

数値的相対論シミュレーションで 探る連星中性子星合体の現実的描像



木内 建太

〈京都大学基礎物理学研究所 〒606-8502 京都市左京区追分町〉

e-mail: kiuchi@yukawa.kyoto-u.ac.jp

重力波干渉計KAGRAの本格稼働を目前にして、重力波源の詳細な理解が喫緊の課題となっている。本稿では最も有望な波源候補である連星中性子星合体に焦点をあて、スーパーコンピュータを用いて解き明かされつつある最新の描像を紹介する。

1. 研究の背景

連星中性子星とは、中性子星からなる二重連星である。この天体は2回の超新星爆発を經由して形成されると考えられているが、現在までに銀河系内で9天体観測されている実在する天体である。連星中性子星を舞台にした研究の科学的意義を紹介する前に、まずはその発見の歴史に触れることにする。歴史上最初に観測された連星中性子星はPSR B1913+16である。この天体はアメリカの電波天文学者であるRussell A. HulseとJoseph H. Taylorによって1974年にアレシボ天文台で発見された。

公転周期が徐々に短くなる現象が観測され、エネルギーが何らかの機構で散逸していることが示唆された。Einsteinによって1915年に提唱された一般相対性理論によると連星の公転運動により重力波が発生し、エネルギーが系から運び去られる事が分かる。連星の質量や公転周期といったPSR B1913+16の軌道パラメーターから重力波放出量を評価し、公転周期の減少を予想すると観測データと1%以内の誤差で一致することが分かった。その後30年にわたる観測が続けられたが、観測値と一般相対性理論による予言は見事な一致を見せた。HulseとTaylorは「重力研究の新しい

可能性を開いた新型連星パルサーの発見」という理由により1993年にノーベル物理学賞を受賞したが、この一連の研究は重力波の間接的存在証明として認識されている。

現在までに発見されている連星中性子星のうち6天体は重力波放出により宇宙年齢内に合体すると予想されている。合体時に放出される重力波は地球上で観測可能であるため、連星中性子星合体は、重力波直接検出の最も有望な候補天体である。日本の大型重力波干渉計KAGRA、米国のadvanced LIGO、イタリアのadvanced VIRGOは現在順調に建設中であり、KAGRAは2018年頃を目処に本格観測を開始する。KAGRAは年間約10回程度の頻度で連星中性子星合体を観測するよう設計されている。

アインシュタインからの最後の宿題と表現される重力波直接観測がまさに実現しようとしている。次章では、連星中性子星合体からの重力波が観測されたとした場合、われわれは何について理解できるか述べる。

2. 連星中性子星合体の科学的意義

まず直接観測が実現した場合、即座に検証できることは強重力場中における一般相対性理論の検証である。一般相対性理論は太陽系近傍の弱重力

場における検証において現在までにはころびを見せてはいないが、強重力場中で一般相対性理論が正しいかは非自明である。連星中性子星合体は強重力場中の天体現象であるため、重力波の伝搬が一般相対性理論の予言と一致するのか比較することで理論の妥当性を調べることができる。

次に検証できることは中性子星物質の状態方程式である。中性子星内部では原子核密度を大きく超える状態が実現されていると考えられているが、このような高密度状態における強い相互作用はよく理解されていない。これは原子核密度を大きく超え、かつ中性子過剰である物理状態を地上実験で実現することが難しいことに起因するが、連星中性子星合体は巨大な原子核の衝突実験と捉えることができるため、連星中性子星合体を調べることで強い相互作用に迫ることができる。その論理は次のとおりである。

ある原子核理論を仮定すると流体の圧力が密度の関数として得られる（一般には温度と電子存在比にも依存するが、ここでは零温度かつ β 平衡の状況を考える）。一般相対性理論を仮定し、静的球対称かつ零温度である中性子星の平衡形状を求めると星の質量と半径の間に一意的な関係が得られる。数多く存在する原子核理論からはさまざまな質量-半径関係が予想されるが、観測的に中性子星の質量と半径を決定することができれば、真の原子核状態方程式に迫ることが可能である。10 km程度である中性子星の半径を精度よく決定することは一般に難しいが、合体直前/直後の重力波に刻印される中性子星半径の情報を抽出することができれば、質量-半径関係を観測的に確立することができる。（中性子星質量については合体前の重力波から決定される。）

3番目の動機は、ガンマ線バーストと呼ばれる高エネルギー天体現象である。ガンマ線バーストは天球上の一点から高エネルギーガンマ線が短時間に降り注ぐ突発的天体現象であるが、継続時間が2秒以下であるバーストはショートガンマ線

バーストと分類される。ショートガンマ線バーストの光度曲線中に見られる激しい時間変動と短時間で放出される莫大なエネルギーから、その駆動源は連星中性子星もしくはブラックホール-中性子星の合体と目されている¹⁾。しかし、これは理論仮説に過ぎず連星合体がガンマ線バーストを駆動できるかは理論的にもよくわかっていない。

ショートガンマ線バーストと連星中性子星合体からの重力波が同時観測された場合、合体仮説のスモーキングガンになるため、ショートガンマ線バーストの駆動源に迫れる可能性がある。

最後の動機は、宇宙の重元素の起源である。金やウランに代表される鉄より重い元素のうち約半分は r -process元素と呼ばれ、超新星爆発で合成されたというのが通説であった。しかし、ニュートリノ加熱機構に基づく最新の超新星爆発シミュレーションの結果によると、原始中性子星からニュートリノで駆動されるアウトフローは中性子過剰になりにくい。このような状態で合成される重元素の存在パターンは、太陽系組成を再現するのが難しいことがわかってきた。

重元素の合成現場の候補として連星中性子星合体がここ数年非常に注目を集め、精力的に研究されている。連星中性子星の合体過程では、合体時の衝撃波および潮汐力により大量の中性子過剰物質が系の重力的束縛から逃れる。この放出物質中で原子核による中性子捕獲反応が進むと、鉄より重い元素が合成される可能性がある。合成される元素が最終的にどのような組成を示すかは、放出物質の密度、エントロピー、電子存在比などによる。これらは中性子星質量、原子核状態方程式といった連星モデルに依存するが、京都数値的相対論グループの最新の結果によると重元素の太陽系組成を連星中性子星合体で説明できる可能性がある²⁾。さらには、この r -process元素が起こす放射性崩壊を熱源として輝く突発的電磁波天体、キロノバ/マクロノバが1998年にLiとPaczynskiによって提唱されたが、2013年に発生したショー

トガンマ線バースト GRB130603B の残光中に観測された近赤外線帯域における増光はマクロノバモデルで説明できる可能性が指摘されている³⁾。

このように連星中性子星合体を舞台にした様々な物理現象を重力波、電磁波によって探るマルチメッセンジャー天文学の時代が幕を開けようとしている。連星中性子星合体の詳細なモデル化が喫緊の課題となっているが、次節では唯一の手法である数値的相対論について述べる。

3. 数値的相対論

連星中性子星合体時には典型的に密度は10の15乗グラム毎立方センチメートル、温度は10の11乗度に達する。合体直前の連星の公転速度は光速の約30%である。典型的な質量をもつ連星の合体後には静的・零温度球対称星の最大質量を大きく超える大質量中性子星が過渡的に形成される。

このような状況では、ニュートン重力では正しい記述が不可能になり、重力は一般相対性理論に従う。中性子過剰かつ原子核密度を大きく超える状態は強い相互作用で記述される。さらに高温状態では弱い相互作用によるニュートリ放射が重要となる。また次節以降で詳しく述べるが、中性子星が元来保持する磁場が合体過程で増幅される可能性があるため、電磁的相互作用も本質的になる。このように基本相互作用すべてが本質的になるのが連星中性子星合体の特徴であるが、特に合体過程を理論的に解明するには数値的相対論が唯一の手法となる。

具体的にはアインシュタイン方程式、座標条件、電磁流体／ニュートリノ輻射場の運動方程式を数値的に連立させて解く。多様体を時間一定の超曲面で分割し、アインシュタイン方程式を超曲面とそれに垂直な方向に射影すると拘束条件方程式と時間発展方程式に分解されることは古くから知られていた⁴⁾。拘束条件を満たす初期条件を与え、発展方程式に従い計量を発展させれば、任意

の時間一定面で解は拘束条件を満たすことは数学的には保証される。しかし、数値誤差に起因する拘束条件の破れが時間とともに増大し、解がやがて破綻することが数値的相対論の黎明期には大問題であった。

京都大学の柴田大教授と中村卓史教授は、計量の空間1回微分から定義される量を新しい変数とみなし、アインシュタイン方程式を再定式化した⁵⁾。この定式化では発展方程式の一部を新変数で書き換え、さらにこの変数が従う発展方程式を拘束条件とうまく組み合わせる。数値実験の結果、長時間安定にシミュレーションを行うことが可能であることが示された。1999年に本質的に同等である定式化がボーデン大学の Thomas W. Baumgarte 教授とイリノイ大学の Stuart L. Shapiro 教授によって発表された⁶⁾。今日では Baumgarte-Shapiro-Shibata-Nakamura (BSSN) 定式化と呼ばれ、数値的相対論の分野では世界的に標準な定式化となっている。

ブラックホールが存在しない場合、BSSN 定式化による長時間シミュレーションが可能となったが、ブラックホールが存在する場合にどうシミュレーションをするかが長い間問題であった。2005年にプリンストン大学の Frans Pretorius 教授が、BSSN 定式化とは異なる新しい定式化で連星ブラックホール合体のシミュレーションを成功させ大きな話題となった⁷⁾。また半年程遅れて、ロチェスター工科大学の Manuela Campanelli 教授らの研究グループと NASA ゴダード宇宙飛行センターの John Baker 教授らの研究グループがほぼ同時に BSSN 定式化に基づく方法で連星ブラックホール合体のシミュレーションを成功させ、独立に発表した⁸⁾。特異点近傍で発散する変数を巧妙に取りかえ、本来の BSSN 定式化を少し修正するだけで済む簡便なこの方法は BSSN-puncture 法と呼ばれ、数値的相対論分野の標準手法となっている。

さらに物理的に良い性質をもち、かつ計算コス

トのかからない座標条件の開発や現実的初期条件の構築法の開発⁹⁾などが整備された結果、現在ではアインシュタイン方程式を数値的に解く点に関しては原理的な問題は解決されたと認識されている。また連星中性子星合体を考えた場合、中性子星の典型的なサイズである10 kmから、重力波の波長である数百kmにわたるダイナミカルレンジの大きな問題であることがわかる。さまざまな空間スケールを同時に解像するには数値的に特殊な技術が必要とされるが、2006年以降、解像度の異なる格子を組み合わせる多層格子法と呼ばれる方法が数値的相対論コードの標準装備となっている。

現在数値的相対論は物質場にさまざまな物理を取り入れることでより詳細なモデル化を行う方向へ進んでいる。具体的には、磁場を考える場合は電磁流体の方程式を解き、ニュートリノ放射を考える場合は輻射場の方程式を有限温度核密度状態方程式と組み合わせて解く。

次節では筆者がごく最近行った連星中性子星合体の数値的相対論—磁気流体シミュレーションについて紹介することにする。

4. 連星中性子星合体と磁場

磁場による双極子放射を仮定した場合、パルサーの観測から中性子星磁場の強度が評価できる。標準的には中性子星は10の11乗ガウスから13乗ガウスの磁場をもつが、マグネターと呼ばれる超強磁場をもつ中性子星の存在も観測から示唆されている¹⁰⁾。このように中性子星が磁場をもつことは普遍的であると考えられているが、連星中性子星合体において磁場がどのような役割を果たすかは解明されていなかった。

合体過程ではさまざまな流体／磁気流体不安定性が発現し、磁場増幅機構となると考えられている。しかし、これらの不安定性は波長の短いモードが高い成長率をもつ性質を備えているため、数値計算で不安定モードを正しく追跡することは計

算コストの観点から非常に困難であった。

例として代表的な流体不安定性であるケルビン—ヘルムホルツ不安定性を挙げる。線形解析によると重力加速度を考えない場合、すべての波数に対して不安定になり、成長率は波数に比例する¹¹⁾。磁場が存在する場合、ケルビン—ヘルムホルツ不安定性により生じた渦が磁場を捻り上げ、効率よく磁場を増幅すると考えられているが上述のように空間スケールの小さな渦が高い成長率をもつため、数値計算で調べるためには解像度を幾通りか変えたシミュレーションが必須となる。

連星中性子星合体の数値的相対論—磁気流体シミュレーションはドイツ、アメリカの研究グループからいくつか発表されているがこの問題が精査されていたかという点については疑問が残る状況であった¹²⁾。そこで京都数値的相対論グループはスーパーコンピュータ京や国立天文台XC30を用いることでこれまでにない高解像度のシミュレーションを実行し、この問題に取り組んだ。その結果を紹介する¹³⁾。

まず連星中性子星合体の全体像を説明する（詳しくは可視化結果を参照¹⁴⁾）。連星間距離が星の半径に比べて十分に大きいときは、星は点粒子としてみなせる。重力波を放出しながら徐々に近づいていく相はインスパイラルと呼ばれる。このとき放出される重力波は基本的に連星の質量の情報を含む。連星間距離が星の半径と同程度になると、潮汐力によって星が変形するため、有限サイズの影響が重要になり、星の半径の情報が重力波中に刻印される。やがて合体に至るが、合体後に誕生する天体はブラックホールか重い中性子星に大別される。この描像は連星中性子星合体の数値的相対論シミュレーションを系統的に行うことでわかってきたことであるが¹⁵⁾、合体後に中性子星が生き残る理屈は次のように理解されている。

合体後誕生する重い中性子星は連星の軌道角運動量の大部分を持ち込むために一般に高速かつ強微分回転する。さらに合体時の衝撃波加熱により

10の11乗程度まで温度が上昇するため、熱的な圧力が生じる。つまり重い中性子星内部では、通常の圧力に加え、遠心力と熱的圧力が重力に拮抗する力となる。この二つの効果により、零温度・球対称の仮定の下で支えられる最大の質量より重い質量をもった中性子星が存在できる。系統的な数値的相対論シミュレーションの結果によるとこの最大質量の「底上げ」は零温度・球対称の最大質量に比べ4-7割増しになると報告されている¹⁵⁾。連星の総質量が底上げされた最大質量より軽い場合は合体後に重い高速回転中性子星が存在し、重い場合はブラックホールへ即座に崩壊する。では、どちらが「現実的」な進化なのか？

2010年にPSR J1614-2230の観測結果が報告され、零温度・球対称中性子星の最大質量の下限に 1.96 ± 0.04 太陽質量という制限がついた¹⁶⁾。その後、PSR J0348+0432の観測により下限値は 2.01 ± 0.04 太陽質量に更新され¹⁷⁾、約2太陽質量の中性子星を支えられない原子核状態方程式は観測的に棄却されたことになる。一方、連星パルサーの観測から精度良く決まっている連星中性子星の総質量は2.6-2.8太陽質量である¹⁸⁾。これらの観測事実と数値的相対論シミュレーションで明らかになった最大質量の底上げを勘案すると、観測されている連星質量より十分に重い場合を考えない限り、重い高速回転中性子星が合体後に誕生する過程が「現実的」と考えられる。

この星はその後どのように進化するのか？ 合体後誕生した中性子星は非軸対称な密度構造を持つため、重力トルクによる角運動量輸送が働く。また、大きな振幅を持つ重力波を準周期的に放出する。重力波はエネルギーに加え、角運動量を系から持ち運びだすため、重い高速回転中性子星は角運動量を失いつつ、剛体回転に漸近していく。剛体回転で支えられる最大質量は零温度・球対称の最大質量の2割増程度であるので¹⁹⁾、観測されている連星質量より十分に軽い場合もしくは現実の最大質量が2太陽質量より大分大きな場合を考

えない限り、角運動量輸送と喪失の結果、やがてブラックホールへ崩壊する。重い高速回転中性子星の一部はブラックホールの周りに降着円盤を形成する。

この描像の下で磁場増幅がどのように起こりうるかを考えてみる。磁場増幅サイトの第1候補は合体時の連星の接触面である。合体時の星の接触面では速度場が逆向きになるため、上述のケルビン-ヘルムホルツ不安定性が起き、乱流渦により磁場が増幅される可能性がある。増幅サイトの第2候補は合体後過渡的に存在する重い高速回転中性子星である。この星の回転角速度の動径勾配は負であるので、星内部では磁気回転不安定性が起こる可能性がある²⁰⁾。最後の増幅サイト候補はブラックホール周辺の降着円盤内部である。円盤内部では、やはり回転角速度の勾配が負であることから磁気回転不安定性が起こる可能性がある(部分的には文献12で示唆されている)。

このような予想のもと、われわれは京、国立天文台XC30、東京大学情報基盤センターFX10を用いて、連星中性子星合体の高解像度数値的相対論-磁気流体シミュレーションを行った。立方体多層格子の最細解像度(格子点総数)を70メートル($1,024^2 \times 512$)、110メートル($648^2 \times 324$)、150メートル($484^2 \times 242$)と変えることで収束性のチェックを行った。ただし、軌道面対称性を仮定している。また、各多層格子の格子点数は一定で、層が変わる毎に解像度が倍になる格子構造になっている。数値領域の境界を十分遠方にもっていくため、多層格子の数を7層と設定した。流体、重力場ともに有限差分法に基づいて離散化している。核密度状態方程式は相対論的平均場近似にハイペロンの効果を入れたH4²¹⁾を仮定し、連星総質量が2.8太陽質量の等質量連星を設定した。

参考までに先行研究で用いられていた最細解像度は180メートルであり、この計算は世界最高解像度のシミュレーションとなっている。最細解像度70メートルのシミュレーションは世界中の研

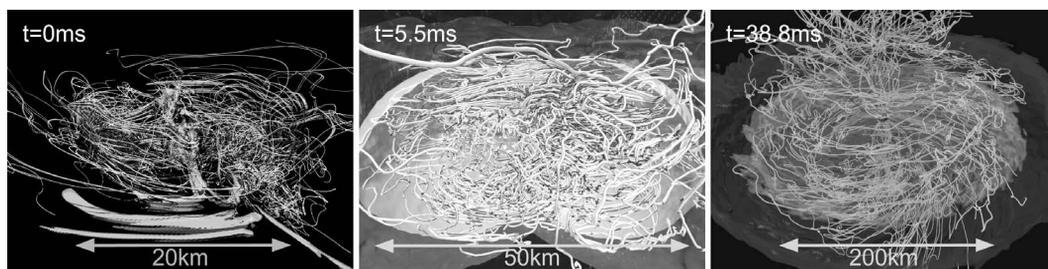


図1 合体時(左), 合体後5.5ミリ秒(中央), 合体後38.8ミリ秒(右)における磁力線(細線)の様子。左図: 10の15.6乗ガウス以上の磁場強度(白色), 中央図: 10の14乗(白色)グラム毎立方センチメートルの密度場, 右図: 10の10.5乗(白色)グラム毎立方センチメートルの密度場とブラックホール, 文献13から転載。

究グループの中でも京をもつてのみ実行可能であり, 1モデルシミュレートするのに要した計算機資源は, 16,384コア, 約8,000,000 CPU hourである。

図1に合体時, 合体後, ブラックホール形成後の磁力線, 磁場強度, 密度場を可視化した様子を示す。まず, 合体時の磁力線と磁場強度の様子から, 二つの星の接触面で磁場が強くなっていることがわかる。図2は合体時, 軌道面における密度場と速度場を表しているが, 接触面で渦が生成されていることが理解できる。上述したケルビン-ヘルムホルツ渦による磁場増幅が起きているならば, 解像度依存性が見えると予想される。図3は合体の1ミリ秒前/後の最大磁場の強度から測った増幅因子を解像度に対してプロットしたものである。増幅因子は解像度に大きく依存し, 高解像度程, 高い増幅因子を示す。また増幅因子は初期磁場の強度にあまり依存しない。

磁場は圧縮や巻き込みでも増幅するが, これらの増幅機構を数値的に解像するのは容易いため, 全てのモデルで正しく捕らえられていると考えられる。つまり, 圧縮/巻き込みによる磁場増幅は解像度に大きく依存しないと言える。以上の考察により, 合体時の磁場増幅はケルビン-ヘルムホルツ不安定性に起因すると結論付けた。

いくつかのlocal box simulationではケルビン-ヘルムホルツ渦による磁場増幅が報告されていたが²²⁾, これらは物理的な状況を理想化した限定

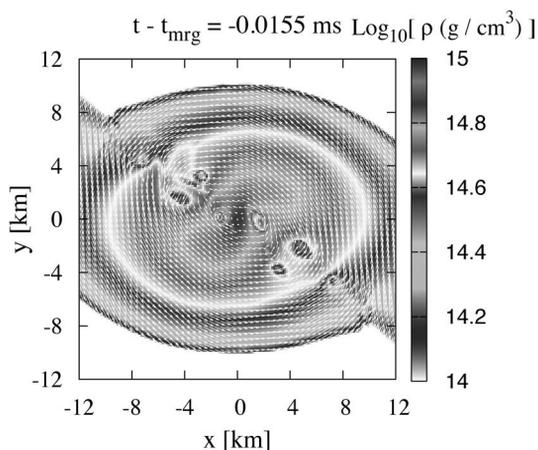


図2 合体時軌道面における密度場と速度場。

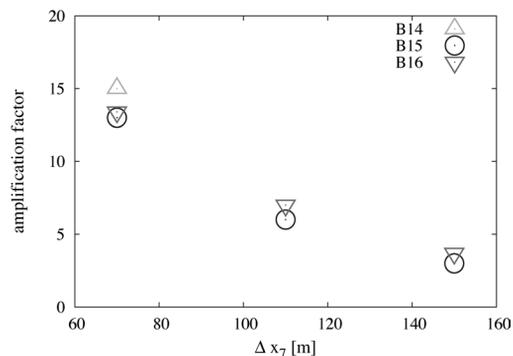


図3 合体前後の磁場の増幅因子の解像度依存性。初期磁場の最大強度10の14.5乗ガウス(三角), 10の15乗ガウス(丸), 10の16乗ガウス(逆三角) 文献13から転載。

的なもので、大局的なシミュレーションで増幅が有意に起こることが初めて示された。

何故、連星中性子星合体においてケルビン-ヘルムホルツ渦を正しく捕らえるのが難しかったのだろうか？ これは合体時の接近運動に起因する。つまり、図2では左上から右下への対角線を挟んで接線方向に反対向きの速度場が存在するのに加え、対角線に垂直な方向にも速度場は成分をもつ。この運動により合体時に衝撃波が生じ、ケルビン-ヘルムホルツ渦は散逸する。つまり、渦が成長し磁場を増幅するタイムスケールと衝撃波加熱による渦の散逸のタイムスケールの競合となる。解像度が低いと成長率の小さい空間スケールの大きな渦しか解像できないため、磁場を十分に増幅する前に渦が散逸してしまう。

先行研究では解像度の制限から渦の成長を正しく捕らえられていなかったため、磁場増幅が有意に起こるか不明瞭であった。図3からわかるように磁場増幅にはまだ余地がありそうである。力学的エネルギーと同程度まで磁場エネルギーが増幅すると仮定すると、飽和磁場は10の17乗ガウス程度になると見積もられる。また、磁場の増幅率は解像度で決まっているので、10の12乗ガウス程度の現実的な磁場強度を考えた場合、飽和磁場を得るにはさらなる高解像度が必要である。

ケルビン-ヘルムホルツ渦による磁場増幅をどのようにモデル化し、現実的な描像により迫るかは今後の課題である。

本題に戻ると、第2の増幅サイトは重い高速回転中性子星である。図1中央にこの星の密度構造と磁場の様子を示した。磁力線の様子から乱流磁場が発達していることと回転方向の磁場が卓越していることがわかる。上述のとおり、回転角速度は動径方向に向かって減少するため、磁気回転不安定性に対して不安定である²²⁾。

線形理論によると、最大成長モードの波長 λ_A は $\lambda_A = B / (4\pi\rho)^{1/2} 2\pi / \Omega$ で与えられる。ここで、 B は磁場強度、 ρ は密度、 Ω は回転角速度である。

この不安定モードを正しく追跡するには、1波長を10格子点程度で覆う必要があるが、星内部の物理量により波長が変わる。

そこで星を密度によって輪切りにし、その領域内部の磁気エネルギーの増幅を調べる解析を行った。図4に磁場の動径方向成分がもつエネルギーが成長する様子を示す。ここでは、密度が10の11乗から10の12乗グラム毎立方センチメートルの領域に含まれる磁気エネルギーを計算した。低解像度モデルでは、合体後星の内部で磁場はほぼ成長せず、ブラックホール崩壊に至る。一方、中解像度、高解像度のモデルでは星内部で磁場が増幅していく様子がわかる。先に述べた λ_A がいくつかの格子点で覆われているかを調べたところ、高解像度、中解像度では10格子点以上であるのに対し、低解像度は10格子点に届いていなかった。ただし、 λ_A の評価には回転方向の磁場成分を用いた。これは回転方向の磁場が卓越しているためである。

また、磁気エネルギーの成長率を解析したところ、回転角速度の数パーセント程度となることが判明した。

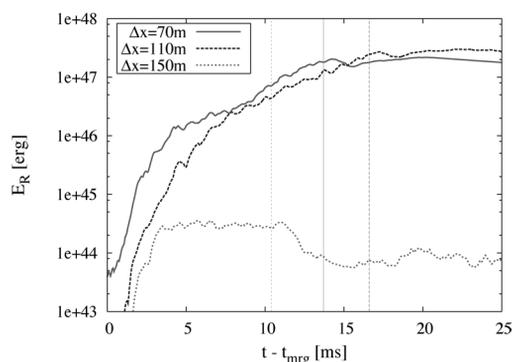


図4 星内部10の11乗から10の12乗グラム毎立方センチメートルの領域に含まれる磁気エネルギーの時間発展。高解像度（実線）、中解像度（破線）、低解像度（鎖線）、縦線（線種はモデルに対応）はブラックホール形成のタイミングを表す。時間は合体時を0に取ってある。文献13から転載。

磁気回転不安定性の不安定モードが解像できていること、成長率が線形理論と大体合致することから、重く高速回転する中性子星内部では非軸対称モードの磁気回転不安定性により磁場が増幅するという結論を得た²²⁾。

単一の中性子星と磁場を仮定し、磁気回転不安定性を議論した先行研究は存在するが²³⁾、連星合体から重い中性子星形成という過程で磁場増幅が起こることを首尾一貫したシミュレーションで示したのは初めてである。

最後はブラックホール—降着円盤である（図1右参照）。図5に磁気エネルギーの時間発展を示したが、高解像度、中解像度モデルではこれまでに紹介したとおり合体時のケルビン—ヘルムホルツ不安定性と重い中性子星内部での非軸対称不安定性により磁場が有意に増幅する。ブラックホール形成時には降着円盤がもつ磁気エネルギーは既に飽和していて、それ以上の増幅は見られない。一方、低解像度モデルでは合体時と星内部であまり磁場が増幅せず、降着円盤内部で磁場増幅が起きている。増幅は磁場の巻き込みと磁気回転不安定性で起こされている。重い中性子星内部に比べ、降着円盤内部の密度は典型的に10の11乗グラム毎立方センチメートルと低い。このため、不

安定モードの波長は長くなり数値的に解像しやすくなる。しかし、これは前述の二つの増幅機構を正しく捕らえていないために起こった現象であり、筆者らの結果によると現実的な描像ではないと考えられる。

連星合体からの一連の進化を高解像度シミュレーションで追うと降着円盤内部では磁場強度は飽和しており、先行研究で考えられていたような降着円盤内部における磁場増幅は起こらなかった¹²⁾。筆者らがこの研究で得た描像は既存のものとは定性的に異なる。

また、図1右からわかるとおり、磁場の形状は回転成分が卓越していて、回転軸方向の磁場はあまり強くない。磁場の形状がこのようになるのは以下の理屈である。合体時の衝撃波と重い回転中性子星の振動により、このモデルでは太陽質量の1,000分の1程度の物質が放出される²⁴⁾。降着円盤が形成してしばらくの間はこの放出物質の一部がfall backし、動圧を生む。軸方向の磁場を作るためには、磁気圧がこの動圧に打ち勝つ必要があるが、円盤表面付近で10の15乗から16乗ガウスの磁場強度が必要となる。筆者らのシミュレーション結果は、100ミリ秒程度の比較的短いタイムスケールでは、円盤表面付近にこのような強い磁場は出来ない事を示唆する。

ブラックホール地平面におけるポインティングフラックスを評価したところ、軸方向にそろった磁場ができていないため、Blandford-Znajek過程の効率は小さく、相対論的ジェットを駆動するには至っていない²⁵⁾。理想磁気流体近似の下では磁力線は流体素片に凍結しているため、軸方向にそろった磁場を作るには軸方向への流体の運動を生み出す何らかの過程が必要である。このような過程が存在した場合、軸方向に揃った磁場が結果的に作り出され、Blandford-Znajek過程の効率が上がり相対論的ジェットを駆動する可能性はある。これらは今後の課題である。

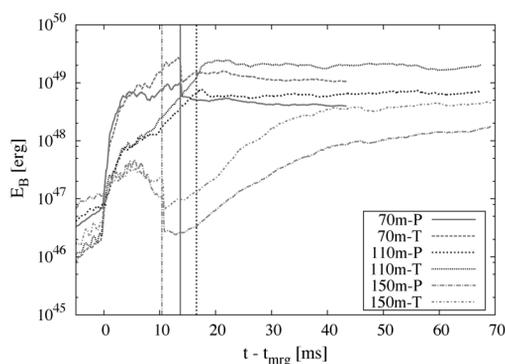


図5 磁場エネルギーの時間発展の様子。時間の取り方と縦線の意味は図4に同じ。P, Tはそれぞれ回転に垂直な方向と回転方向の成分を表す。高解像度（実線、破線）、中解像度（鎖線、点線）、低解像度（一点破線、一点鎖線）を表す。

5. ま と め

今回は磁気流体効果に焦点をあて筆者らの研究を紹介したが、連星中性子星合体にニュートリノ輻射輸送を取り入れた研究も京都数値的相対論グループによって進められている²⁶⁾。ニュートリノ加熱による円盤風が駆動すれば、軸方向への流体運動を生み出す過程になるかもしれない。磁場／ニュートリノ輻射輸送を取り入れた研究が望まれる。

今後、連星中性子星合体の現実的な描像が解き明かされるとともに、重力波直接観測の報告を近い将来聞くことを期待したい。

謝 辞

今回紹介させていただいた話題は、京都大学基礎物理学研究所の柴田大教授、関口雄一郎特任助教、ウィスコンシン大学ミルウォーキー校久徳浩太郎研究員らとの共同研究で行ったものである。研究の機会を与えてくださったことに感謝します。シミュレーションデータの可視化に尽力してくださった筑波技術大学の和田智秀研究員にも感謝します。また、編集委員の富永望氏には発表の機会をいただきましたことを深く感謝します。

本研究の一部はHPCI戦略プログラム分野5の1課題であり京を使った研究です。

参考文献

- 1) Narayan R., Paczynski B., Piran T., 1992, ApJ 395, L83
- 2) Wanajo S., et al., 2014, ApJ 789, L39
- 3) Tanvir N. R., et al., 2013, Nature 500 547; Berger E., Fong W., Chornock R., 2013, ApJ 774 L23; Hotokezaka K., et al., 2013, ApJ 778, L16
- 4) Arnowitt R., Deser S., Misner C. W., 1959, Phys. Rev. 116, 1322
- 5) Shibata M., Nakamura T., 1995, PRD 52, 5428
- 6) Baumgarte T. W., Shapiro S. L., 1999, PRD 59, 024007
- 7) Pretorius F., 2005, PRL 95, 121101
- 8) Campanelli E., et al., 2006, PRL 96, 111101; Baker J., et al., 2006, PRL 96, 111102
- 9) Cook G. B., 2000, LRR 3, 5
- 10) Manchester R. N., et al., 2005, Astron. J. 129, 1993
- 11) 坂下志郎, 池内 了, 宇宙流体力学, 1996, 倍風館
- 12) Rezzolla L., et al., 2012, ApJ 732, L6; Anderson M., et al., 2008, PRL 100, 191101
- 13) Kiuchi K., et al., 2014, PRD 90, 041502 (R)
- 14) <http://www2.yukawa.kyoto-u.ac.jp/~kenta.kiuchi/GWRC/>
- 15) Shibata M., Taniguchi K., 2006, PRD 73, 064027; Hotokezaka K., et al., 2011, PRD 83, 124008
- 16) Demorest P. B., et al., 2010, Nature 467, 1081
- 17) Antoniadis J., et al., 2013, Science 340, 1233232
- 18) Lorimer D. R., 2001, LRR 4, 5
- 19) Cook G. B., Shapiro S. L., Teukosky S. A., 1994, ApJ 422, 227
- 20) Balbus S. A., Hawley J. F., 1998, Rev. Mod. Phys. 70, 1
- 21) Glendenning N. K., Moszkowski S. A., 1991, PRL 67, 2414
- 22) Obergaulinger M., et al., 2010, A&A 515, 30; Zrake J., MacFadyen A. I., 2013, ApJ 769, L29
- 23) Shibata M., et al., 2005, PRL 96, 031120; Siegel D. M., et al., 2013, PRD 87, 121302
- 24) Hotokezaka K., et al., 2013, PRD 87, 024001
- 25) Blandford R. D., Znajek R. L., 1977, MNRAS 179, 433
- 26) Sekiguchi Y., et al., 2011, PRL 107, 051102

Exploring Binary Neutron Star Mergers on Supercomputer

Kenta KIUCHI

Yukawa Institute for Theoretical Physics, Oiwake-cho, Sakyo-ku, Kyoto 606-8502, Japan

Abstract: Binary neutron star mergers are one of the most promising source of gravitational waves. Japanese gravitational wave detector KAGRA will be in operation around 2018. Therefore, it is mandatory to build a physically reliable model of binary neutron star mergers. We are tackling this problem with the supercomputers in the framework of numerical relativity. We introduce our latest understanding on a realistic picture of binary neutron star mergers.