

ブラックホール中性子星連星合体のスピンの傾きに対する依存性の研究

川口 恭平 (基礎物理学研究所)

Abstract

ブラックホール中性子星連星合体は有望な重力波源であるとともに、降着円盤形成や質量放出によって sGRB や Kilonova といった電磁波対応天体の源となりうる。本研究ではブラックホール中性子星連星の合体過程の、特に今まであまり議論されてこなかったブラックホールスピンの傾きに対する依存性を数値相対論シミュレーションによって調べた。その結果ブラックホールスピンの軌道角運動量との角度が合体直前まで、シミュレーションのゲージ条件のもとで 3 度以下の精度で保存することが分かった。またスピン傾斜角が大きいくほど潮汐破壊が起こりにくくなり、その結果形成される降着円盤や放出される質量は小さくなる事を定量的に明らかにした。さらに放出される重力波の波形はスピン傾斜角の存在によってその振幅や位相が変化することが分かった。

1 Introduction

ブラックホール中性子星連星合体は有望な重力波源であるとともに、降着円盤形成や質量放出によって sGRB や Kilonova といった電磁波対応天体の源となり得る。こうしたコンパクト連星合体の、特に合体過程において放出される重力波の波形や、形成される降着円盤の質量、放出される質量を理論的に予想するためには数値相対論によるシミュレーションが必要である。特にブラックホール中性子星連星合体においては、合体時中性子星が潮汐破壊を起こすかが重力波波形や降着円盤質量といった量を大きく左右し、また、中性子星の潮汐破壊の度合いはブラックホールスピン、質量、中性子星の質量、半径 (状態方程式) に依存することが先行研究によって明らかになった。(K. Kyutoku, M. Shibata, K. Taniguchi 2010)(K. Kyutoku, H. Okawa, M. Shibata, K. Taniguchi 2011) これまでのブラックホール中性子星連星合体に対する研究はブラックホールスピンの方向と系の軌道角運動量の方向がそろっているものについて主に行われてきた。ブラックホールスピンの方向が系の軌道角運動量の方向からずれている場合、連星の軌道は時空のひきずりの効果により歳差運動を起こすことが知られており、こうしたダイナミクスの変化は重力波波形や降着円盤質量といった量を定性的に変え得る。そこで本研究ではブラックホール中性子星連星の合体過程の、特に今まであまり議論されてこなかったブ

ブラックホールスピンの傾きに対する依存性を、中性子星の状態方程式の不定性も考慮して系統的に数値相対論シミュレーションによって調べた。以下、特に断らない限り $c = G = M_{\odot} = 1$ の単位系を用いる。

2 Method & Model

本研究の目的はブラックホールの質量、スピンの大きさ、スピンの傾き、中性子星の質量、中性子星の状態方程式に対してブラックホール中性子星連星合体の際に形成される降着円盤の質量と形状、放出される物質の質量と形状、放出される重力波の波形がどのような依存性を持つかを系統的かつ定量的に明らかにすることである。今回はその研究の第一歩として、中性子星質量とブラックホール質量を固定し、状態方程式とスピンの傾きがブラックホール中性子星連星合体に与える影響を調べた。特に状態方程式としては原子核物理から提案される 4 つの piecewise-polytropic モデル (J. S. Read, B. D. Lackey, B. J. Dwen, J. L. Friedman 2009) を用いた。各 EOS に対する $1.35M_{\odot}$ の中性子星の半径、中心密度、バリオン質量、コンパクトネスの値を表 1 にまとめる。なおコンパクトネスは中性子星の質量をその半径で割った値 $C := M_{NS}/R_{NS}$ で定義される量で中性子星がどれだけコンパクトな領域に収まっているかを表す無次元量である。中性子星質量を固定した場合、半径が大き

表 1: 各 EOS に対する $1.35M_{\odot}$ の中性子星の半径、中心密度、バリオン質量、コンパクトネスの値。

Model	$R_{1.35}[km]$	$\rho_{1.35}[g/cm^3]$	$M_{*,1.35}[M_{\odot}]$	$C_{1.35}$
APR4	11.1	8.9×10^{14}	1.50	0.180
ALF2	12.4	6.4×10^{14}	1.49	0.161
H4	13.6	5.5×10^{14}	1.47	0.147
MS1	14.4	4.2×10^{14}	1.46	0.138

な中性子星ほど小さなコンパクトネスをもつ。数値シミュレーションは、これら 4 つの状態方程式それぞれについて、軌道角運動量とブラックホールスピンの間の角度 $i_{tilt} \sim 30, 60, 90[\text{deg.}]$ としたモデルについて行った。また、すべてのモデルについて中性子星質量 $M_{NS} = 1.35M_{\odot}$ 、 $Q = 5$ 、 $\chi = 0.75$ 、 $M_0\Omega = 0.036$ とした。ここで $Q = M_{BH}/M_{NS}$ 、 $\chi = S_{BH}/M_{BH}^2$ でそれぞれブラックホールと中性子星質量比、ブラックホールのスピンパラメータであり、 $M_0\Omega$ は初期の軌道周期を全質量で無次元化した値である。 $Q = 5$ 、 $\chi = 0.75$ とした理由は、状態方程式とスピンの傾きに対する潮汐破壊の激しさの依存性が見えやすいと先行研究から期待されるためである。本シミュレーションは Z4c 形式に基づいて時空と流体の時間発展を解く数値計算コード SACRA (T. Yamamoto, M. Shibata, K. Taniguchi 2008) を用いて計算した。また、スピンの傾いていない系との比較として (K. Kyutoku, K. Ioka, M. Shibata 2013) のデータを用いた。

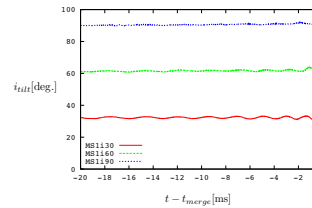
3 Results

この節では本研究の数値シミュレーションによって得られた主たる結果のいくつかを紹介する。

3.1 軌道進化

PostNewtonian 展開による軌道進化計算による研究から、片方が軌道角運動量から傾いた方向にスピンを持っているような連星は、スピン軌道角運動量相互作用によって軌道が歳差運動を起こすことが知られている。(L. E. Kidder 1995) 特に、このときスピン軌道角運動量相互作用の最低次の効果において、

軌道角運動量とブラックホールスピンの間の角度 i_{tilt} を保った状態で全角運動量の周りを回転することが分かっている。この事実は数値シミュレーションの初期条件における i_{tilt} の値が、連星形成時の i_{tilt} とほぼ一致しているであろうこと意味し、本研究における設定が well-defined である事を保証する。しかしながら、こうした軌道角運動量とブラックホールスピンの時間進化の性質が、連星合体直前といった、PostNewtonian 展開による計算が妥当でなくなる領域において成り立つかは非自明であるため、今回はそれを調べた。図 1 に MS1 における i_{tilt} の時間進化

図 1: MS1 における i_{tilt} の時間進化。

をプロットしたものである。状態方程式のモデルによらず i_{tilt} の値は合体直前まで 3 度以下の精度で保存することが分かった。この結果は PostNewtonian による計算でも示された i_{tilt} の値が軌道進化においてほぼ保存するという性質が、合体直前まで有効であることを意味する。この性質はスピンが傾いているブラックホール中性子星連星をモデル化する上で役に立つと考えられる。

3.2 降着円盤と質量放出

合体後 $10ms$ 後に測った降着円盤の質量 M_{disk} と放出された物質の質量 M_{eje} の結果をコンパクトネス

とスピン傾斜角に対する等高図として図 2,3 にした。図 2 から、同じスピン傾斜角をもつモデルについてはコンパクトネスが小さいほど降着円盤の質量が大きいことが分かる。また同じ状態方程式のモデルに対しては M_{ejc} がスピン傾斜角の増大に伴って減少している。図 3 からは降着円盤の時と同様にコンパクトネスが小さいほど放出される物質の質量が大きく、また M_{ejc} が傾斜角の増大に伴って減少している事が確認できる。このことから中性子星はコンパクトネスが小さいほど、またスピン傾斜角が小さいほど潮汐破壊を起こしやすいということを表している。スピンが軌道角運動量と同じ向きを向いているブラックホール中性子星連星合体においては、スピンの大きさが大きいほど中性子星は潮汐破壊を起こしやすい事が分かっているが (K. Kyutoku, H. Okawa, M. Shibata, K. Taniguchi 2011)、スピンの向きが軌道角運動量の方向から傾いている場合、PostNewtonianでのスピン軌道角運動量相互作用の leading の寄与が、 $\propto \mathbf{L} \cdot \mathbf{S} = LS \cos i_{tilt}$ で与えられるように、傾斜角によってスピンの効果が effective に弱まるため、潮汐破壊が起こりにくくなったためと解釈することができる。比較的小さいコンパクトネス (~ 0.14) の状態方程式においては、初期スピン傾斜角が 90 度であっても降着円盤の質量は $0.01M_{\odot}$ 以上存在し、これは sGRB の中心エンジンとなる可能性がある。一方コンパクトネスが比較的大きい (~ 0.18) の場合では、 $0.01M_{\odot}$ 以上の降着円盤の質量を実現するためには、初期スピン傾斜角の値がおおよそ 60 度以下である必要があることが分かる。

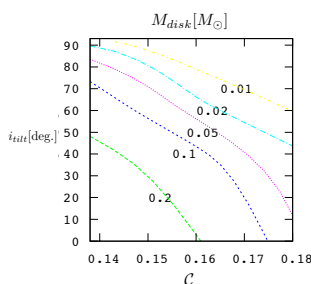


図 2: コンパクトネスとスピン傾斜角に対する降着円盤の質量の依存性。

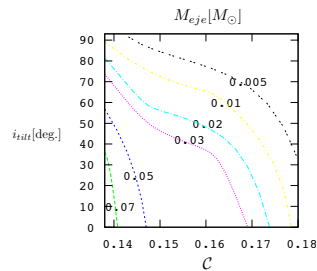


図 3: コンパクトネスとスピン傾斜角に対する放出される物質の質量の依存性。

3.3 重力波波形

スピン傾斜角が存在すると軌道は歳差運動を起こし、それに伴って重力波波形も変化する。スピン傾斜角が重力波波形に与える影響を調べた。図 4 は状

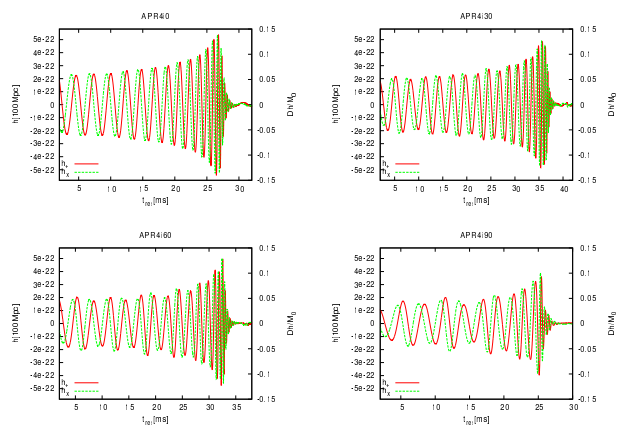


図 4: 各スピン傾斜角のモデルからの重力波波形。状態方程式は APR4 である。

態方程式が APR4 の各スピン傾斜角のモデルについて系の全角運動量の方向で観測した場合の重力波波形をプロットしたものである。各スピン傾斜角のモデルからの波形を比べると、重力波波形がスピン傾斜角によって振幅や位相が変化しているのが分かる。また重力波波形の変化はスピン傾斜角が大きいほど大きいことが分かる。

スピンが傾いている系では全角運動量の方向と軌道角運動量の方向は一致しておらず、軌道角運動量は全角運動量を軸に回転する。本数値シミュレーションでは、ブラックホール中性子星の軌道が ~ 10 周する間に、軌道角運動量は $\sim 0.5 - 1$ 周回転してい

る。つまり軌道角運動量の回転角速度 ω_{prec} は軌道角速度 ω_{orb} 比べ小さい。そのため、全角運動量の方向から観測した重力波はその瞬間瞬間では軌道角運動量は一定の方向を向いており、スピンの傾いていない系からの重力波を全角運動量と軌道角運動量の間角度分だけ軌道角運動量の方向に対し傾けた方向にいる観測者から観測したものであるという描像が第 0 近似成り立つと考えられる。重力波の最低次は四重極公式であたえられ、その周波数は軌道周波数の 2 倍であるが、特に連星の質量比が 1 でない場合、軌道角運動量からずれた方向における重力波には $0.5PN$ のオーダーで軌道周波数の 1 倍や 3 倍の成分がまざる。その効果によってスピンの傾いている系から重力波波形が図 4 ように振幅や位相が変化すると解釈できる。

現実の観測では観測者の方向は固定であり、初期に観測者が軌道角運動量の方向にいたとしても、軌道角運動量の方向は回転するため常に軌道角運動量の方向から観測することは不可能である。したがってスピンの傾いた系からの重力波波形には観測方向のずれによる振幅や位相の変化の効果が入ることは原理的に避けられない。これはスピンの傾いていない系において、運が良ければその重力波を軌道角運動量の方向から観測することが可能であることと大きく違う点であり、スピンの傾いた系からの重力波の大きな特徴である。

4 Summary

本研究ではブラックホール中性子星連星の合体過程の、特に今まであまり議論されてこなかったブラックホールスピンの傾きに対する依存性を数値相対論シミュレーションによって調べた。その結果ブラックホールスピンと軌道角運動量の間角度が合体直前まで、シミュレーションのゲージ条件のもとで 3 度以下の精度で保存することが分かった。またスピン傾斜角が大きいほど潮汐破壊が起こりにくくなり、その結果形成される降着円盤や放出される質量は小さくなる事を定量的に明らかにした。さらに放出される重力波の波形はスピン傾斜角の存在によってその振幅や位相が変化することが分かった。

Acknowledgement

研究活動にあたって、基礎物理学研究所教授の柴田大さんには適切で丁寧なご指導を頂きました。心よりの謝意を表します。基礎物理学研究所の中野寛之さんには、PostNewtonian の寄与を入れた軌道進化計算コードの提供のほか様々な場面で沢山の丁寧なご指導を頂きました。心から感謝いたします。Wisconsin-Milwaukee 大学の久徳浩太郎さんには本研究を進めるにあたって欠かせない初期データやコードの作成のほか丁寧なご指導を頂きました。心より感謝の意を表します。

Reference

- K. Kyutoku, M. Shibata, K. Taniguchi, Phys. Rev. D, **82**, 044049 (2010)
- K. Kyutoku, H. Okawa, M. Shibata, K. Taniguchi, Phys. Rev. D, **84**, 064018 (2011)
- K. Kyutoku, K. Ioka, M. Shibata, Phys. Rev. D, **88**, 041503 (2013)
- T. Yamamoto, M. Shibata, K. Taniguchi, Phys. Rev. D, **78**, 064054 (2008)
- L. E. Kidder, Phys. Rev. D, **52**, 821- 847 (1995)
- J. S. Read, B. D. Lackey, B. J. Dwen, J. L. Friedman, Phys. Rev. D, **79**, 124032 (2009)