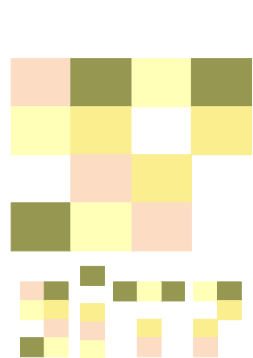


磁場中性子星連星合体の高解像度シミュレーション

分野5 課題3 木内建太（京都大学基礎物理学研究所）

共同研究者：久徳浩太郎(UWM)、関口雄一郎(YITP)、柴田大(YITP)



YUKAWA INSTITUTE FOR
THEORETICAL PHYSICS



連星中性子星合体の概観と科学的意義

重力波干渉計

1. 重力波

- ▶ 直接観測されれば、ノーベル賞
- ▶ 一般相対性理論の検証
- ▶ 中性子物質の状態方程式
- ▶ KAGRAは2015年12月に稼働



2. 重元素合成のサイト？

通説：超新星爆発は重元素の有力な生成現場

⇒最新の研究では超新星で元素合成を起こすのは難しそう。

連星中性子星合体時に、大量の物質がまき散らされる (10^{-4} - $10^{-2}M_{\odot}$)。

放出物質中でr過程による元素合成 (Lattimer & Schramm 76) ⇒ 放射性崩壊

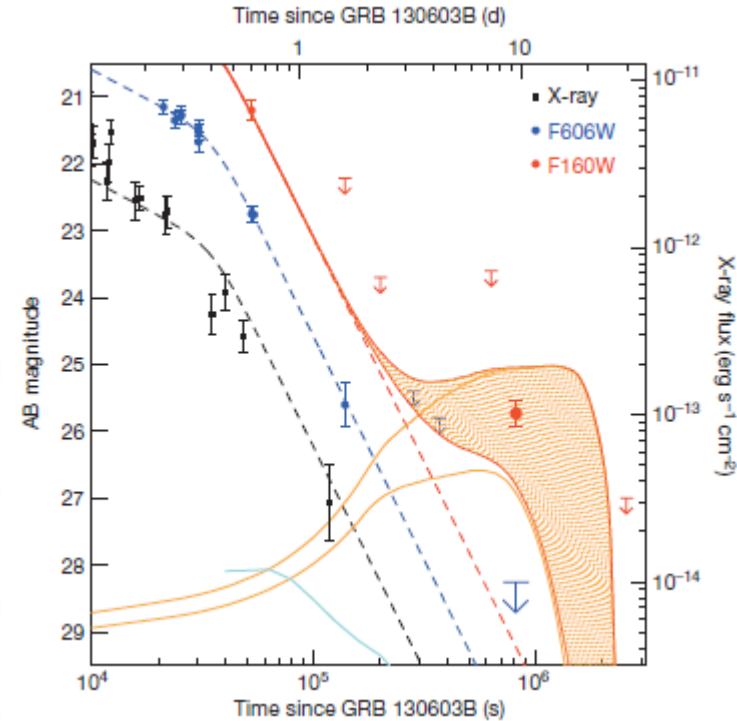
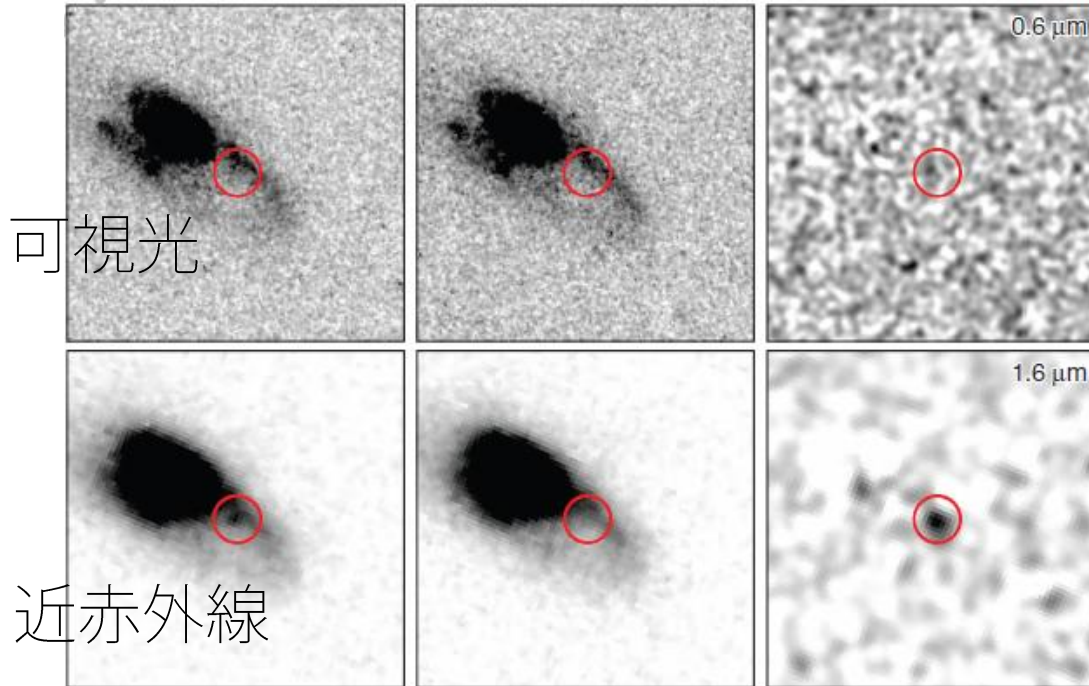
崩壊熱を熱源として電磁波で光る = kilonova (Li-Paczynski 98, Kulkarni 05, Metzger+10)

GRB130603B as a macronova/kilonova event ?

(Berger et al.13, Tanvir et al. 13)

9 days after the burst

30 days after the burst

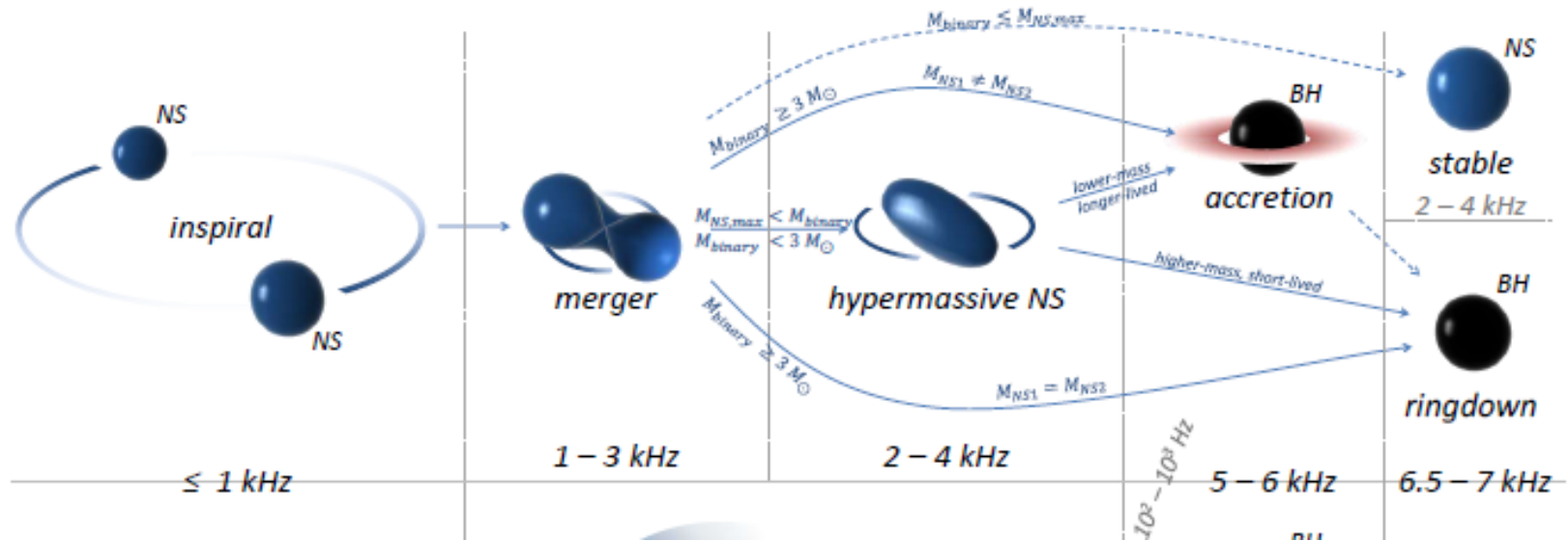


Point source in NIR, not in optical band \Rightarrow Transient point source in NIR

NS-NS合体なら、 $10^{-2}M_{\odot}$ 程度必要 (Hotokezaka+13)

連星中性子星合体の概観と科学的意義

(Bartos et al. 13)



▶ 中性子星最大質量の下限 $2M_{\odot}$. (Antoniadis+13)

▶ 連星中性子星質量の観測値 $2.7-2.8M_{\odot}$. (Lattimer & Prakash 06)

⇒ Hypermassive NS (HMNS) を経由して BH 崩壊へ至る経路が“最も”らしい。

連星中性子星合体のphysical modelingが急務

何故、磁場？

▶中性子星は磁場を持つことが観測的に確立している。

c.f. 10^{11} - 10^{13} G

▶超強磁場中性子星（マグネター）の存在も観測から示唆

c.f. 10^{14} - 10^{15} G

何故、京？

▶磁気流体不安定性は短波長モードが本質的

大きなダイナミカルレンジ(10km-10000km)を確保しつつ、高解像度計算が必要不可欠

磁場連星中性子星合体の数値相対論シミュレーション

- ▶ 高解像度計算 $\Delta x=70\text{m}$ (京16×16×8=2,048ノード使用)
- ▶ 中解像度計算 $\Delta x=110\text{m}$ (京14×14×7=1,372ノード使用)
- ▶ 低解像度計算 $\Delta x=150\text{m}$ (XC30@NAOJ、FX10@東大情報基盤センターを使用)

c.f. NS半径 $\sim 10\text{km}$ 、既存のシミュレーションの解像度
 $\Delta x=200\text{m}$ 程度

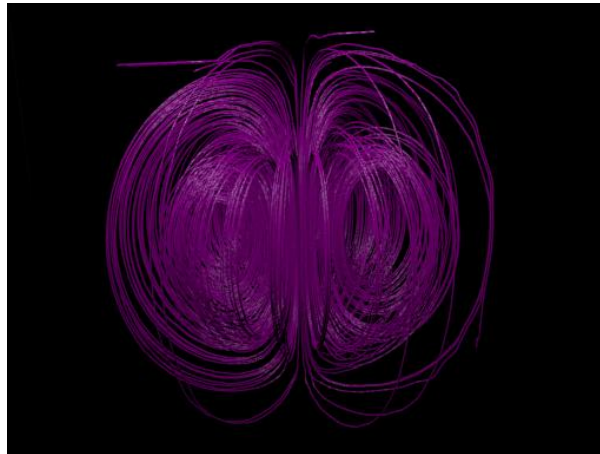
多層格子法実装 \Rightarrow 最細格子= 70km^3 、最粗格子= 4480km^3
物理時間100ミリ秒のシミュレーション = 3週間程度

Fiducial model

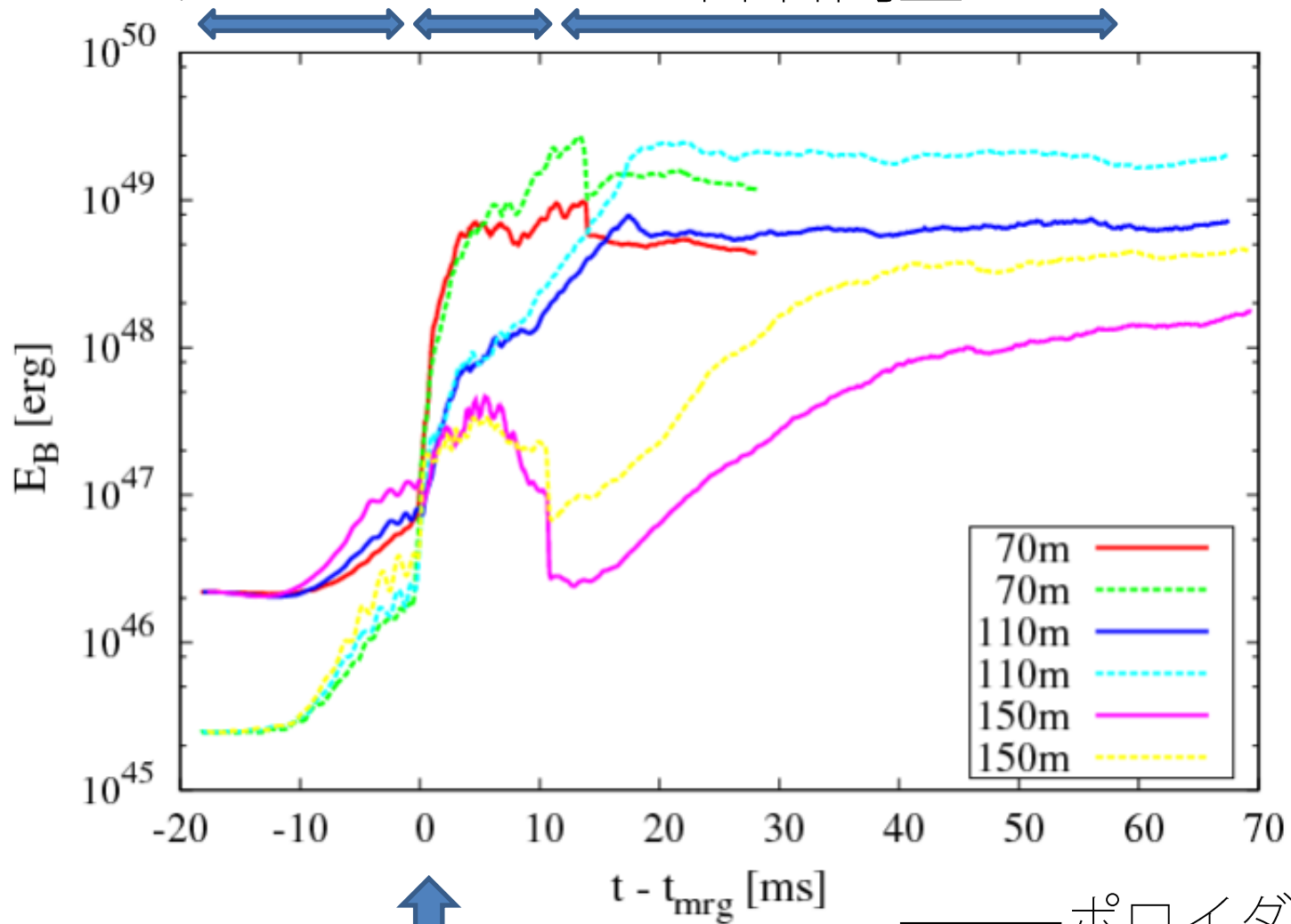
EOS: H4

Mass: 1.4-1.4 M_{\odot}

B-field: 10^{15}G



計算結果：磁気エネルギーの時間発展 インスパイラル HMNS BH-降着円盤

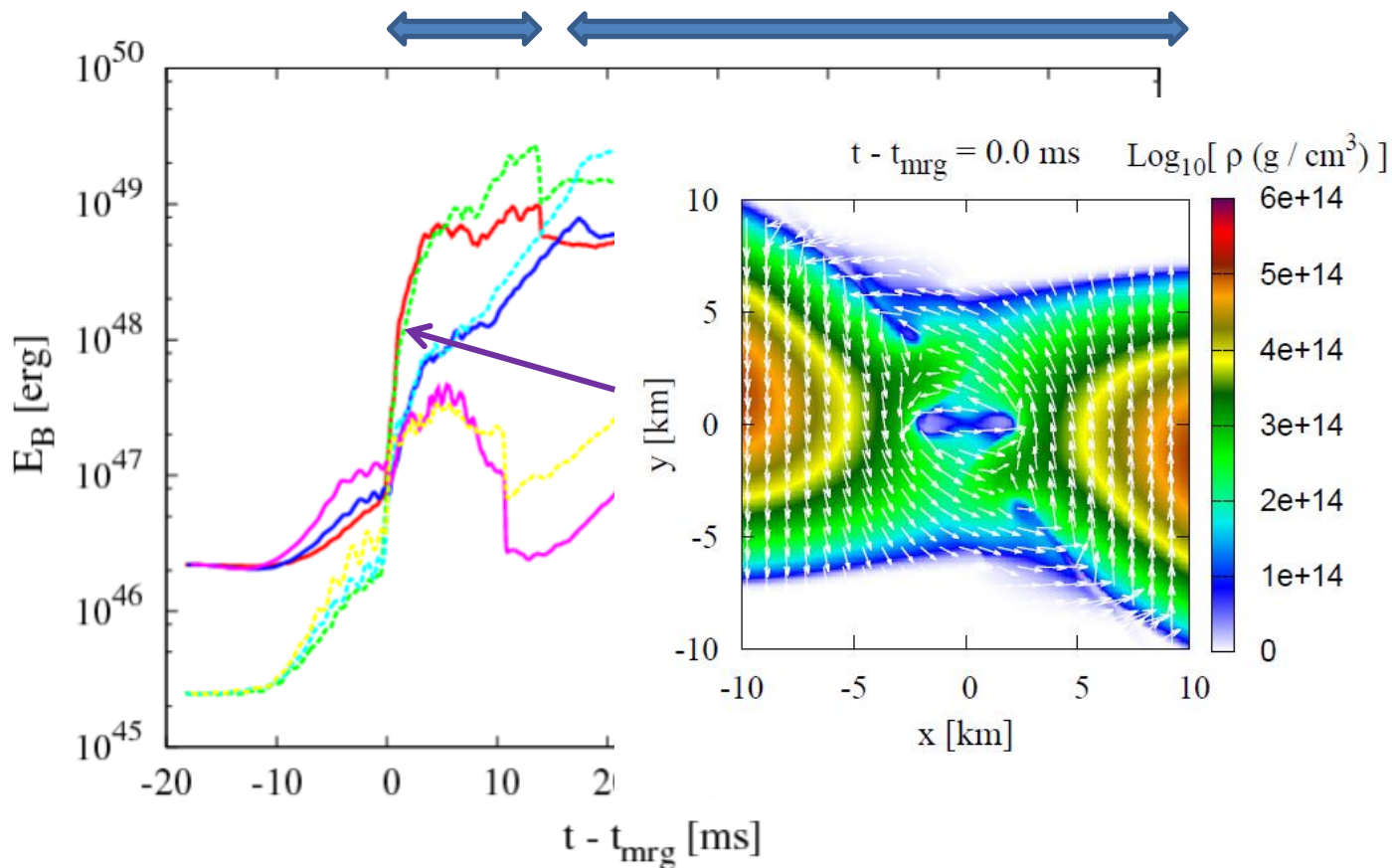


↑
合体

——— ポロイダル成分
- - - - トロイダル成分

phase 1

HMNS BH-降着円盤



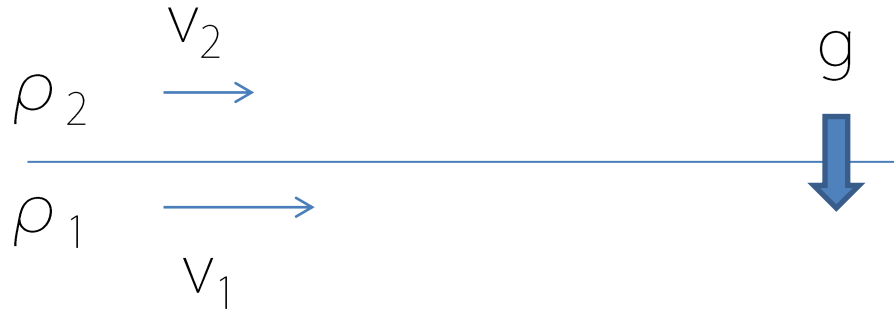
成分

に垂
成分

合体時の星の接触面=Kelvin Helmholtz不安定

Kelvin Helmholtz不安定性(KH不安定)

模式図



KH不安定モードの最小波数 $k_{\min} \propto g(\rho_1 - \rho_2)/(v_1 - v_2)^2$
 \Rightarrow 重力加速度のない場合、全ての波数に対して不安定
成長率 $\propto k$

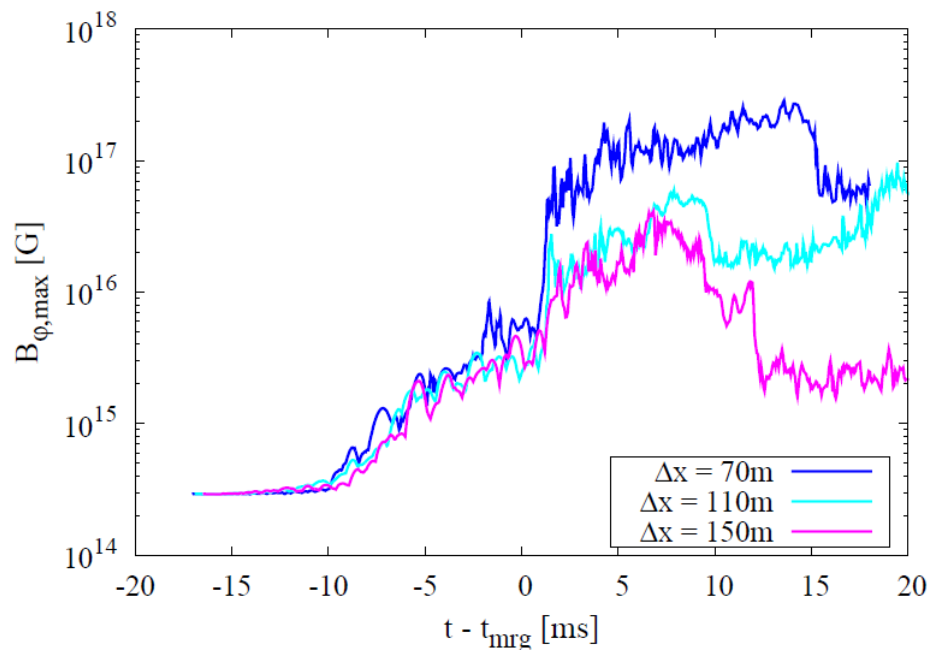
連星中性子星合体

不安定性の結果、渦が発生 \Rightarrow 磁場があると渦に巻かれて増幅 (Rasio-Shapiro 99, Rosswog-Price 06)

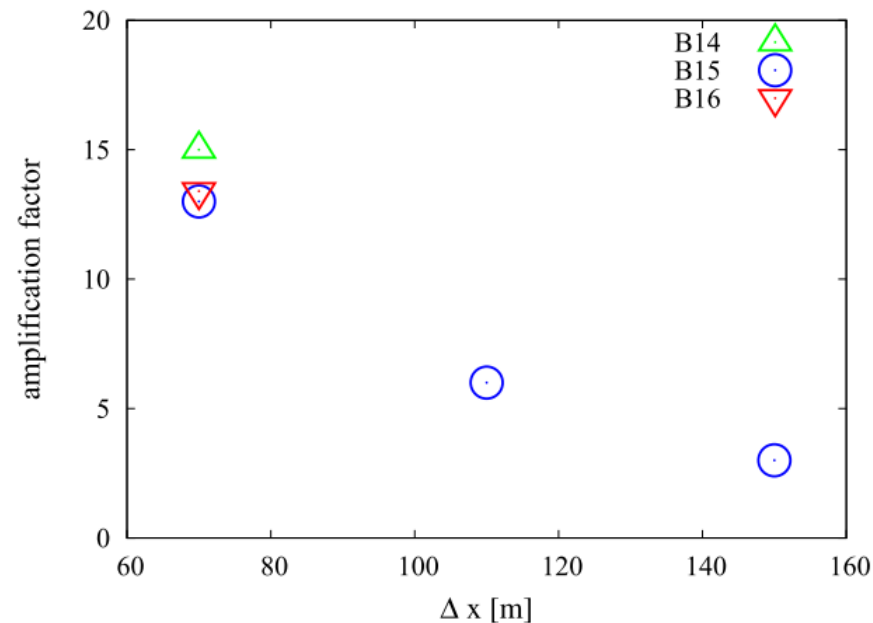
Approaching motionとの競合

Kelvin Helmholtz不安定性(KH不安定)

最大磁場強度 (回転方向成分)



磁場増幅率解像度依存性



▶ $t - t_{\text{mrg}} \approx 1 \text{ ms}$ の最大磁場 ($\Delta x = 70 \text{ m}$ vs $\Delta x = 150 \text{ m}$)

⇒ 約5倍

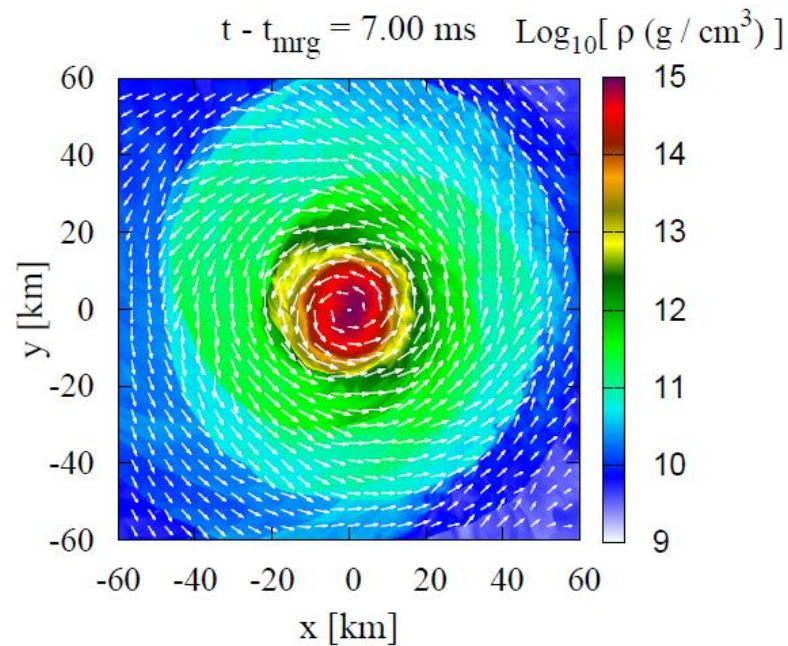
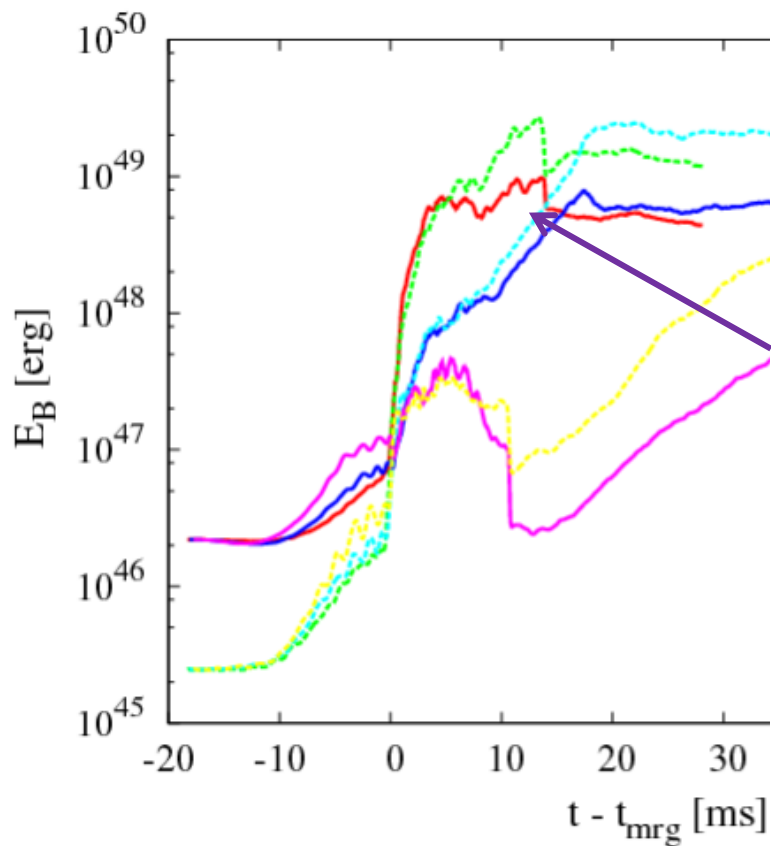
▶ 高解像度計算程、高い増幅率

▶ 増幅率は初期磁場の強さに依存しない

▶ KH渦による磁場増幅メカニズムとコンシステント

phase2

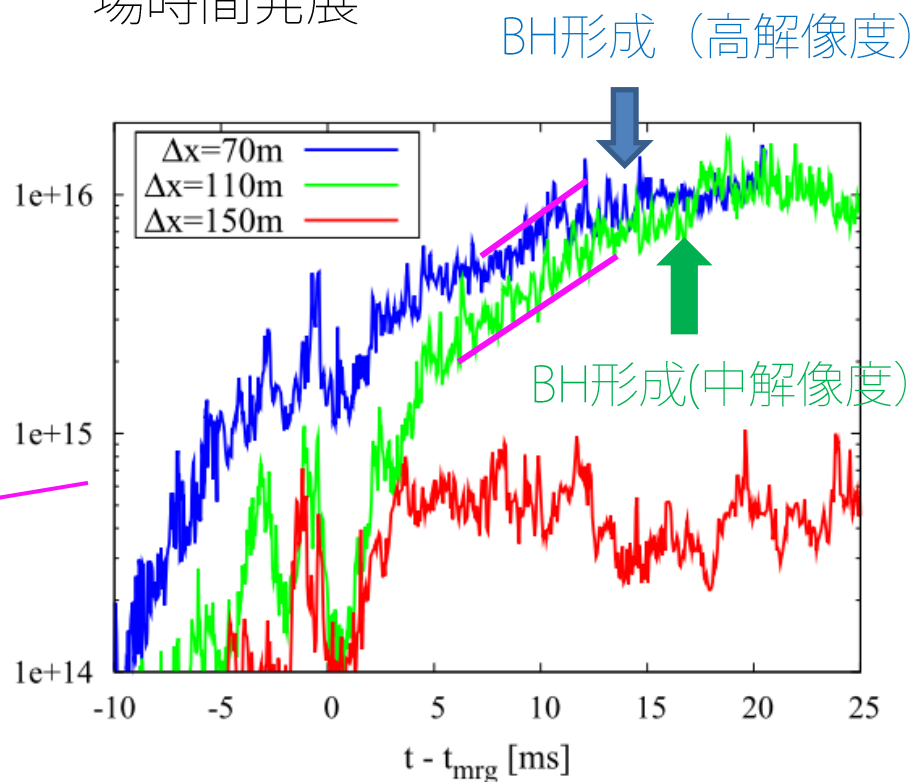
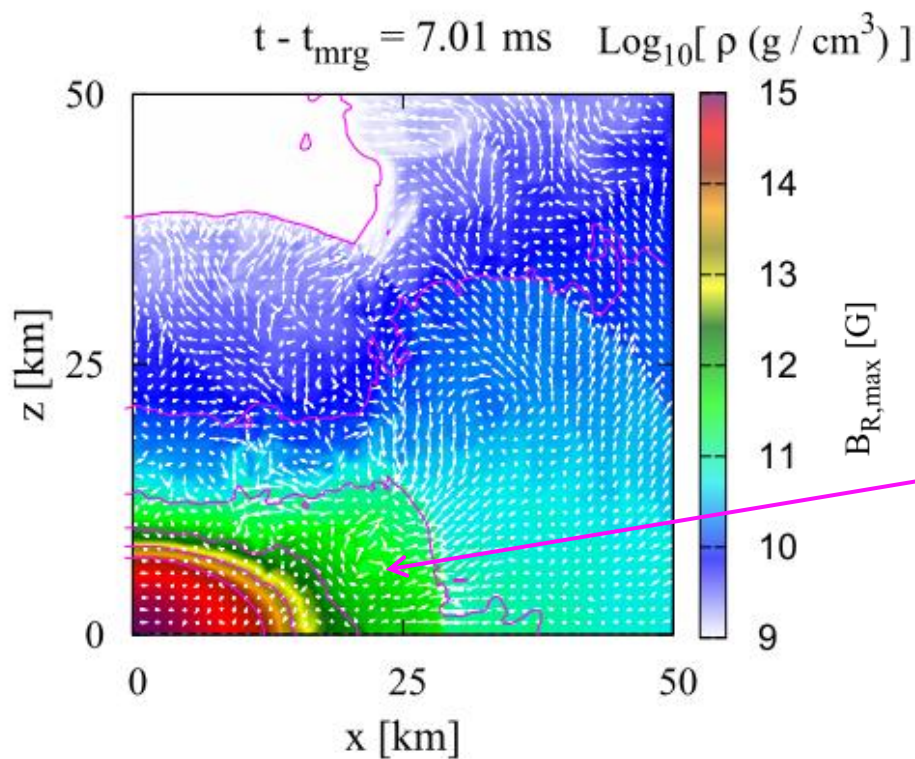
HMNS



トロイダル磁場は巻き込みでも増幅するので、まずポロイダル磁場の増幅機構を調べる。

phase2

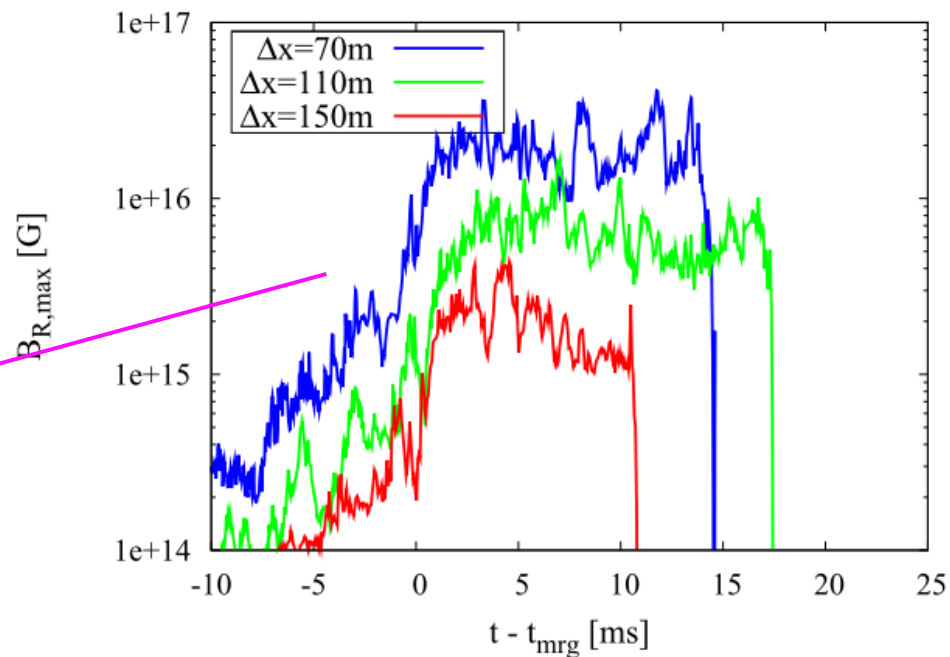
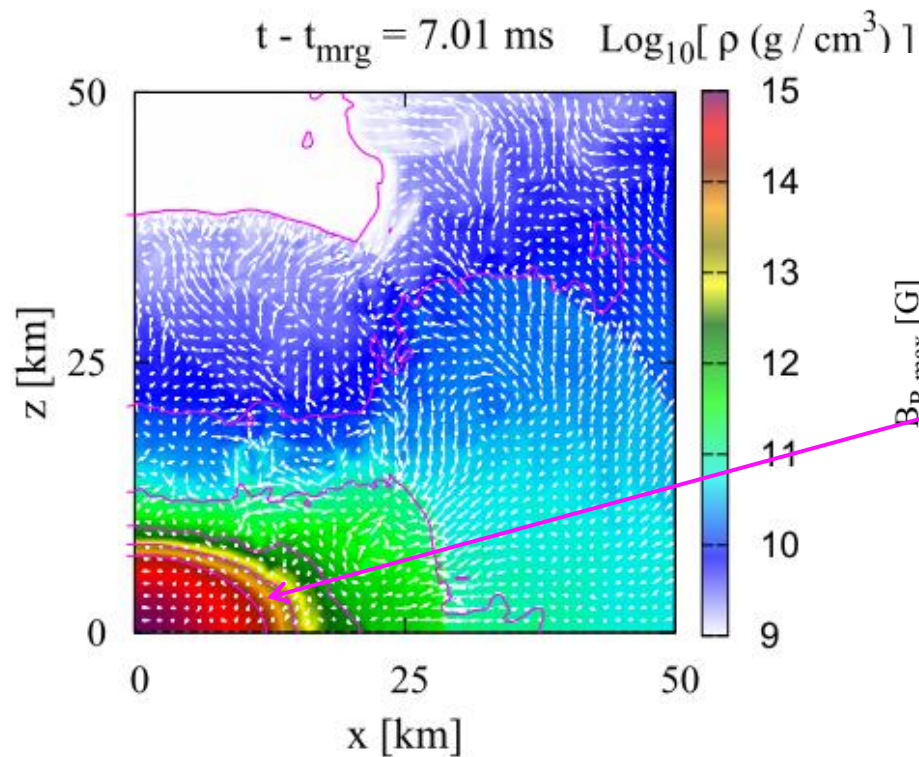
$10^{11} \text{g/cc} \leq \rho \leq 10^{12} \text{g/cc}$ の最大磁場時間発展



- ▶ $\lambda_{\text{MRI}} = B / (4\pi\rho)^{1/2} 2\pi / \Omega$; 高密度 / 高回転程短波長
- ▶ 中 / 高解像度は $\lambda_{\text{MRI}} / \Delta x \gtrsim 10$ を満たしている。
- * 但しトロイダル磁場、いわゆるBalbus-HawleyのMRIは $B = B_z$
- ▶ 成長率は $\approx 130\text{-}140 \text{Hz} \sim O(0.01)\Omega$ 、あまり成長が速くない。

phase2

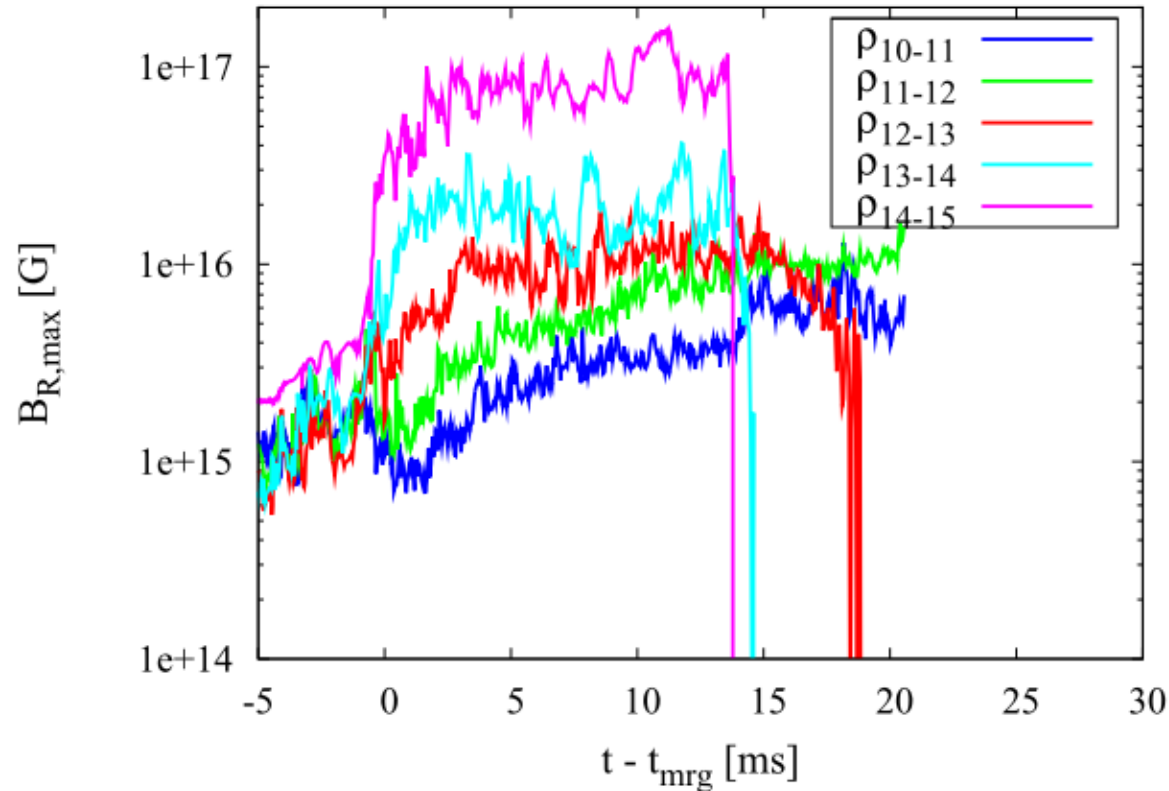
$10^{13}\text{g/cc} \leq \rho \leq 10^{14}\text{g/cc}$ の最大磁場時間発展



▶高解像度でも $\lambda_{\text{MRI}}/\Delta x \sim 3-4$ (京を使用しても!!) なので、最大磁場は成長しない。

phase2

$10^a \text{g/cc} \leq \rho \leq 10^{a+1} \text{g/cc}$ の最大磁場時間発展
(高解像度モデル)

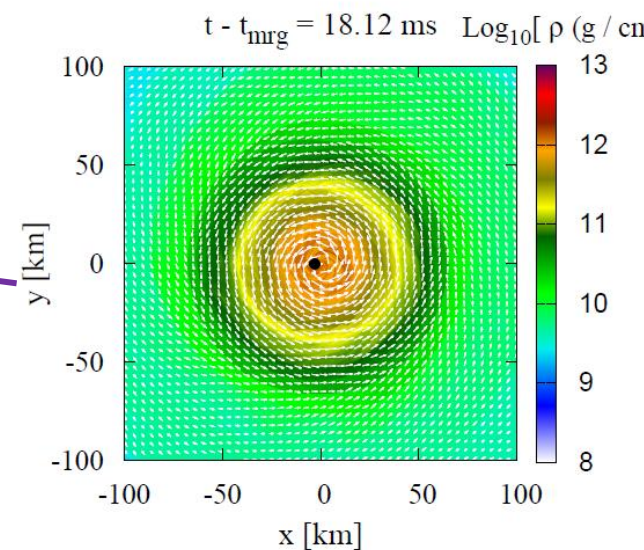
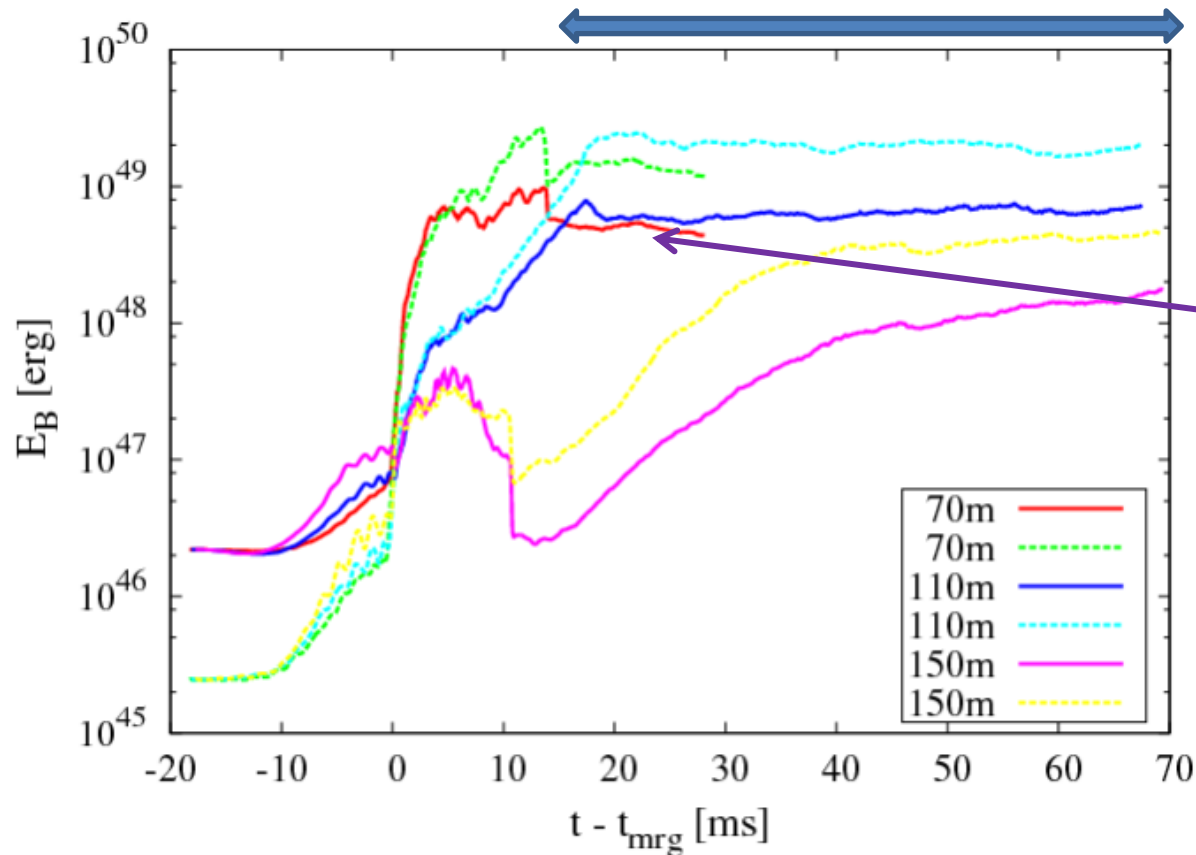


▶ 磁場エネルギーのポロイダル成分の増加は、非軸対称MRI
(低密度部分)

▶ トロイダル成分の増加は、巻き込みと非軸対称MRI
 $B_\phi \sim B_R \Omega t \sim 10^{16} \text{G} (B_R / 10^{15} \text{G}) (\Omega / 10^3 \text{rad/s}) (t / 10 \text{ms})$

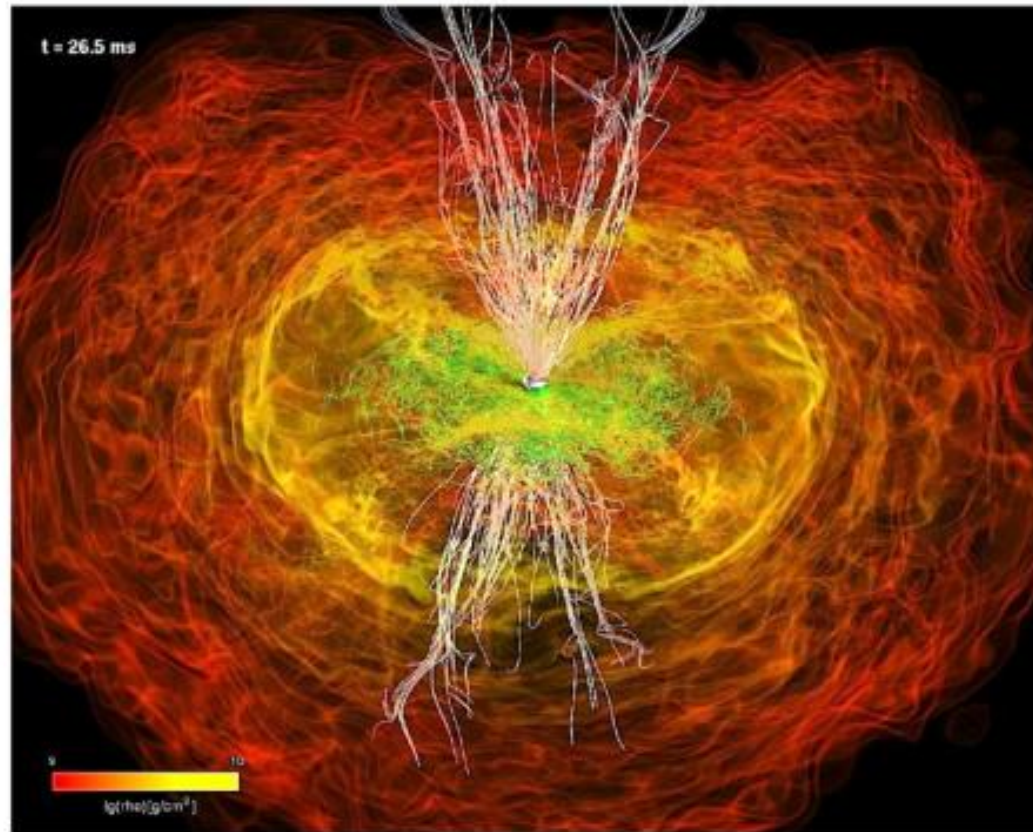
phase 3

BH-降着円盤



- ▶ 低解像度の計算 ⇒ 降着円盤内で磁場が増幅する (巻き込みとMRI) ; 既存の描像
- ▶ 中、高解像度の計算 ⇒ 降着円盤形成時には、磁場が十分強くなっている。

Rezolla et al. 11の結果(Albert Einstein Institute)

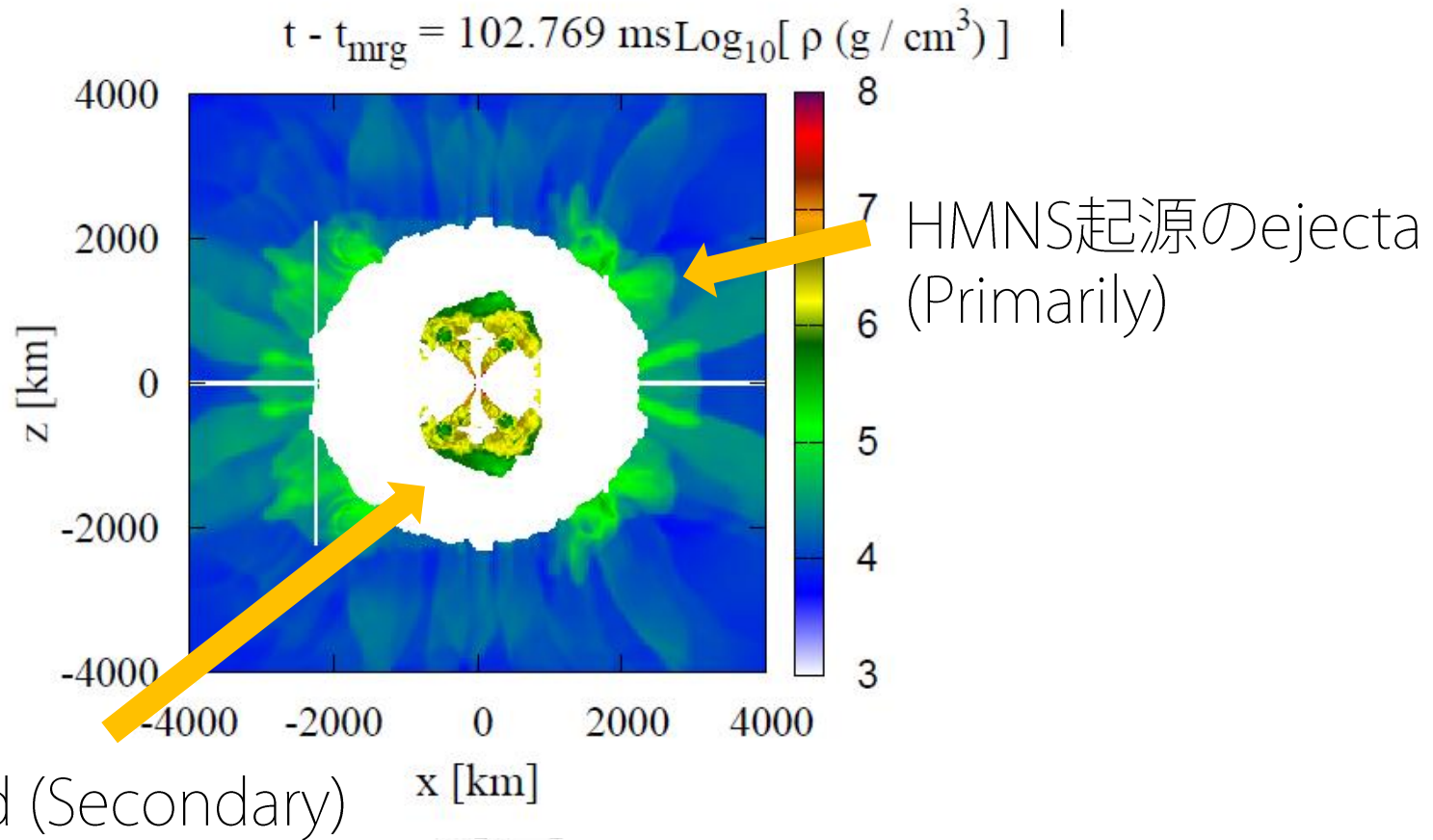


色：密度
緑線：トロイダル成分
白線：ポロイダル成分

- ▶我々の計算の方がより高解像度（我々の低解像度モデルより解像度が低い）かつ長時間計算
- ▶強いポロイダル磁場をつくる機構がきちんと説明されていない。

Diskの長時間活動

ejectaのmorphology (ejectaの子午面上密度分布)



▶ HMNSの衝撃波加熱⇒放出質量 $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ 。(但し、この値はEOSに強く依存する(Hotokezaka et al.13))。

▶ Disk windの発見 (円盤表面のKH+磁場で駆動される)

まとめ

世界最高解像度かつ最長の数値相対論—磁気流体シミュレーションを実行

ケルビンヘルムホルツ不安定性による渦が非常に重要

1. 合体時の接触面：初期磁場を10数倍増幅（ $\Delta x=70\text{m}$ の計算）、HMNS内部の磁気回転不安定性

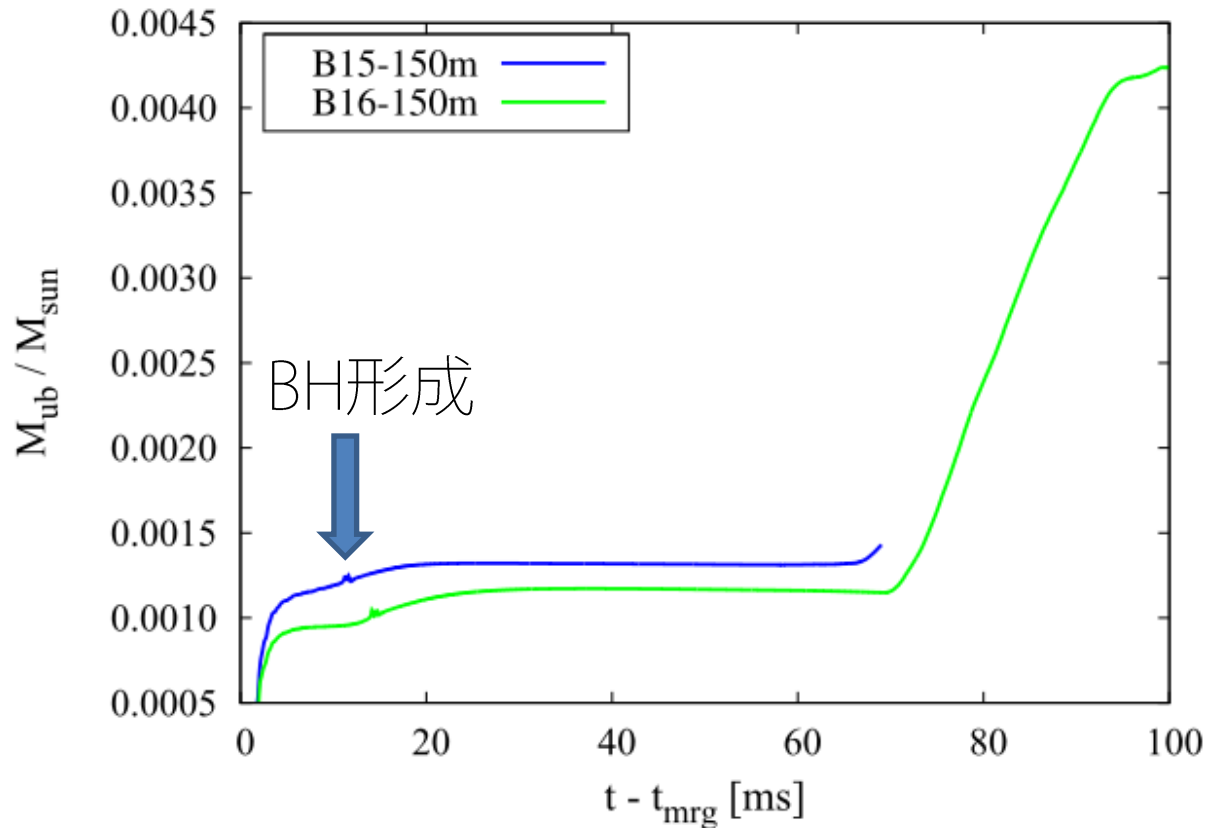
合体後に形成される超大質量中性子星、およびその後形成される降着円盤は形成時に強く磁化 → 降着円盤内で磁場増幅が起きるという既存の描像は間違っている。

3. BH—降着円盤の長時間発展の後、円盤風が駆動されることを発見（ケルビン—ヘルムホルツ不安定性と磁場で駆動される。）

近日中に1 & 2, 3に関して論文を投稿予定。

質量放出機構

Ejectaの総量の時間発展 (但し低解像度モデル)



- ▶ HMNSの衝撃波加熱⇒放出質量 $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ 。(但し、この値はEOSに強く依存する(Hotokezaka et al.13))。
- ▶合体後70msで、放出質量に新たな成分が見えた。

質量放出機構

このメカニズムを調べるために、低解像度のモデルを他の計算機で調べた（京はなかなか計算が動かないので）。

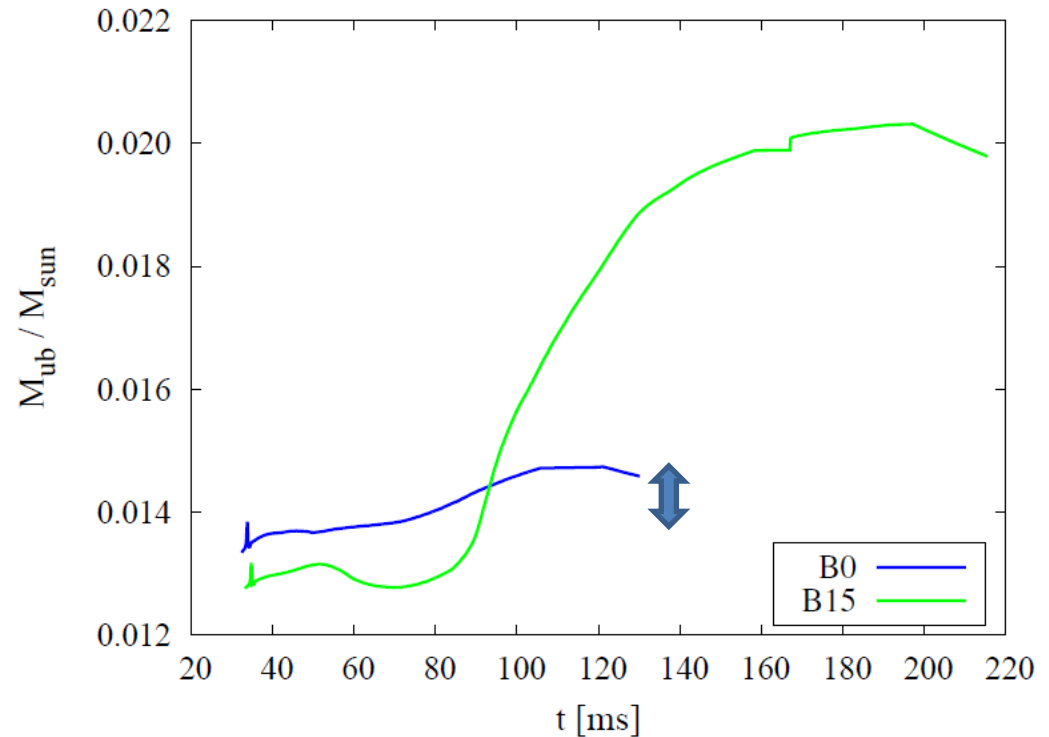
モデル

EOS : SLy4

Mass : 1.35-1.35 M_{\odot}

B-field : 0G、 10^{15} G

resolution : $\Delta x = 150$ m



< Baryon mass conservation error
 $\sim 0.002 M_{\odot}$

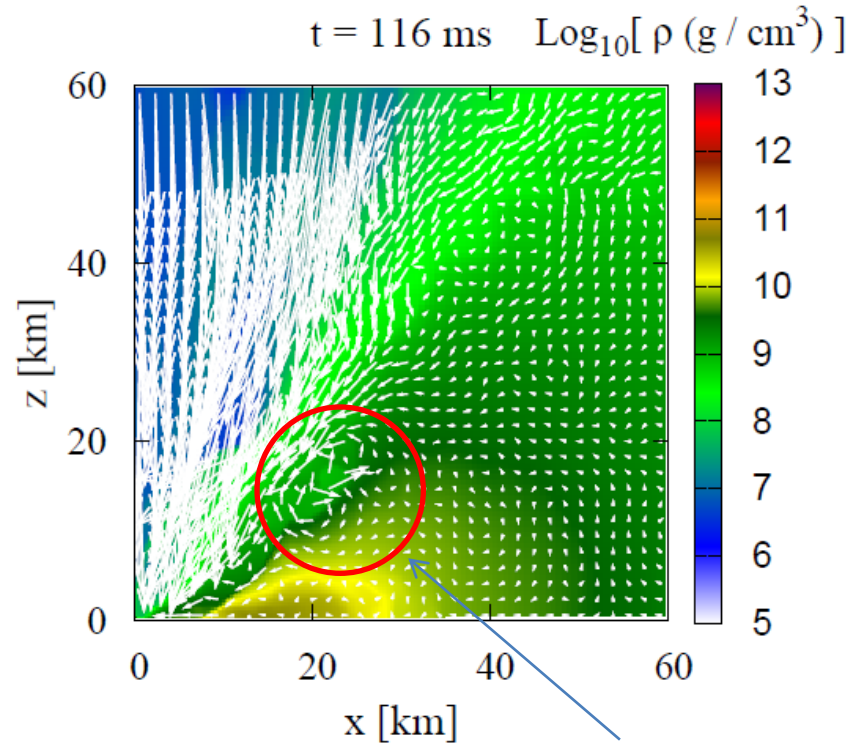
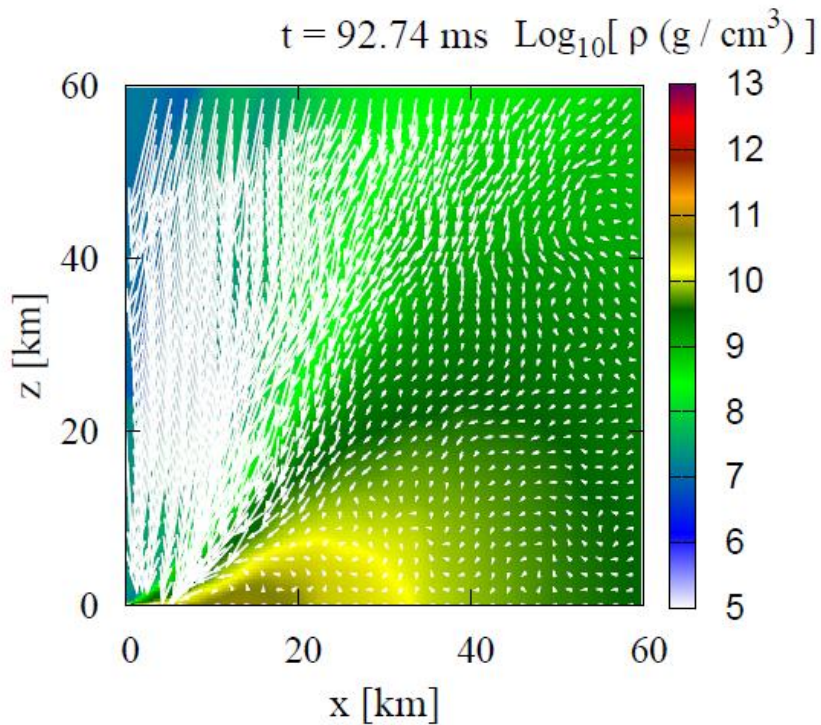
▶ やはりHMNS起源ではない成分が見える。

t~90ms前後で、何が起きているのか？

密度+速度場（子午面）

静穏期

活動期



KH渦

- ▶活動期には、shear layerでスケールの大きなKH渦が発生
- ▶なぜ、突然スケールの大きなKH渦が発生するのか？

なぜ、突然スケールの大きなKH渦が発生するのか？

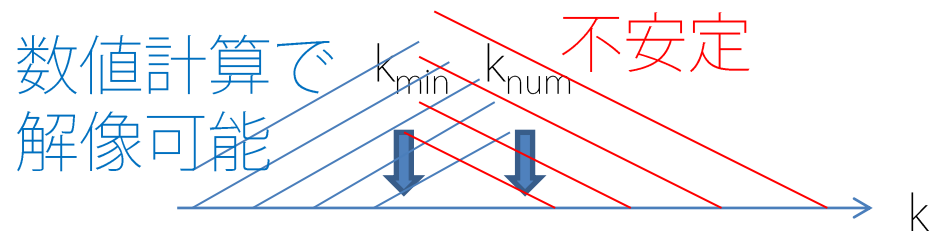
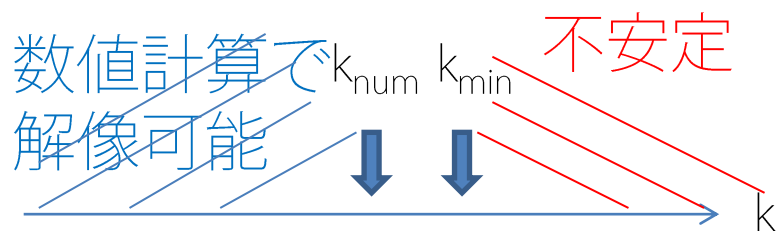
KH不安定モードの最小波数 $k_{\min} \propto g(\rho_1 - \rho_2)/(v_1 - v_2)^2$

今のシステムでは、BHへの質量降着が進むため $(\rho_1 - \rho_2)$ が時間とともに小さくなる。cf. $v_1 - v_2$ も時間変化

→ 最小波数 k_{\min} が小さくなる

静穏期

活動期



k_{num} : 数値計算で解像できる最大波数

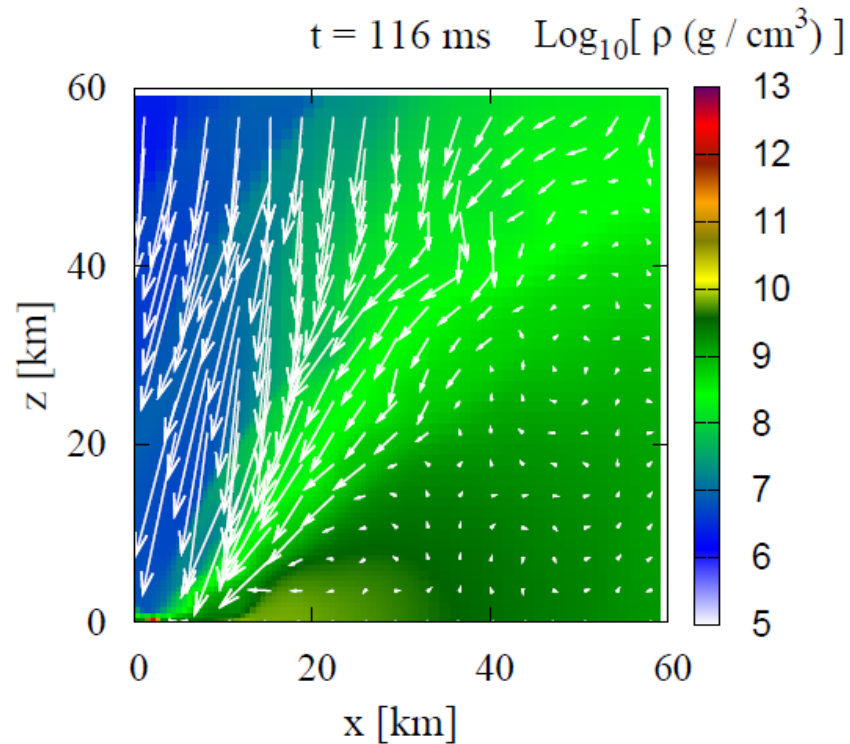
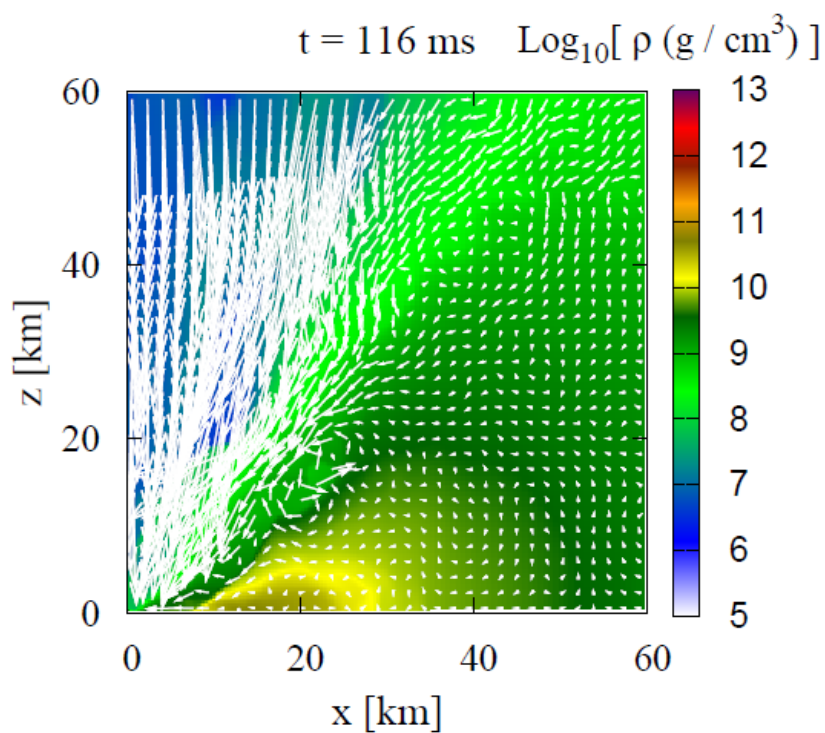
このプロセスが正しいなら、次の2点が予想できる。

予想1 : 解像度が低い (高い) 計算では、KH渦ができる時間が遅い (早い) かつKH渦のスケール大 (小)

予想2 : 磁場が入った場合、角運動量輸送で降着が早まるのでKH渦ができる時間が磁場なしモデルと比べて速くなる

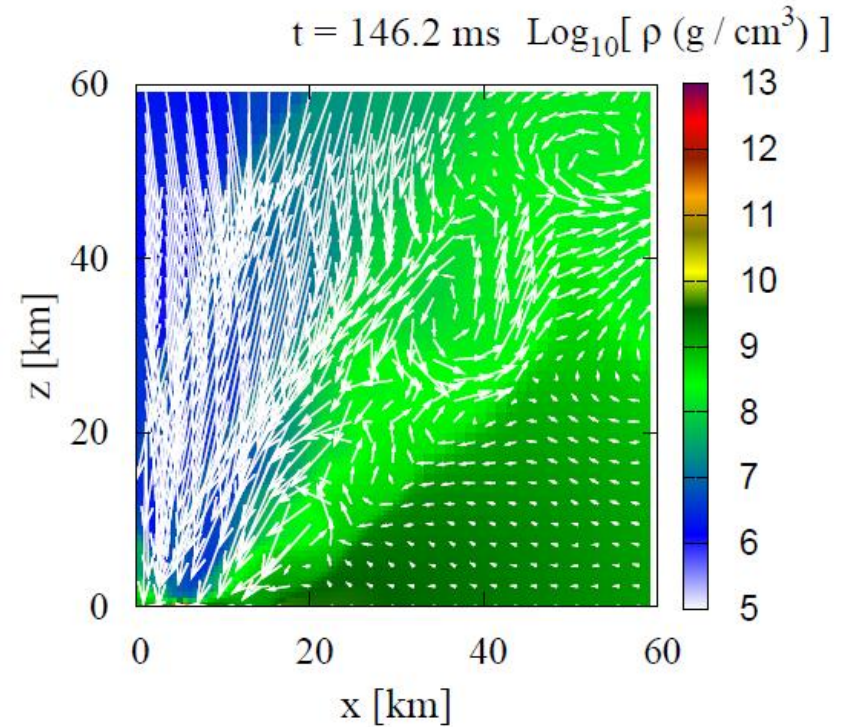
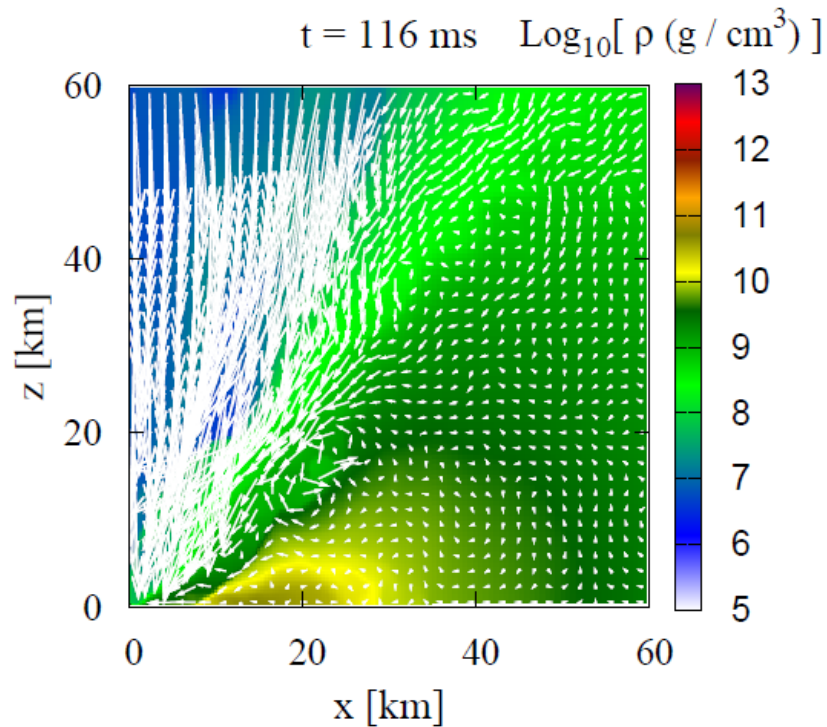
予想 1 : 解像度が低い (高い) 計算では、KH渦ができる時間が遅い (早い) かつKH渦のスケール大 (小)

低解像度モデル ($\Delta x=150\text{m}$) 超低解像度モデル ($\Delta x=300\text{m}$)



予想1： 解像度が低い（高い）計算では、KH渦ができる時間が遅い（早い）かつKH渦のスケール大（小）

低解像度モデル（ $\Delta x=150\text{m}$ ） 超低解像度モデル（ $\Delta x=300\text{m}$ ）

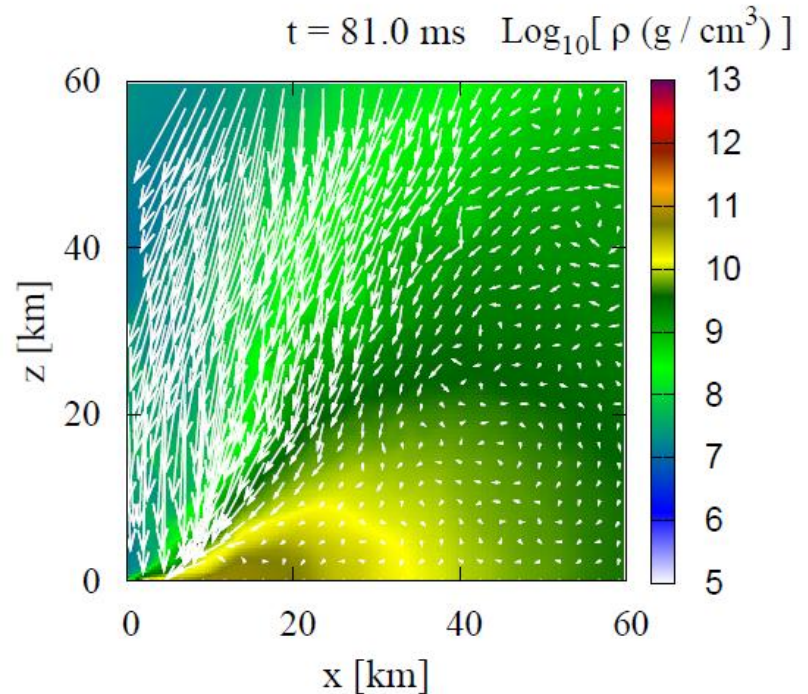
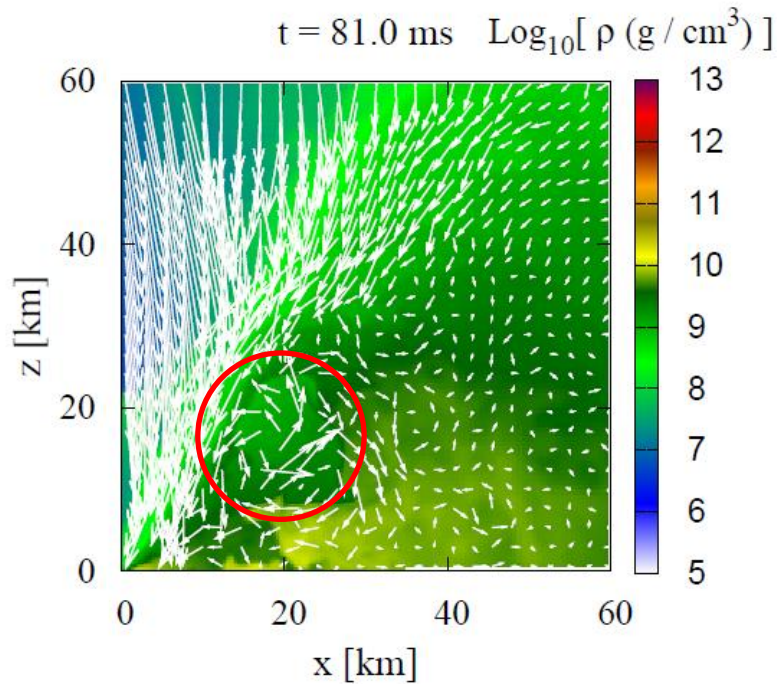


予想1は正しい。
さらに数値粘性／数値エラーで起こされていないことも確認できた。

予想 2：磁場が入った場合、角運動量輸送で降着早まるのでKH渦ができる時間が磁場なしモデルと比べて早くなる。

磁場ありモデル($B_{ini}=10^{15}G$)

磁場なしモデル

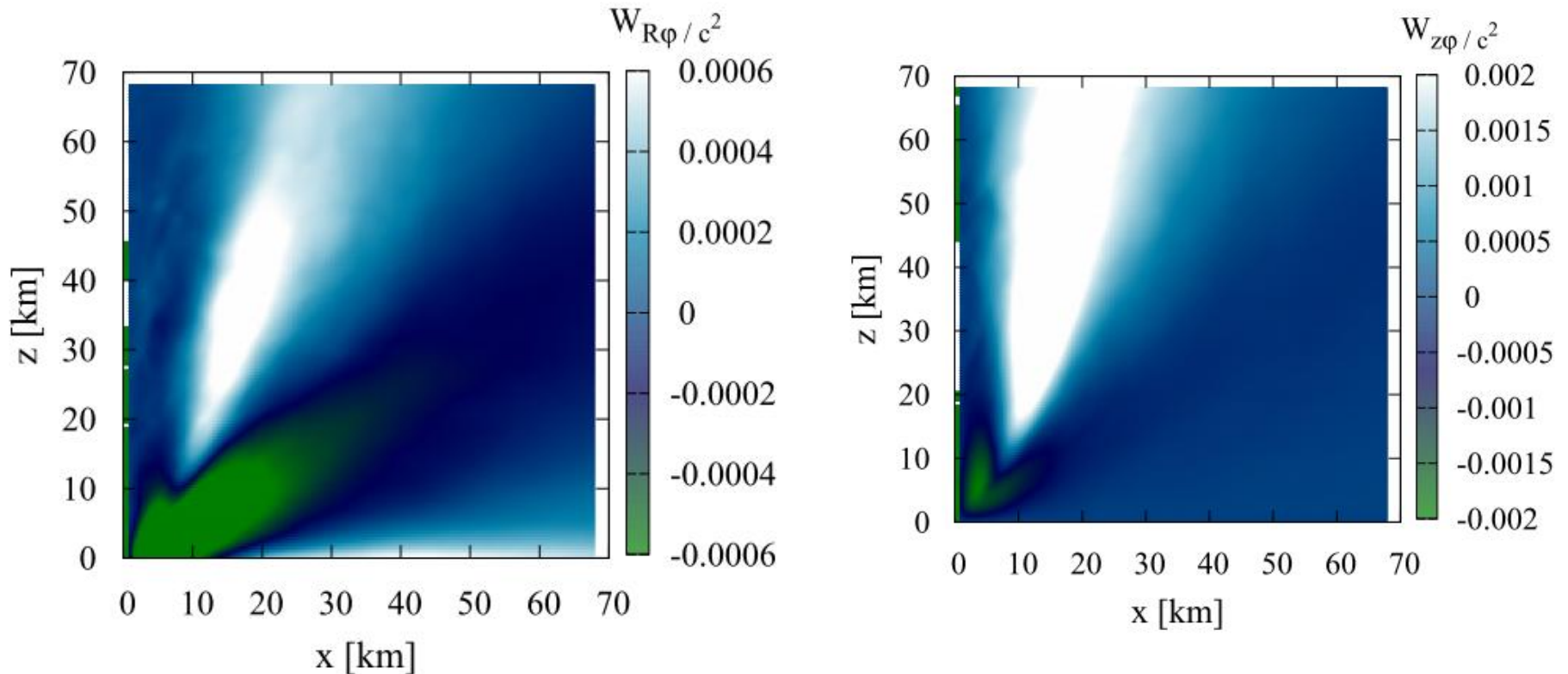


磁場ありモデルでは、降着円盤内部の密度↓
MRI/Parker不安定性起源の乱流渦で角運動量輸送

予想 2 は正しい。

KH渦が発生した後、何が起きるか？

Reynolds stress $W_{A\phi} = \langle \delta v_A \delta v_\phi \rangle$ ($A=R,z$) ; $\langle \rangle$: 時間平均、
 $\delta v = v - \langle v \rangle$ 、BH形成後 $\sim 10\text{ms}$ から平均化

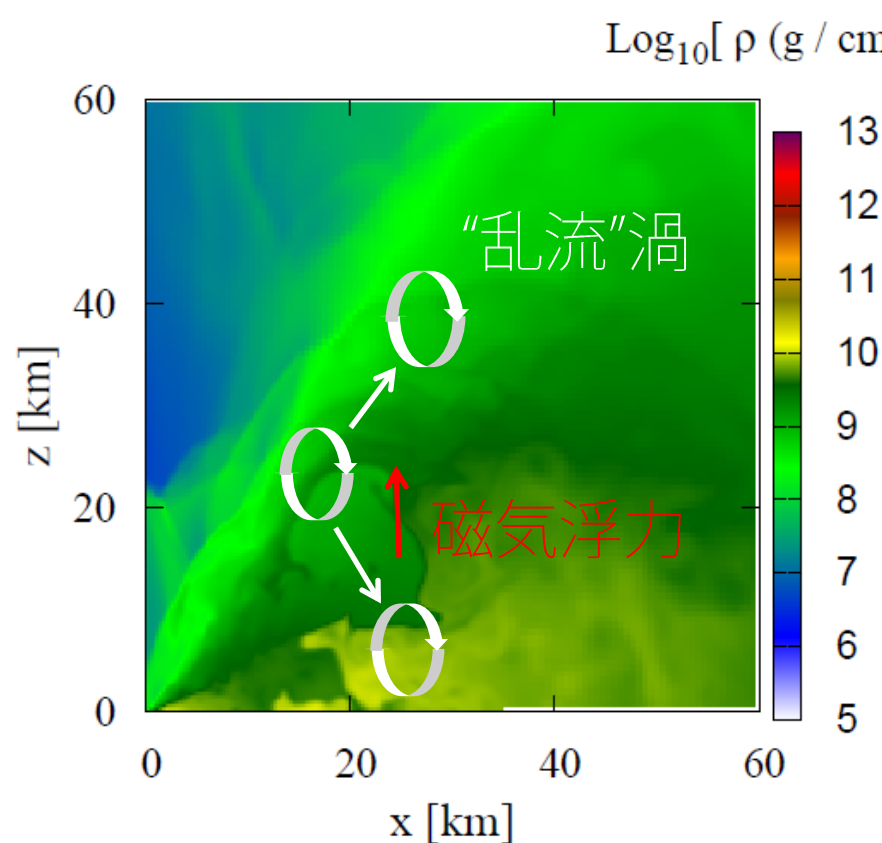


円盤表面付近 $W_{R\phi, z\phi} > 0 \rightarrow$ “乱流”渦による外向きの角運動量輸送が起きている。

磁場の役割

1. MRI起源の乱流渦による角運動量輸送 => 降着円盤の密度↓
KH渦が解像できる時間が早まる。

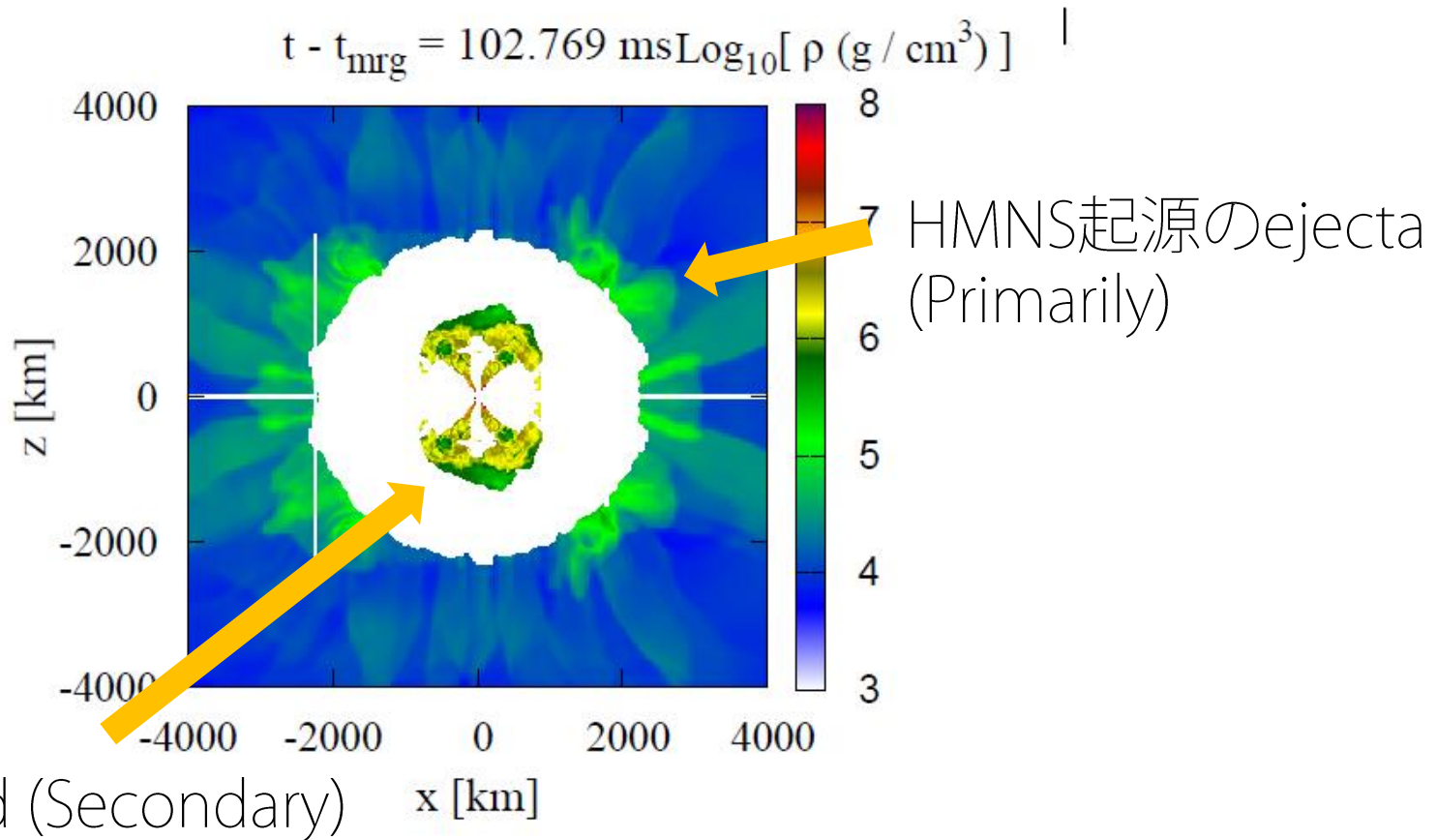
2. 磁気浮力/MRIによる渦の角運動量輸送の効率化



“乱流”渦がエネルギーを運ぶ → marginally stableな流体要素が unboundになる

円盤風の応用

ejectaのmorphology (ejectaの子午面上密度分布)

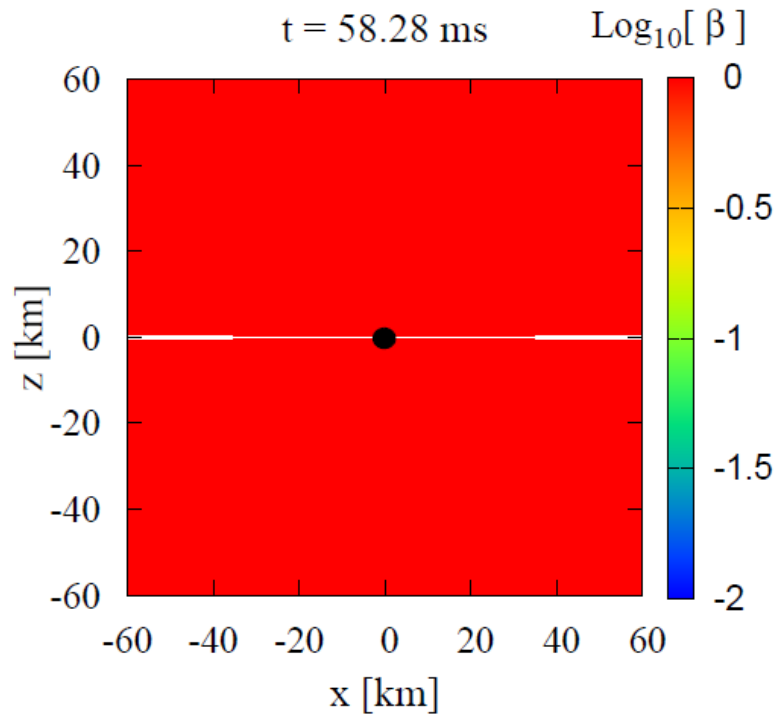


- ▶ Disk windによるejecta massのかさ上げ (Kilonova modelへの応用、GRB130603B)
- ▶ Primarily と secondaryの衝突による散逸 → Kilonovaに代わるモデル?

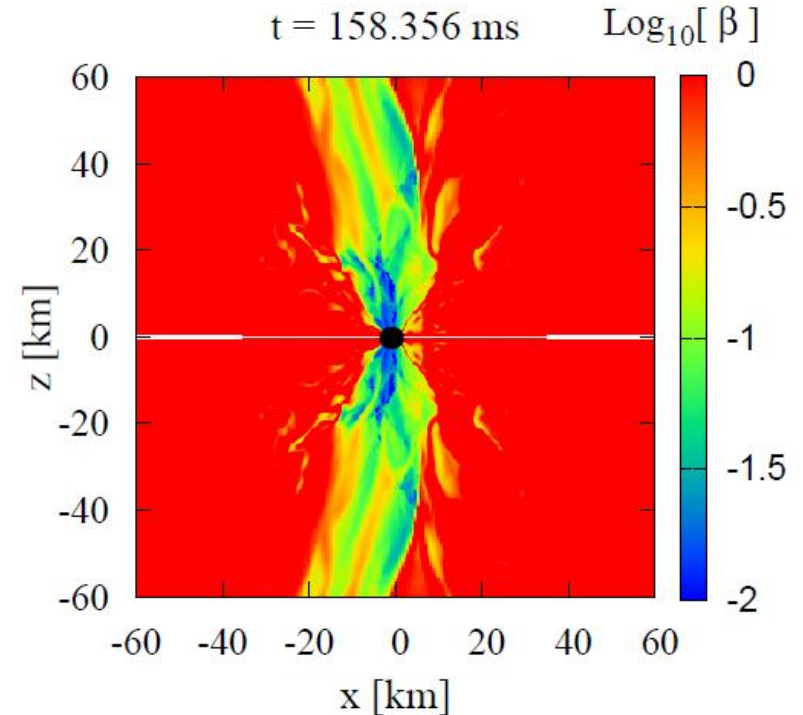
円盤風の応用 $\beta = \text{圧力} / \text{磁気圧}$ (青：磁場が支配的、赤：流体が支配的)

Windによる磁気圏形成

円盤風が吹く前



円盤風が吹いた後



円盤風に引っ張られて、BH上空に磁場が支配的な領域が形成される。

c.f. 理想磁気流体近似 \rightarrow 磁力線の凍結

今後は京の高解像度計算でこの描像を確立する

まとめ

世界最高解像度かつ最長の数値相対論—磁気流体シミュレーションを実行
ケルビンヘルムホルツ不安定性による渦が非常に重要

1. 合体時の接触面：初期磁場を数 10 倍増幅 ($\Delta x=70\text{m}$ の計算)

合体後に形成される超大質量中性子星、およびその後形成される降着円盤は形成時に強く磁化 → 降着円盤内で磁場増幅が起きるという既存の描像は間違っている。

2. 降着円盤表面：“乱流”渦によるエネルギー輸送によって円盤風が吹く

磁場は

* 円盤内のMRI乱流による角運動量輸送

* 磁気浮力による円盤表面へのエネルギー輸送の効率化

という 2 点で重要な役割を果たす。

Kilonovaモデルの描像が変更する可能性（議論中）。

BH上空に磁気圏が形成される。

この描像を京の高解像度計算で確立する（特に 2 に関して）。

降着円盤における乱流粘性 (Balbus & Papaloizou 99)

角運動量

$$\langle \rho R^2 \Omega \rangle_t + (\langle \rho R^2 \Omega v_A \rangle + \rho R W_{A\varphi})_{,A} = 0 \quad (A=R, z)$$

エネルギーフラックス (動径方向)

$$\rho (R^2 \Omega^2 / 2 + \Phi) v_R + \rho R \Omega W_{R\varphi}$$

エネルギー散逸率

$$Q_e = - \sum W_{R\varphi} R \Omega_{,R}$$

Reynolds+Maxwell stress

$$W_{A\varphi} = \langle \delta v_A \delta v_\varphi - B_A B_\varphi / 4\pi \rho \rangle$$