

Matter around Binary Black Holes

中野 寛之

京大基研

計画研究 A05 合宿, KKR ホテル熱海, Jan. 7-9, 2013

ブラックホール連星系数値シミュレーション (Late inspiral+merger)

- スピン無しブラックホール連星系
- 歳差運動しないブラックホール連星系
- 歳差運動入りブラックホール連星系 ←

残っている問題：

- 質量比が大きい場合 ($q = m_1/m_2 \gg 1$)
- スピンが大きい場合 ($\chi = |\vec{S}|/m \sim 1$)

理論重力波波形は、色々考えられている。(NINJA, NRAR)

- Early inspiral は post-Newtonian (PN) で表現
- Effective-one-body アプローチで進化全部の波形

ターゲット：巨大質量ブラックホール連星系

- 宇宙空間重力波検出器が 2040+まで出来なかったら？
- BH 連星合体の電磁波観測による証拠は見つけられるか？

現状とこれから：

- 真空中の BH 連星合体は、大体オッケー.
- 次は、物質 (GRMHD) 込みで、BH 連星系を議論しよう.
- そして、そこから放出される電磁波を見積もろう.

連星系周りの降着円盤から電磁波

- 重力波源の位置の特定，赤方偏移の同定
- 重力波から Luminosity distance

→ 距離 – 赤方偏移関係の決定

“Gravitational wave diagnosis of a circumbinary disk”

K. Hayasaki, K. Yagi, T. Tanaka, S. Mineshige,
arXiv:1201.2858 [astro-ph.CO]

連星系周りのディスク → 連星系の軌道進化に影響
→ 重力波波形に現れる.

巨大質量BH連星系周りのディスク (1)

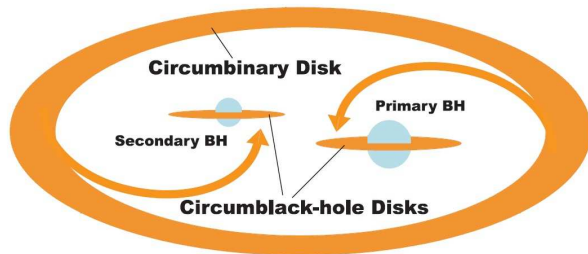
“Binary Black Hole Accretion Flows in Merged Galactic Nuclei”

K. Hayasaki, S. Mineshige and H. Sudou,
PASJ 59, 427 (2007) [astro-ph/0609144].

同質量程度のブラックホール連星系周りでは …

Triple disk system:

それぞれのブラックホールの周りに降着円盤
+ 連星の周りに降着円盤 (circumbinary disk)



巨大質量BH連星系周りのディスク(2)

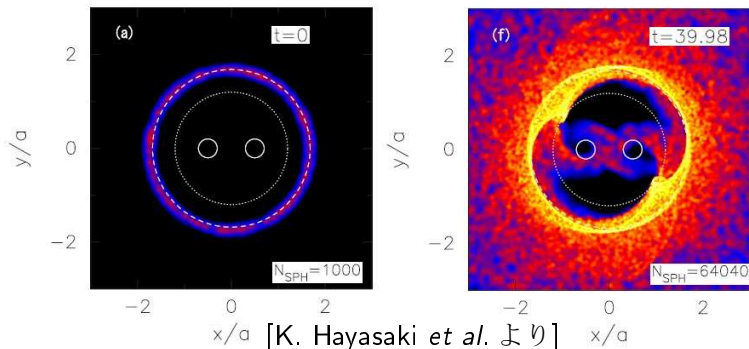
- 3次元SPH (smoothed particles hydrodynamics) コード
- ニュートン重力
- 近似 : Shakura-Sunyaev 粘性パラメータ : α_{SS}
 \leftrightarrow SPH artificial 粘性パラメータ : α_{SPH}
- Black holes
 \rightarrow sink particles (fixed accretion radius ($\sim 8.0 \times 10^3 r_g$))
 数值的に, accretion radius の粒子を取り除く.

Total mass : $M_{tot} = M_p + M_s$ ($= 10^8 M_\odot$)

軌道長半径 : $a = 2 \times 10^4 M_{tot}$ ($= 0.1 \text{pc}$)

軌道周期 : $P_{orb} = 2\pi / \Omega_{orb} = 2\pi / \sqrt{M / (2a)^3}$ ($= 800 \text{yr}$)

巨大質量BH連星系周りのディスク (3)



時間は, P_{orb} で規格化されたもの.

N_{SPH} は, SPH particle の個数.

(実線) Accretion radius

(点線) Trapping radius : outer Roche-lobe radius ($L_2 = L_3$)

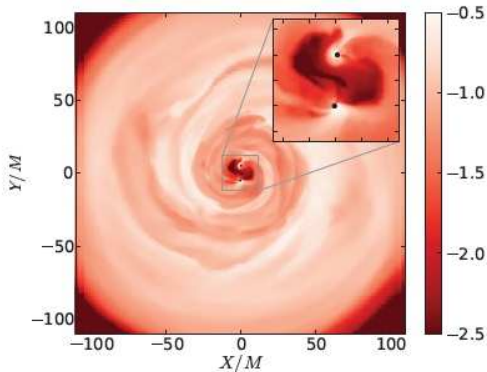
(破線) Tidal truncation radius :

tidal torque of the binary = viscous torque

“Binary black hole mergers in magnetized disks: simulations in full general relativity”

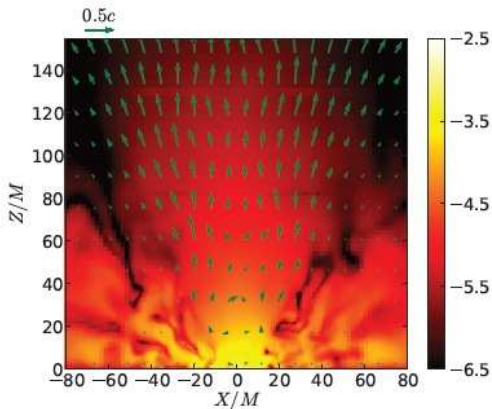
B. D. Farris, R. Gold, V. Paschalidis, Z. B. Etienne and S. L. Shapiro,
Phys. Rev. Lett. 109, 221102 (2012), arXiv:1207.3354 [astro-ph.HE].

- 等質量 BBH の GRMHD シミュレーション
in a magnetized, circumbinary accretion disk
- Pre-decoupling phase ($t_{\text{GW}} > t_{\text{vis}}$):
インスパイラルを無視 (CTS spacetime),
初期連星間距離: $a = 10M$, 45 回転 ($t \sim 10,000M$).
- Post-decoupling phase ($t_{\text{GW}} < t_{\text{vis}}$): (上記を初期条件として)
インスパイラル・マージャー,
リングダウン後 Kerr.



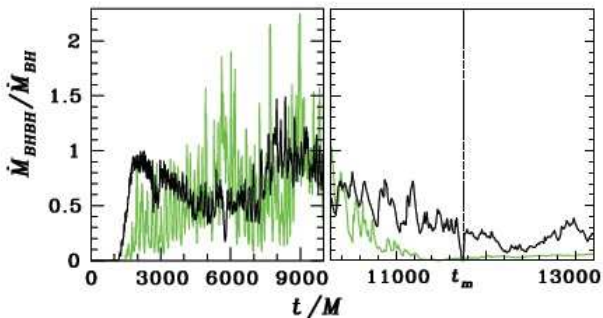
Rest mass density のスナップショット
($t \sim 10,000M$, “no-cooling” simulation) .

最新の研究から (3)



Magnetic pressure と fluid velocity vectors
($t \sim 10,000M$, “no-cooling” simulation).

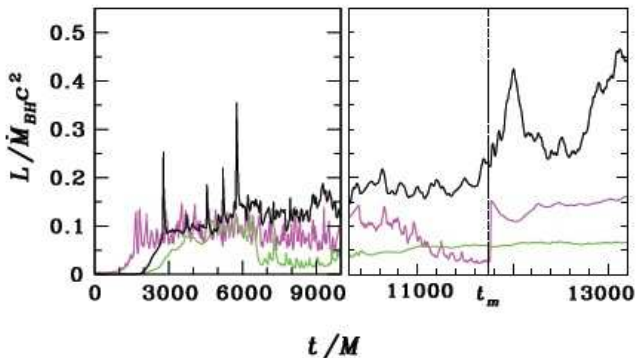
最新の研究から (4)



(Left) Pre-decoupling (Right) Post-decoupling
(黒線) “No-cooling” simulation (緑線) “Cooling” simulation

- Merger time : $t_m = 1,1743M$

最新の研究から (5)



(Left) Pre-decoupling (Right) Post-decoupling

(黒線) “No-cooling” simulation, Poynting luminosity L_{EM}

(緑線) “Cooling” simulation, Poynting luminosity L_{EM}

(紫線) “Cooling” simulation, Luminosity from cooling L_{cool}

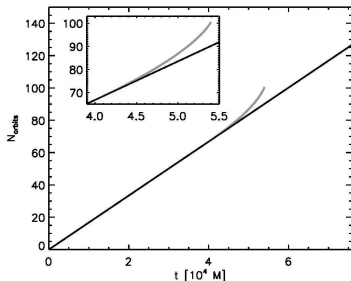
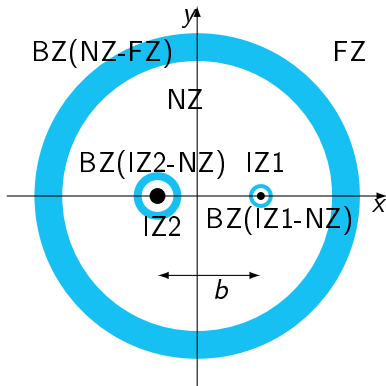
僕らの場合 (1)

“Circumbinary MHD Accretion into Inspiring Binary Black Holes”

S. C. Noble, *et al.*,

Astrophys. J. **755**, 51 (2012) [arXiv:1204.1073 [astro-ph.HE]].

解析的に用意した BH 連星系を記述する時空の上で GRMHD



初期連星間距離 : $a = 20M$

僕らの場合 (2)

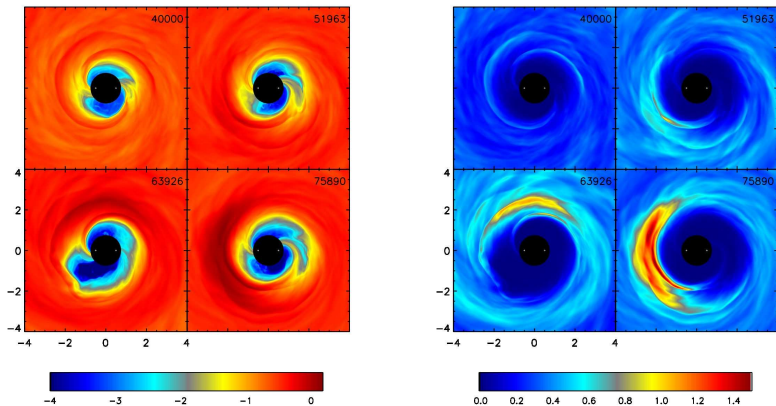


Figure: Color contours of surface density (インスパイラル OFF)
(左) Logarithmic color scale : Streams toward the binary members
(右) Linear color scale : Growth of asymmetry in the inner disk

注 : 黒色の取り除かれた部分は、現在進行中！

僕らの場合 (3)

Surface density (インスパイラル ON vs. インスパイラル OFF)

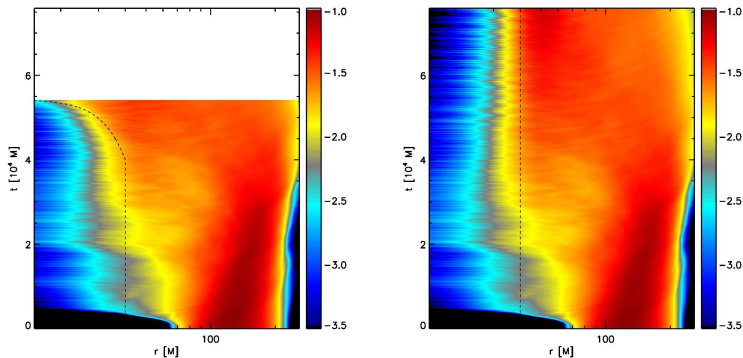


Figure: 破線は, 軌道半径を表す. 色はログスケール.

僕らの場合 (4)

Surface density (インスパイラル ON vs. インスパイラル OFF)

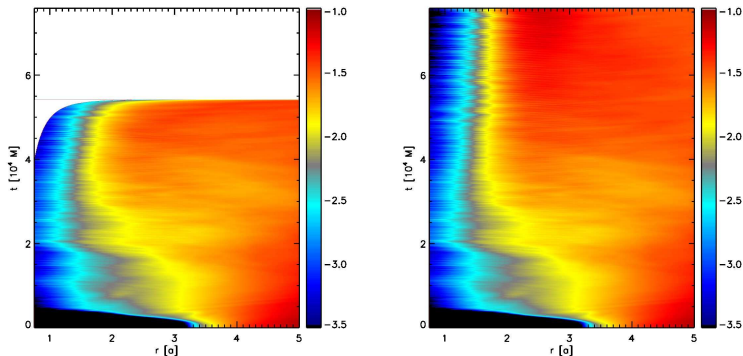


Figure: 破線は、軌道半径を表す. 色はログスケール. 横軸は軌道半径で規格化された量.

インスパイラルする場合: そのうち, infall が追いつかなくなる.

僕らの場合 (5)

Luminosity (インスパイラル ON vs. インスパイラル OFF)

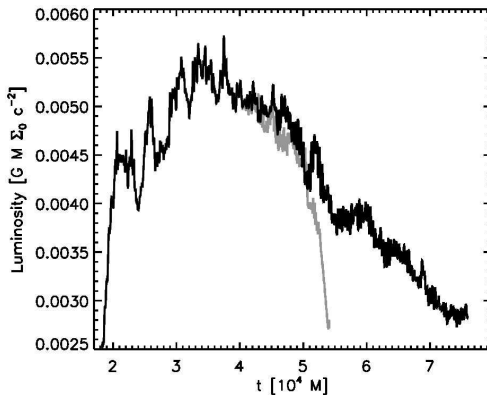


Figure: Luminosity as a function of time. Gray : ON, Black : OFF

僕らの場合 (6)

Fourier power spectrum of the luminosity (インスパイラル OFF)

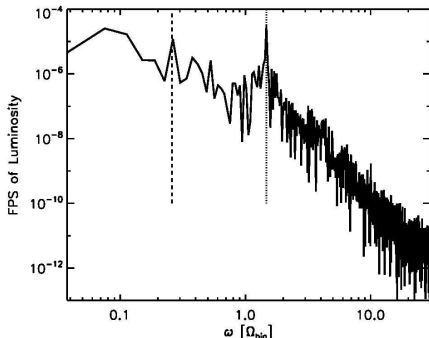


Figure: (破線) $\Omega_{\text{lump}} = \Omega(2.4a) = 0.26\Omega_{\text{bin}}$
(点線) Strong peak : $2(\Omega_{\text{bin}} - \Omega_{\text{lump}}) = 1.46\Omega_{\text{bin}}$

直接見えるわけではない。 → Ray-tracing が必要。

- この発表では、質量を“浮かした”ような話。
 $(t_{\text{sim}} \sim 10^5 M = 0.5(M/M_{\odot}) \text{ [s]})$
- 基本的には巨大質量 BH 連星系. LISA の代わりに EM ?
- 太陽質量程度 BH の場合には !?
- stellar mass BBH 周りに物が残っているシナリオは？
 - BH-star で超新星爆発. ガス残る？
 - 爆発後のキックで出来た BH は？
- 個々の BH を回転させれば、デュアル・ジェット！

超新星爆発後のディスク付きブラックホール

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 489:227–233, 1997 November 1

© 1997. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in U.S.A.

BLACK HOLE DISK ACCRETION IN SUPERNOVAE

SHIN MINESHIGE AND HIDEKO NOMURA

Department of Astronomy, Faculty of Science, Kyoto University, Sakyo-ku, Kyoto 606-01, Japan; minesige@kusastro.kyoto-u.ac.jp,
nomura@kusastro.kyoto-u.ac.jp

MASAHITO HIROSE

Theoretical Physics, Astronomical Observatory of Japan, Mitaka 181, Japan; hirose@yso.mtk.nao.ac.jp

AND

KEN'ICHI NOMOTO AND TOMOHARU SUZUKI

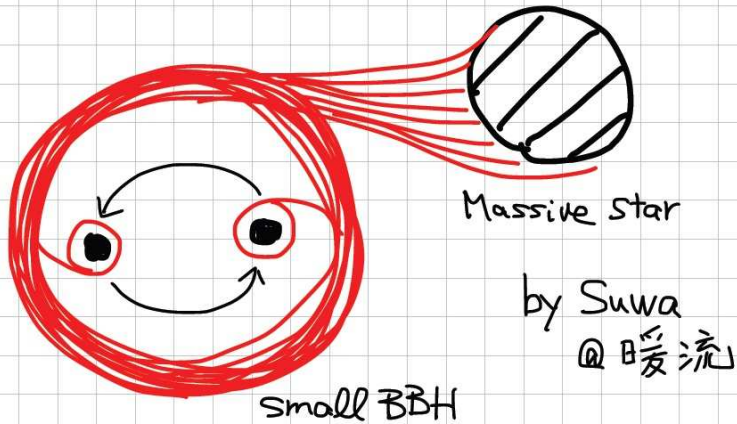
Department of Astronomy and Research Center for the Early Universe, School of Science, University of Tokyo, Bunkyo-ku, Tokyo 113, Japan;
nomoto@astron.s.u-tokyo.ac.jp, suzuki@astron.s.u-tokyo.ac.jp

Received 1997 February 25; accepted 1997 June 11

ABSTRACT

Massive stars in a certain mass range may form low-mass black holes after supernova explosions. In such massive stars, fallback of $\sim 0.1 M_{\odot}$ materials onto a black hole is expected because of a deep gravitational potential or a reverse shock propagating back from the outer composition interface. We study hydrodynamical disk accretion onto a newborn low-mass black hole in a supernova using the smoothed particle hydrodynamics method. If the progenitor was rotating before the explosion, the fallback material should have a certain amount of angular momentum with respect to the black hole, thus forming an accretion disk. The disk material will eventually accrete toward the central object because of viscosity at

3 体系？

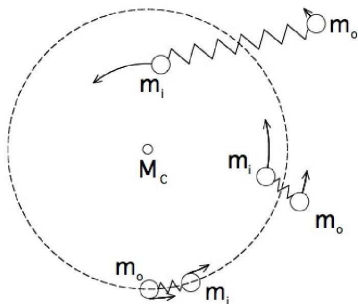


Refs.	Gravity Model	Matter Model	Code	Algorithm	Resolved Horizons	Timescales
Farris++	GR	Hydro Cloud (cold) Hydro Disk	UI's Cactus	Eulerian, HRSC	YES	$t_{\text{disk}} > t_{\text{shrink}}$
Bode++	GR	Hydro Cloud (hot) Hydro Disk	ET/Cactus	Eulerian, HRSC	YES	$t_{\text{disk}} > t_{\text{shrink}}$
Palenzuela++	GR	EM & Force-free plasma	HAD & Whisky (w/ Mosta)	Eulerian, FD	YES	(no disk)
Ours	2.5PN	(cool) MHD Disk	HARM3d	Eulerian, HRSC	NO (not yet)	$t_{\text{disk}} \leq t_{\text{shrink}}$
MacFadyen & Milosavljevic	Newtonian	(cold) Hydro Disk	FLASH	Eulerian, HRSC	NO	$t_{\text{disk}} < t_{\text{shrink}}$
Cuadra++	Newtonian, self-gravity	(cold) Hydro Disk	Gadget-2	SPH	NO	$t_{\text{disk}} < t_{\text{shrink}}$
Shi++	Newtonian	(cold) MHD Disk	Zeus	Eulerian, FD	NO	$t_{\text{disk}} < t_{\text{shrink}}$

Acronyms: **UI** = Univ. of Illinois, **ET** = Einstein Toolkit, **HAD** = Hydro. Adaptive mesh refinement, **HRSC** = High-Resolution Shock-Capturing, **FD** = finite difference

[S. C. Noble, 2013-April-APS meeting より抜粋]

Magnetorotational Instability



[<http://mri.pppl.gov/>より]

- 2つの流体要素 (m_i と m_o) が, M_c の周りを運動.
- 磁場がばねの役割をしていると考える.
- m_i が, 角速度が大きいので先行.
- m_o は引っ張られて速度が速くなる. m_i は, 逆に遅くなる.
- m_o は, より外側の軌道へ. m_i は, より内側の軌道へ.