

次世代重力波観測器のための初代星連星の進化計算

衣川 智弥 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

現在、世界初の重力波観測を目指し、KAGRA, Advanced LIGO, Advanced VIRGO といった重力波観測計画が動き出しており、重力波による天文学の幕開けが期待されている。重力波観測のメインターゲットになっているのは連星中性子星 (NS-NS)、中性子星ブラックホール連星 (NS-BH)、連星ブラックホール (BH-BH) といったコンパクト連星である。コンパクト連星は重力波を発生してエネルギーを失いながら近づきあい、連星合体を起こす。合体時にも強い重力波を放出することが理論的に予測されている。これらの連星合体率は、連星中性子星については宇宙年齢以内に合体を起こすパルサーの観測結果と、パルサーの分布のモデルを用いて見積もることができる。しかし、中性子星ブラックホール連星や連星ブラックホールについては観測結果がないので、同様の方法で合体率を調べることはできない。そこで、重要となってくるのが連星の進化計算を用いた連星合体率の見積もりである。連星進化を主系列時から追い、どのように進化していくかをモンテカルロシミュレーションで計算し、その統計を取ることで直接観測できない連星ブラックホール等についても合体率を見積もることができる。宇宙年齢以内に合体するパルサーの観測例は少なく、連星中性子星についても星の進化計算から合体率を見積もることは重要である。コンパクト連星が合体するタイムスケールは、数億年のものから宇宙年齢以上のものまであり、非常に長い。そこで、本研究では宇宙で最初に行える星である初代星 (Pop III) 起源のコンパクト連星に着目し、初代星起源の連星がどれだけコンパクト連星に成りうるのかについて研究を行った。

1 Introduction

一般相対論から理論的に予言される重要な現象として重力波が存在する。重力波の検出は、一般相対論の検証をはじめとした、強重力場での現象を見る観測手段として非常に重要である。しかし、観測的には、Hulse&Taylor により 1974 年に発見された連星中性子星の長年の観測から間接的に示されているのみで、いまだ直接観測には至っていない。今現在稼働している重力波検出器としてアメリカの LIGO が存在する。LIGO でも未だに重力波は観測されていない。日本では現在、重力波検出のために大型レーザー干渉計 KAGRA が建設されており、2018 年から本格的に観測が始まる。日本以外でもアメリカでは Advanced LIGO、ヨーロッパでは Advanced VIRGO という計画が動いている。これらを第二世代検出器と呼び、観測範囲は ~ 200 Mpc、連星中性子星合体のイベントレートは ~ 10 events/yr となる。これら第二世代検出器が動き出せば重力波は検出されると期待されている。

さらに地上観測の将来計画として第三世代検出器の Einstein Telescope が計画されている。これは NS-NS 連星合体に対する観測範囲が ~ 3 Gpc となり非常に遠くからの重力波を観測することができる。日本でも衛星により宇宙論的距離からの重力波を観測する計画が考えられており、重力波検出衛星 DECIGO という ?)。DECIGO では赤方偏位 $z \sim 1$ (~ 3 Gpc) からの BH-BH ($\sim 10^3 M_\odot$) の連星合体の重力波や NS-BH ($\sim 10 M_\odot$) や NS-NS の合体する前に放射する重力波を観測することができる ?)。これらの検出器の稼働が実現されれば、より宇宙論的な距離にあるコンパクト連星から放射される重力波を観測することができると考えられる。したがって、初代星起源のコンパクト連星も観測のターゲットに為りえる。検出に適した重力波観測器を設計するためには、観測範囲内で重力波がどの程度観測できるかをイベントレートを算出することで前もって評価する必要がある。特に、NS-BH、BH-BH については観測例がなく、理論的な見積りでしかイベントレートを算出する

ことはできない。本研究では、初代星の進化計算をもとに連星進化を計算することによって、形成されるコンパクト連星の種類、数、合体のイベントレートを出すことを目的としている。

2 Methods

連星の進化をおうために、まず単独星の進化を追う必要がある。連星を構成する、主星、伴星の各々の星の進化をといた上で、各タイムステップ毎に連星間相互作用を起こすか否かを判定し、相互作用を起こす場合は相互作用によって軌道、各々の星の質量などを変化させ、再び各々の星の進化を解いていく。本研究では単独星の進化を計算する際に、星の進化を基礎方程式から直に計算するのではなく、星の進化計算結果を再現する fitting 公式を用いることで、単独星の進化計算を簡略化している。なぜ、Fitting 公式を使うかということ、大量の星について、その統計的な振る舞いを調べる場合、各々の星について基礎方程式から星の進化を追うことは無理なため、Fitting 公式が必要となるからである。最近の研究によって、初代星の典型的な質量は数 $10 M_{\odot}$ ということが分かっている。よって、進化計算をもとに、 $10M_{\odot} \leq M \leq 100M_{\odot}$ の初代星の進化を、初期質量と生まれてからの時刻を変数として表すことのできる Fitting 公式を作り、この Fitting 公式を用いて、既存の連星進化の計算コードを初代星にも適用できるように独自に拡張した。

2.1 初代星の特徴

初代星の HR 図は図??のようになる。初代星の進化の特徴は、半径が小さいこく、巨星状態も青色巨星として進化していき、 $50M_{\odot}$ 以上にならない限り、外層が対流優勢にならず、輻射優勢のまま進化していくことと、恒星風による質量損失がないことである。初代星の誕生直後は重元素がないため、CNO-cycle で燃えることができず、pp-chain で星を支えている。しかし、pp-chain はエネルギー生成率の温度依存性が小さいため、星を支えるためにはコアが高温となる必要がある。コアが高温となりヘリウムが燃えることで炭素が生成された後に CNO-cycle が起こるが、

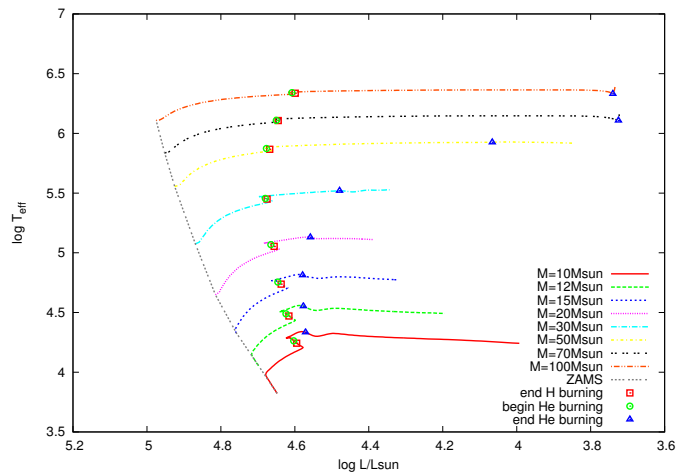


図 1: Zero metallicity stellar track in the HR diagram (Marigo et al. 2001). The each line describes stellar evolution at each initial mass. The grey line means zero age main sequence line. The box points, the cube points and the triangle points denote end of H burning, beginning of He burning and end of He burning.

コアの高温は維持されたまま進化していき、水素燃焼が終了後、すぐにヘリウム燃焼に移行するため、半径が小さく、青色巨星として進化していく。そして、重元素がないため、opacity が小さく、輻射圧が効かないため恒星風を受けずに質量放出がない。

2.2 連星の初期値

連星の進化を解く際には、連星が誕生したときの初期値を与える必要がある。ここでは連星の各々の星が水素燃焼を開始した時を連星が誕生した瞬間とした。連星誕生時の主星の質量、主星と伴星の質量比、軌道長半径、離心率が連星を解く上で必要な初期値となる。

2.3 連星間相互作用

連星間相互作用については、本研究では潮汐、重力波による軌道の変化、連星間の質量交換、共通外層、超新星爆発による連星の解体について本計算では取り入れている。初代星の磁場についてはまだど

の程度かわかっていないので、磁場による軌道変化の寄与は取り入れていない。

2.3.1 潮汐

主星の形状は伴星の潮汐力により楕円形に歪む。潮汐による非軸対称な歪みのせいでトルクが生じ、主星の自転と公転の間で角運動量のやり取りが生じる。この際、公転の角速度が自転の角速度を上回っている場合、公転から自転への角運動量輸送が行われる。逆に、自転の角速度が公転の角速度を上回っているときは、自転から公転への角運動量輸送が起こる。

2.3.2 質量交換

星が進化していくにつれ、星の半径は膨張していく。その際に、星の外層が膨らみすぎて伴星の重力圏にとらわれると、星から伴星への質量が流れ込む。この現象を質量交換という。半径膨張がはげしすぎず、質量交換が安定な場合、星の外層は伴星の重力圏に囚われた分だけ、伴星へと降着していく。質量交換が起こると、二つの星の質量が変わり、質量比が変わることで軌道長半径や離心率も変化していく。

2.3.3 共通外層

主星の半径膨張が激しく、質量交換が不安定な場合、共通外層状態となる。共通外層状態とは、主星の半径が大きくなりすぎて、伴星が主星の外層内に突入してしまう状態のことを言う。質量交換が不安定になる場合は主星の外層が対流層になっている場合と、質量比が極端な連星間で質量交換が起き、質量比が1に近づくことで軌道長半径が急激に縮まる時である。共通外層状態になると、主星の外層と伴星とのあいだの摩擦で公転の軌道エネルギーは散逸し、エネルギーを得た主星の外層は連星系外へと吹き飛ばされる。そして、共通外層状態後には軌道エネルギーの減少と主星の外層の消失により、主星のコアと伴星による近接連星が残る。

2.3.4 超新星爆発による寄与

連星内で超新星爆発が起こった際には超新星爆発による質量放出により連星内の質量と軌道が変化し、時には乖離する。主星が超新星爆発を起こしたとすると、主星の中心には中性子星かブラックホールが残り、外層は吹き飛ばされる。質量放出により、連星の総質量が減ることで連星系内での脱出速度は小さくなる。しかし、主星中心のコンパクトオブジェクトとなる部分は爆発前と同じ速度で公転している。公転速度と脱出速度を比べて、公転速度の方が大きい場合、連星は解体してしまう。

2.3.5 重力波

連星は一般相対論の効果によって重力波を放出する。重力波放出により軌道エネルギーを失い、軌道長半径が小さくなっていき、最終的に連星合体を起こす。重力波によって連星合体を起こすまでのタイムスケールは次の式となる。

$$t_{\text{GW}} = \frac{5}{256} \frac{c^5}{G^3 M_1 M_2 (M_1 + M_2)} a_0^4 \quad (1)$$

となる。 t_{GW} は軌道長半径 a の4乗に比例するので、コンパクト連星が重力波によってどの程度の時間で連星合体を起こすかは軌道長半径に大きく依存する。

3 Results

本研究において 10^6 個の連星について進化計算を行った。比較のために金属量が太陽と同程度の星 (Pop I) についても計算を行った。計算モデルとコンパクト連星の形成数を表??、??に記す。初代星についての星形成率は赤方偏移 $z = 3-4$ の範囲で大体 $SFR \approx 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$ なので、今回の計算結果より、BH-BH 連星合体のイベントレートをオーダー計算すると、 $10^{-8} \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3} = 10^{-6} \text{ yr}^{-1} \text{ galaxy}^{-1}$ ($z = 3-4$) となった。

4 Discussion

表??より、初代星連星ではBH-BHが形成されやすく、NS-BH、BH-BHが形成されにくいことがわか

表 1: Calculated models

model	Population	IMF	primary mass range	secondary mass range
1	III	Salpeter	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
2	III	Flat	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
3	I	Salpeter	$10 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$10 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$
4	I	Salpeter	$1 M_{\odot} \leq M_1 \leq 100 M_{\odot}$	$0.5 M_{\odot} \leq M_2 \leq M_1$

表 2: The number of compact binary which merge in 15 Gyrs

	NSNS	NSBH	BHBH
model 1	1048	10	5928
model 2	110	8	18456
model 3	27290	2767	3191
model 4	905	108	123

る。原因は初代星の半径が小さく、連星間相互作用を起こしにくいことにある。特に巨星時の外層が輻射優勢なため共通外層になりにくく、超新星前に外層を吹き飛ばすことができない場合が多い。そのため、超新星時に連星が解体しやすい。しかし、質量損失がない分、大質量のBH-BHが多く形成される。重力波の観測範囲は質量のおよそ5/6乗に比例するため、遠方からの重力波源として初代星連星は期待できる可能性がある。イベントレートについては、今回の結果から $10^{-8} \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3} = 10^{-6} \text{ yr}^{-1} \text{ galaxy}^{-1}$ ($z = 3-4$) となった。Pop I についてのイベントレートが $10^{-6} \text{ yr}^{-1} \text{ galaxy}^{-1}$ なので、赤方偏移3以上の遠方では近傍銀河での Pop I と同等程度の数のコンパクト連星合体が起こっていると考えられる。

Belczynski, K., Bulik, T., & Rudak, B. 2004, ApJL, 608, L45
 Bromm, V., Coppi, P. S., & Larson, R. B. 2002, ApJ, 564, 23
 Hurley, J. R., Pols, O. R., & Tout, C. A. 2000, MNRAS, 315, 543
 Hurley, J. R., Tout, C. A., & Pols, O. R. 2002, MNRAS, 329, 897
 Marigo, P., Girardi, L., Chiosi, C., & Wood, P. R. 2001, A&A, 371, 152

Acknowledgement

指導教官である中村卓史教授をはじめ、ともに議論して下さった稲吉恒平氏、仏坂健太氏、仲内大翼氏、田中圭氏にこの場を借りてお礼を申し上げます。

Reference

Belczynski, K., Kalogera, V., & Bulik, T. 2002, ApJ, 572, 407