではありますが刺激 的で遣り甲斐のある状況と言えます.また星形成 は流体力学・磁場・自己重力・輻射輸送など多様 な物理過程が絡み合う非常に複雑な問題であり. 数値シミュレーションが活きる応用物理学として 大変興味深い対象です. そして最後に. 星形成分 野では伝統的に若手による重要な論文が多く(こ の分野のバイブルであるLarsonの論文¹⁾は彼の博 十論文でした).活発で若手が活躍できる分野であ ることも私がこの分野が好きな理由の一つです.

2. Magnetic Braking Catastrophe とその解決

星形成過程の輻射磁気流体シミュレーションに よる研究については天文月報2013年6月号の EUREKA²⁾に書きましたので詳細はそちらを参 照していただくことにして,ここでは簡単に流れ だけを説明したいと思います.以下の説明は話の 流れを綺麗にするため,現実に研究が進展した時 系列に沿っていないことをあらかじめお断りして おきます.

ー言で星形成過程と言ってもさまざまなスケー ルの研究がありますが,ここでは高密度分子ガス の塊(分子雲コア)が重力によって収縮し原始星 に至る過程を対象とします.この過程で重要にな るのは角運動量輸送です.この過程の「初期条 件」である分子雲コアのもつ典型的な比角運動量 (単位質量当たりの角運動量)は最終的な星のそ れと比べて何桁も大きいため,星が形成されるた めには角運動量を効率的に輸送する何らかの機構 が必要です。初期の2次元軸対称流体シミュレー ションではこの「角運動量問題」は解決できませ んでしたが、3次元の自己重力を考慮した流体シ ミュレーション³⁾により一定の解決を見ます. すなわち、遠心力によってガスはまず円盤状にな りますが、この円盤が降着により大きな質量を獲 得して重力不安定になる4)ことで自発的に非軸 対称な渦状腕を形成します. この渦状腕を介した 自己重力トルクにより角運動量が外側に輸送さ れ,中心付近のガスが角運動量を失うことで中心 部での星形成が可能になります.この場合.角運 動量を受け取ったガスが外側に広がるため、星形 成過程の比較的初期から数百 AU 規模の大きな円 盤が形成されます. しかし流体力学シミュレー ションの結果と、まだ分子雲コア内に埋もれてい る(Class-0またはI段階と呼ばれる)若い原始星 の雷波望遠鏡による観測とを比べると、大多数の 天体にはそのような大きな円盤は付随していない ことがわかっています^{5),6)}. このことから、少な くとも星形成過程の初期段階ではより強力で円盤 のサイズを小さくとどめるような角運動量輸送機 構が必要ということになります.

2000年前後から多次元の磁気流体計算が可能に なり、星形成領域にあまねく存在する磁場が重要 な役割を果たすことがわかってきました7)-10).磁 場はあたかも円盤に刺さったゴムひものように働 き、回転によってひねられると元に戻ろうとして 円盤の回転にブレーキをかけるのです. また同時 に,回転する磁力線に沿って遠心力でガスが加速 されるいわゆる磁気遠心力により円盤からアウト フロー(円盤風)が駆動され¹¹⁾,このアウトフ ローも円盤から効率的に角運動量をもち去ります. これらの磁場による角運動量輸送過程は非常に効 率的であり、角運動量問題を解決することができ ます. 星形成過程の初期における円盤サイズも十 分に小さくなり、観測との整合性の問題も解決し たかに思われました. しかし今度は、磁場による 角運動量輸送の効率が高すぎるために星周円盤の

形成が困難であるといういわゆる Magnetic Braking Catastrophe, 日本語で言えば磁気制動問題の 存在が指摘されました^{12),13)}.これは同時に,円盤 分裂による連星形成が困難であることも意味しま す¹⁴⁾.現実に多数の星周円盤や系外惑星が観測さ



図1 理想磁気流体計算(上)では磁場による角運動 量輸送が強力に働いて星周円盤が形成されま せんが、オーム散逸と両極性拡散を取り入れ た非理想磁気流体計算(下)では星形成過程の 初期から回転する円盤が形成されます.上図 で周囲のガスが乱れているのは、強い磁束が 磁気浮力で浮上する磁気交換型不安定性と呼 ばれる現象です.

れており,また多くの星が連星で形成されること が知られている¹⁵⁾ため,これは深刻な問題であり 近年の星形成分野における重要な課題でした.

もちろんこの問題はそれまでの理論に何かが不 足していることを意味しますから. 現実的な物理 過程を考慮したさまざまな解決策が提案されまし た、例えば、星形成中のガスは非常に高密度かつ 低温のため雷離度が低く、非理想磁気流体効果が 強く働きます.このうち.オーム散逸(通常の電 気抵抗)と両極性拡散(荷雷粒子と中性粒子の相 互作用が弱くなりガスの運動と磁場が分離する現 象)は磁場を高密度領域から抜き取ることで磁場 による角運動量輸送を抑制し、円盤形成を可能に します^{16),17)}(図1).非理想磁気流体効果は高密 度領域でのみ強く働くため、星形成過程の初期あ るいは分子雲コア外側の大きなスケールでは磁場 による角運動量輸送は依然として効率的に働きま す. その結果形成される円盤は初期には小さくな りますが、その後周囲から大きな角運動量をもっ たガスが降着して成長すると考えられます.ま た、非理想磁気流体効果の一種であるホール効果 は磁場の向きに応じて円盤回転を促進することも 抑制することもあり,円盤のサイズが大きいもの と小さいものに二極化しうるなどたいへん興味深 い現象です¹⁸⁾⁻²⁰⁾(これについては塚本さんの天 文月報記事²¹⁾に詳しく説明されています). その ほかにも磁場と角運動量の方向のずれ²²⁾や乱流 の効果23),24)等により角運動量輸送を抑制できる ことが示されました. これらの効果は必ずしも排 他的なものではなく、実際の星形成環境では複合 的に働くと考えられます. これらの研究により磁 気制動問題は大筋で解決され、少なくとも円盤形 成が不可能という程深刻ではないと最近では考え られています.

ALMAによる若い原始惑星系円 盤の観測

ここまでで星・円盤形成過程を理解するキーで ある角運動量輸送過程とそれに関連した問題につ いて説明してきました.理論的にはおおよそのシ ナリオはできつつあるわけですが,実際の星形成 においてどの物理過程がどの段階・どのスケール でどのように働き,星周円盤がいつ頃形成されど のように成長するかは,観測との比較に基づいて 明らかにしなければなりません.そのためには若 い原始星,特にまだガス降着によって成長してい る非常に若い原始星と円盤を観測する必要があり ます.最近まではそれはほぼ不可能でしたが,幸 いなことに今日ではALMAをはじめとする優れ た装置により,これまでにない感度と分解能で多 様な星周円盤の様子が続々と報告されています.

Class-0と呼ばれる分子雲コアに深く埋もれて いる若い天体の中でも、例えばL1521F-IRSと呼 ばれる天体は進化の初期の非常に若い段階にある と考えられています. この天体をALMAにより 観測したところ、実はこの天体はアウトフローや アーク状のガス流など非常に複雑な構造をもち, 複数の星を形成しつつあることがわかりました (詳細は徳田さんの天文月報の記事²⁵⁾を参照して ください). そのうちの一つをさらに高分解能で 観測したところ、半径10 AU程度の非常に小さ な円盤が観測されました²⁶⁾.よく似た名前の L1527-IRSというもう少し進化の進んだ Class-0/I に分類される天体では半径60 AU程度の円盤が 見つかっています²⁷⁾.一方でClass-0に分類され る天体の中でも、半径200 AU以上の大きな円盤 状の構造が存在し,まさに分裂して連星系を形成 しつつあるL1448 IRS3B²⁸⁾のような例も報告さ れ,若い星周円盤の多様性が明らかになりつつあ ります. 現時点ではまだこの多様性の起源はわ かっていませんが、今後さらに観測が進めば円盤 の進化段階や環境、初期条件等との関連が明らか になることが期待されます.一方,より進化の進 んだ Class-II(分子雲コアがほぼ消失して中心星 が見える段階)と呼ばれる天体の多くは半径 100 AUから数百 AUにも及ぶ大きく成長した円 盤をもつことがわかっています.これらの観測は 星周円盤は形成直後には小さいが降着に伴って成 長していくという描像と整合的です.

4. 長時間シミュレーションと観測と の直接比較

このように観測が急速に進展すると、その結果 を説明する理論モデルが強く求められます.しか し、シミュレーションと観測の結果を比較するに は二つの大きな問題があります.一つ目は、数値 シミュレーションの結果得られるのは密度や温度 等の「生」の物理量であり、実際に望遠鏡で観測 される輻射の情報ではないということです.もう 一つの問題は、星形成のシミュレーション、特に 原始星まで分解するような高解像度シミュレー ションは非常に計算コストが高く、原始星が形成 された後長時間計算を行うことが難しいという点 です. 観測される原始星は若いものでも形成後少 なくとも数千年、多くの場合は数万年以上経過し ており、理論モデルと観測できる天体の間には大 きなギャップがありました.

前者の問題については近年多くのグループが synthetic observationと呼ばれる手法に取り組ん でいます.日本では観測的可視化とも呼ばれます が,これは理論モデルや数値シミュレーションの 結果に対して輻射輸送計算を行い,さらに観測の 分解能や感度をシミュレーションすることで実際 の観測と比較するものです.ALMA等の電波干 渉計ではアンテナの配置や観測時間,天体の位置 等によって分解能や感度の分布(ビームと呼びま す)が変わるため,これは特に重要になります. この手法により実際の観測と理論モデルの直接比 較が可能になり,単なる形や明るさなどの大雑把 な比較にとどまらずより具体的かつ定量的な比較

が行われるようになりつつあります.

一方,後者の問題は理論屋としてはより深刻な 問題です. 原始星の近傍では重力ポテンシャルが 深いため必然的にガスは高速で運動し、動的な時 間スケールは短くなります。そのためシミュレー ションの時間刻みが短くなってしまい、長時間高 分解能のシミュレーションは非常に高コストにな ります.具体的に言えば、原始星半径まで分解し たシミュレーションでは時間刻みは数分以下にな り,残念ながら星形成過程が完了するまで計算を 行うには現在のスーパーコンピュータでも数十万 年かかる見積もりになります. これは計算機技術 が少々進歩しても解決できない、本質的な困難で す.この問題に対して、現状多くのグループで行 われているのは、原始星近傍の高コストな領域を sink particleなどと呼ばれるサブグリッドモデル で置き換えてしまう方法です. これにより原始星 近傍の構造の情報は失われますが代わりに時間刻 みを長く取ることができるようになり、また解像 度も低く抑えることができるようになるため、計 算コストを大幅に節減し長時間計算が可能になり ます. 原始惑星系円盤の場合現在雷波や赤外線で 観測されるのは10 AU以上のスケールの領域で すから、例えば原始星から1AU以内の小スケー ルの現象については妥協して全体の構造の進化を 長時間計算するわけです. これは一見もっともら しく聞こえるかもしれませんが、危険な手法であ るということをここであえて強調しておきたいと 思います.というのは、星・円盤形成過程のよう な重力に支配された現象では、中心近傍が最も大 きなエネルギーをもっています. そのためこの領 域の計算が正確でなければ全体に大きな影響を及 ぼす可能性があります. これは数値シミュレー ションの原理原則から言えばあまり健全ではな く、計算結果が物理的に妥当であることを常に確 認しながら研究に用いなければなりません.数値 シミュレーションはどんな問題でも計算機に放り 込めば答えを教えてくれる銀の弾丸ではなく, む

しろ物理と計算手法の双方の理解を要する非常に 繊細な技術なのです.

ともあれ、多少の不安要素はありますが、これ らの技法を駆使することで数値シミュレーションと 実際の観測を比較することができるようになりま す.特にALMAによって数々の華々しい成果が上 げられている今、このような研究の需要が高まっ ており国際的に活発な研究が進められています.

Elias 2-27の星周円盤と大局的渦 状腕の形成機構

ALMAにより若い原始星周囲の星周円盤の多 様性が次々に明らかにされていることは先に述べ ました. その中でも、2016年9月にScience誌で Pérezらによって発表された Elias 2-27 周囲の原 始惑星系円盤²⁹⁾は非常に対称性の良い一対の大 局的な渦状腕をもつたいへん興味深いものでし た. Elias 2-27 は中心星質量が約0.4 太陽質量と 比較的低質量で、Class-IIに分類されているやや 進化の進んだ天体です.弱いながらも降着が続い ていることや周囲に多量のガスが残留しているこ と、HR図上での進化トラックの比較からClass-IIの中では最も若いものの一つであると考えられ ます(個人的な見解としてはClass-Iの後期に分 類すべきと考えています. より過激なことを言え ば、詳細は割愛しますが、星の進化とスペクトル による Class 分類は必ずしも対応が良くないため Classによる分類は年齢の目安程度に考えるべき です). 若い原始星の年齢の見積もりには不定性 が極めて大きいので注意が必要ですが. ある原始 星進化モデルによればその年齢は形成後10万年 程度と見積もられています³⁰⁾.

渦状腕の起源を説明する理論モデルとしては重 力不安定性³¹⁾によるものや惑星または伴星によ る摂動などが考えられ,Pérezらの論文でも議論 されています.Elias 2-27周囲にはこれまでのと ころ渦状腕を説明しうる伴星または惑星は検出さ れておらず,また伴星や惑星による摂動では2本 腕の対称性を説明することは簡単ではありませ ん.一方,重力不安定性で渦状腕を形成するには 中心星質量に対して比較的重い円盤が必要です. ダスト連続波放射から円盤の質量を見積もる際に はダストのオパシティやダストとガスの存在量比 などの多くの不定性がありますが、Elias 2-27の 星周円盤は中心星の30%程度の質量があると見 積もられており、重力不安定性が働いている可能 性は十分にあります,一方,重力不安定性による 渦状腕には従来から知られているある「欠点」が あります. それは、銀河の渦状腕で歴史的に問題 とされていたためご存じの方も多いのではないか と思いますが、重力不安定で形成される渦状腕は 実際にガスが集まった「実体」であるため、差動 回転している円盤中では数回転で巻き込まれてし まい長時間存在できないのではないかという問題 です.この問題もあり、Pérezらの論文では銀河 の渦状腕に関する古典的な議論と同様、渦状腕は 実体ではなく密度波³²⁾のパターンであるという 説を(半ば消去法的に)支持していました.

この論文を読んだ当初は面白い天体が見つかっ た程度に考えていたのですが、しばらくして同じ ような円盤を見たことがあることに気がつきまし た. それは、当時 synthetic observation の研究の ために進めていたシミュレーションの中で形成さ れていた、大局的な2本の渦状腕をもつ星周円盤 でした. このシミュレーションでは sink particle を用いた抵抗性磁気流体計算により母体分子雲コ アのガスの85%が降着またはアウトフローに よって放出されて消失するまでのおよそ5万年. すなわち Class-Iの後期段階に至るまでの星周円 盤の長時間進化を調べました. その結果, 上で述 べたとおり形成直後の星周円盤は小さいですが, その後周囲から大きな角運動量をもったガスが降 着することによって円盤は成長し、最終的に半径 約200 AUにまで達しました. この間, 円盤内は 高密度かつ低温のため非理想磁気流体効果が働 き. 磁場による角運動量輸送はあまり働きませ

ん. その結果円盤に角運動量をもったガスが降り 積もっていき.いずれ重力不安定になるほどの質 量(正確には面密度)に達します,重力不安定状 熊にある円盤は円盤の構造や不安定性の状況に よってリングを形成したり分裂して連星になった りしますが、多くの場合非軸対称な渦状腕が発生 します. この非軸対称な構造を介した自己重力ト ルクによる角運動量輸送は磁場によるものと比べ ると弱いものの円盤の回転周期と同程度の時間ス ケールで角運動量を輸送することができ、その結 果円盤の構造が変化します。渦状腕の外側部分が 角運動量を受け取ることによって外側に膨張する 一方,内側のガスは角運動量を失って中心へと降 着します.この物質輸送により円盤は安定化し、 渦状腕も巻き込みにより数回転で消失します.し かしそれで終わりではなく、周囲からガスが降着 し続けているために円盤は再び重力不安定になり ます. その結果. 星周円盤は渦状腕を繰り返し形 成しながら成長することが明らかになったのです (図2). またこの間円盤の質量は常に中心星の 30-40%程度であり、自己重力による質量・角運 動量輸送が自己制御的に働いていることを示して います.

ここまででも円盤の大きさや質量,そして大局 的な2本の渦状腕といった Elias 2-27の星周円盤 の特徴的構造を再現できました.しかし,これは あくまでシミュレーションの数値と観測の見かけ の比較であり,理論と観測を直接対応させて比較 したことにはなっていません.そこでわれわれは このモデルを観測と直接比較するために(当初の 予定どおり)観測的可視化の計算を行いました. まず磁気流体シミュレーションの結果から中心星 の進化を計算し,中心星の光度や表面温度を決定 します.その結果をもとに,公開されている輻射 輸送計算コード RADMC-3D³³⁾を用いて輻射輸 送計算を行い,円盤や周囲のダストの温度分布を 計算して天球面上でのダスト連続波放射の輝度分 布を決定します.最後にALMA向けの解析ソフ



図2 磁気流体シミュレーションによる星周円盤の長時間進化.重力不安定によって形成される渦状腕が顕著な状態と、角運動量輸送の結果安定化し渦状腕が見えにくくなる状態の間を繰り返し遷移します.各パネル間の遷移の時間スケールはおよそ1,500年で、ちょうど渦状腕が立っている領域の軌道周期と同程度になっています.



図3 磁気流体シミュレーションを疑似観測した結果(左)とALMAによる実際のElias 2-27の観測(右, https://safe. nrao.edu/evla/disks/elias2-27/)²⁹⁾. 星周円盤のサイズや明るさ,渦状腕が定性的にはよく再現されています.

トであるCASA³⁴⁾ に含まれている観測シミュレー タを用い,実際の観測と同等の分解能や観測時 間,距離や見込み角を設定して「観測」すること で観測と直接比較可能な「イメージ」を得ること ができるのです. Pérezらの観測に合わせ波長 1.3 mmのダスト連続波で約0.3秒角の分解能で 「観測」した結果を図3に示します. 観測に合わ せて調整をしたわけではないのですが,円盤の輝 度や2本の渦状腕の構造をおおよそ(天文学的に は「良く」)再現することができました. これら の結果からわれわれはElias 2-27の渦状腕は重力 不安定で形成された「実体」と整合的であると結 論づけました³⁵⁾. 理論的な立場からは星形成過程の初期には大き な角運動量をもったガスが大量に降着するため, 少なくとも進化の初期に重い円盤が形成されるこ とは自然な帰結です.また観測されている高い連 星率を説明するのに,星形成の初期に連星系を形 成し得る重力不安定な円盤が存在することは好都 合です.ALMAの観測により前述のL1448 IRS3B のように分裂しつつある円盤も観測されており, 今後も同様の若い円盤の観測例は増えることが期 待されます.その結果若い原始星天体の周囲に重 い円盤が多数観測されれば,円盤が進化の初期に 重い段階を経過するという理論的描像を支持する 証拠になります.現に,若いClass-0天体のほう が進化の進んだ Class-II 天体よりも円盤質量が大 きいという示唆はすでに得られています³⁶⁾. も しそのような円盤進化の描像が明らかになれば, 惑星形成過程の初期条件として従来多用されてき た最小質量太陽系円盤モデル(Minimum-Mass Solar Nebula, いわゆる林円盤³⁷⁾)よりも多様な 環境を考える必要があることを意味します. ま た,形成された重い円盤が中心星への降着やアウ トフロー,光蒸発などで質量を失い消失していく 進化はさらなる長時間の研究で明らかにする必要 があります. 究極的にはこれまで別々に研究され てきた星形成・円盤形成・惑星形成を統合し, 「星系形成」として一貫した研究が必要になると 筆者は確信しています.

余談になりますが、このシミュレーションは大 変に時間がかかるもので、2016年の春から半年以 上かけて計算していました. そのため特定の天体 に合わせたモデルではなかったのですが. たまた ま計算していたモデルのパラメータや形成された 星の質量がElias 2-27と近く,直接比較が可能で あったことは幸運だったと思います. Elias 2-27 の美しい渦状腕の観測結果は大きなインパクトが あり, 我々の論文の後にも多くの論文が出版され ました. その多くはわれわれの結果と整合的であ り、伴星などの他の機構を否定はしないものの、 重力不安定モデルで説明可能であるという点で一 致しています³⁸⁾⁻⁴⁰⁾.ただし、われわれ以外のグ ループはすべて初期条件として重力不安定な円盤 を設定したある意味仮定イコール結論の計算を 行っており、われわれだけが星形成過程から整合 的に円盤の進化と構造を明らかにした点で優れて いるということを強調しておきたいと思います.

6. 公開シミュレーションコードの開 発: Athena++プロジェクト

さて,最後に少し毛色の違う話題を提供したい と思います.ここまでに解説してきた内容は星形 成過程の中でも特に小スケールの現象に限ったも ので,「星形成」という言葉の意味する広い分野 のごく一部に過ぎません.個々の星形成過程の初 期条件となる分子雲コアはより大きな分子雲の中 で形成されるもので,その回転や磁場は分子雲ス ケールから持ち込まれるものです.またその分子 雲はより大きな銀河の中の星間物質の循環の中で 形成されるものです.一方,形成された個々の 星,特に大質量星は輻射や星風,そして超新星爆 発などによって銀河スケールに影響を及ぼしま す.星形成過程のすべてを理解するにはこのサイ クル全体を整合的に理解することが必要になりま す.そのためのツールとして,多様な物理過程を 取り入れた高性能なシミュレーションコードは今 後の研究に必要不可欠と言えます.

宇宙物理学の数値シミュレーションはより多様 な物理過程や高度な計算技術を取り入れることで 次第に複雑化しています。また近年の大型計算機 は全て多数のCPUを並列に動作させることで高 い性能を発揮するものであり、その恩恵を受ける には高度に並列化された数値計算コードが必要に なります. コードの開発コストは年々増大してお り、このままでは最先端の研究を個人レベルでゼ ロから行うことはいずれ難しくなるでしょうし. それを担う人材の育成も困難になることが予想さ れます. このような状況に対して,研究の最先端 で競争を続けつつ次世代を担う人材を効率的に育 てる持続可能なシステムを構築することは私に とって長年のテーマでした.現状自分にできるこ ととして私が取り組んでいるのが、公開コード Athena++の開発です.

少々宣伝になりますが、このコードは私が研究 員として所属していた Princeton 大学のグループ と共同で現在も継続して開発しているもので、前 身である Athena コード⁴¹⁾の主要なアルゴリズム を引き継ぎつつ現代的なスーパーコンピュータで より高い性能が得られるようゼロから再開発した ものです.星形成に限らずさまざまな宇宙物理学 の問題を対象として多様な物理過程と柔軟な座標 研究奨励賞 ◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆◆



図4 Athena++のデモ計算. 極座標の空間に冷た いガスで描かれた "athena++"の文字に中心 から衝撃波をぶつける計算です. これ自体は お遊びですが, 任意の座標系でのAMRに対応 していること, ユーザーにより幅広い問題に 対応できることを示すデモンストレーション になっています.

系をサポートすることを目指しており,現在公開 しているバージョンでは磁気流体力学に加えて任 意の座標系における Adaptive Mesh Refinement (AMR),一般および特殊相対性理論,粘性や熱 伝導,非理想磁気流体効果などをサポートしてお り,将来的には自己重力や輻射輸送も実装・公開 される予定です.ユーザーが自身の計算を行いや すいよう各種のインターフェイスが提供されてお り、初期条件や境界条件だけでなく加熱冷却項な どのソース項を比較的容易に追加することが可能 です (図4). また MPI (Message Passing Interface) と OpenMP (Open Multi-Processing) を 併用して高度に並列化されており、数十万プロセ ス以上の大規模並列計算にも問題なく対応できま す. コードはすでにWebサイト(英語: http:// princetonuniversity.github.io/athena/ 日本語: http://astro-osaka.jp/tomida/athena/) で公開し ており、ユーザーが自学できるようドキュメント とチュートリアルも整備されています. 国立天文 台天文シミュレーションプロジェクトの協力を得 て講習会も開催していますので、自身で流体シ ミュレーションをやってみたいという方や学生に やらせてみたいという方は是非お試しいただけれ ばと思います. すでに国内外でこのコードを用い た論文が複数発表されており、われわれ自身でも これを用いて原始惑星系円盤や分子雲形成など幅 広い問題に取り組んでいます⁴²⁾⁻⁴⁴⁾. 今後もこの コードの開発と公開、サポートを通じてコミュニ ティに貢献していきたいと考えています。

謝 辞

このたびは2017年度日本天文学会研究奨励賞 という名誉ある賞をいただき光栄に思います.共 同研究者の皆様や支えてくださった方々に深く感 謝申し上げます.指導教員の富阪幸治教授,研究 員時代の受入教員であったJames Stone 教授,共 同研究者の松本倫明教授,町田正博准教授,細川 隆史准教授,奥住聡准教授をはじめとして,お名 前を挙げるとここには書ききれないほどの非常に 多くの方々にお世話になりました.また現在の筆 者の研究を支えてくださっている大阪大学の長峯 健太郎教授・岩崎一成博士と宇宙進化グループの 皆さん,そしてAthena++コードの共同開発者 の皆さんにも感謝します.本研究の数値シミュ レーションには国立天文台・大阪大学・東北大

学・海洋研究開発機構などの共同利用計算機を利 用しており,潤沢な計算機資源があったからこそ 実現できたものです.この場を借りて心より御礼 申し上げます.

参考文献

- 1) Larson, R. B., 1969, MNRAS, 145, 271
- 2) 富田賢吾, 2013, 天文月報, 106, 442
- 3) Bate, M. R., 1998, ApJ, 508, L95
- 4) Toomre, A., 1964, ApJ, 139, 1217
- 5) Maury, A., et al., 2010, A&A, 512, A40
- 6) Segura-Cox, D., et al., 2016, ApJ, 817, L14
- 7) Tomisaka, K., 1998, ApJ, 502, L163
- 8) Tomisaka, K., 2002, ApJ, 575, 306
- 9) 富阪幸治, 2008, 天文月報, 101, 2
- 10) 町田正博, 2012, 天文月報, 105, 4
- 11) Blandford, R. D., & Payne, D. G., 1982, MNRAS, 199, 883
- 12) Allen, A., et al., 2003, ApJ, 599, 363
- 13) Mellon, R. R., & Li, Z.-Y., 2008, ApJ, 681, 1356
- 14) Hennebelle, P., & Fromang, S., 2008, A&A, 477, 9
- 15) Duchêne, G., & Kraus, A., 2013, ARA&A, 51, 269
- 16) Tomida, K., et al., 2013, ApJ, 763, 6
- 17) Tomida, K., et al., 2015, ApJ, 801, 117
- 18) Li, Z.-Y., et al., 2011, ApJ, 738, 180
- 19) Tsukamoto, Y., et al., 2015, ApJ, 810, L26
- 20) Wurster, J., et al., 2016, MNRAS, 457, 1037
- 21) 塚本裕介, 2017, 天文月報, 110, 3
- 22) Joos, M., et al., 2012, A&A, 543, A128
- 23) Santos-Lima, R., et al., 2012, ApJ, 747, 21
- 24) Seifried, D., et al., 2012, MNRASL, 423, 40
- 25) 徳田一起, 大西利和, 2015, 天文月報, 108, 11
- 26) Tokuda, K., et al., 2017, ApJ, 849, 101
- 27) Aso, Y., et al., 2017, ApJ, 849, 56
- 28) Tobin, J. J., 2016, Nature, 538, 483
- 29) Pérez, L. M., et al., 2016, Science, 353, 1519
- 30) Isella, A., et al., 2009, ApJ, 701, 260
- 31) Toomre, A., 1964, ApJ, 139, 1217
- 32) Lin, C. C., & Shu, F. H., 1964, ApJ, 140, 646
- 33) Dullemond, C. P., 2012, Astrophysics Source Code Library, ascl:1202.015
- 34) McMullin, J. P., et al., 2009, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 376, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI, eds. Shaw, R. A., et al., 127
- 35) Tomida, K., et al., 2017, ApJ, 835, L11

- 36) Jørgensen, J., et al., 2009, A&A, 507, 861
- 37) Hayashi, C., 1981, Progress of Theoretical Physics Supplement, 70, 35
- 38) Meru, F., et al., 2017, ApJ, 839, L24
- 39) Evans, M. G., et al., 2017, MNRAS, 470, 1828
- 40) Forgan, D. H., et al., 2018, ApJ, 860, L5
- 41) Stone, J. M., et al., 2008, ApJS, 178, 137
- 42) Takasao, S., et al., 2018, ApJ, 857, 4
- 43) Iwasaki, K., et al., 2018, ApJ, submitted (arXiv: 1806.03824)
- 44) Ono, T., et al., 2018, ApJ, 864, 70

Simulations of Star and Disk Formation—Toward the Stellar System Formation Theory

Kengo TOMIDA

Department of Earth and Space Science, Graduate School of Science, Osaka University, 1–1 Machikaneyama, Toyonaka, Osaka 560–0043, Japan

Abstract: In theoretical studies of star and disk formation, the magnetic braking catastrophe was considered as a serious problem and solutions to it have been actively sought. Thanks to realistic numerical simulations including various physical processes, many solutions have been proposed and the catastrophe is resolved at least qualitatively. In observation, on the other hand, ALMA has been revealing the diversity and evolution of protoplanetary disks, especially disks around very young protostars. Now, in order to understand the formation of protostars and circumstellar disks, it is important to compare theoretical models and observations directly, and synthetic observations using radiation transfer calculations are playing an important role in the field. In this article I review recent progress in the star and disk formation both theoretically and observationally, and present our effort and contribution to the field.