

連星形成

町田正博 (九州大学)

1. 太陽系近傍の連星
2. 太陽系の比較的近傍の大質量連星
3. 形成段階の連星
4. 低金属量連星
5. 理論研究

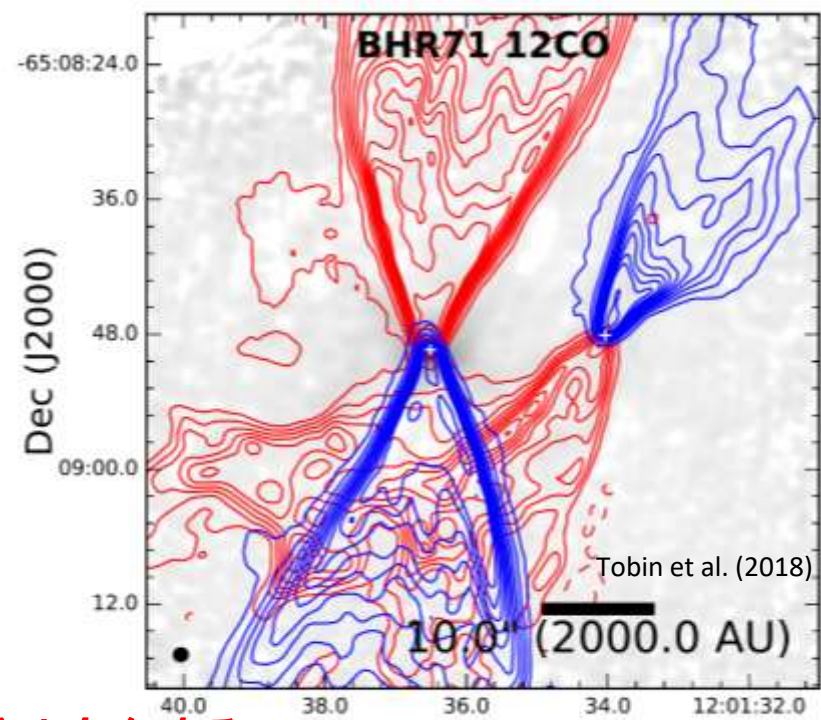
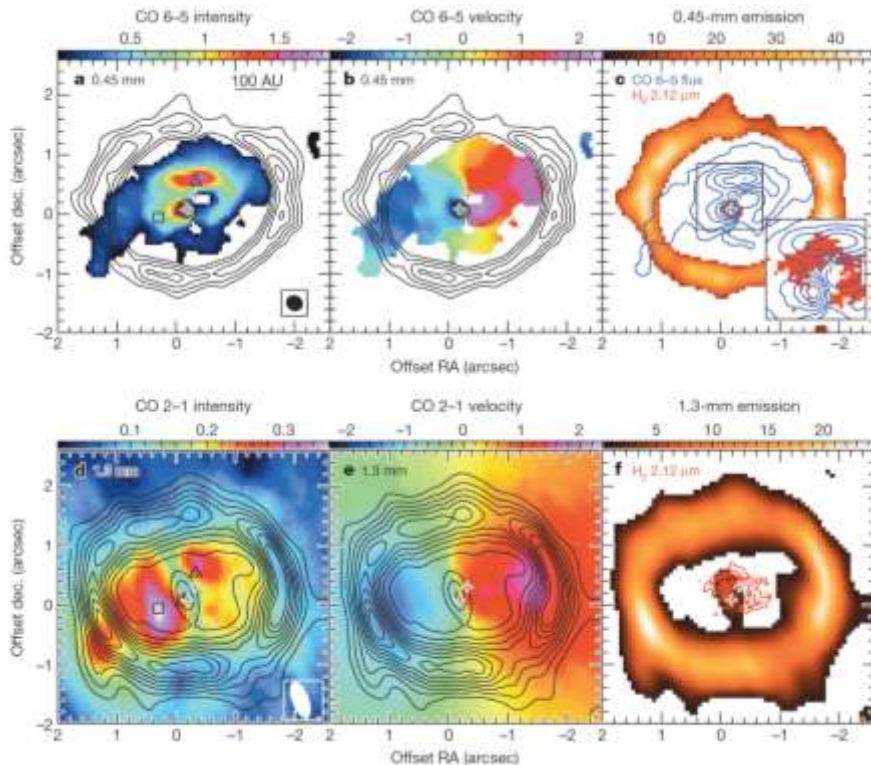
参考文献

- | | |
|--------------------------|---------------------------|
| Beuther et al. (2018) | Sana et al. (2017) |
| El-Badry & Rix (2018) | Beuther et al. (2017) |
| Ahmadi et al. (2018) | Tobin et al. (2016) |
| Fontanive et al. (2018) | Hansen et al. (2016) |
| Schlaufman et al. (2018) | Starkenburg et al. (2014) |
| Ricchi et al. (2018) | Dutrey et al. (2013) |
| Moe et al. (2018) | Duchene & Kraus (2013) |
| Moe & Di Stefano (2018) | Sana et al (2013) |
| Tobin et al. (2018) | Sana et al. (2012). |
| Ricchi et al. (2018) | Chen et al. (2012) |
| Sadavoy & Stahler (2017) | + 理論研究 |

連星の役割

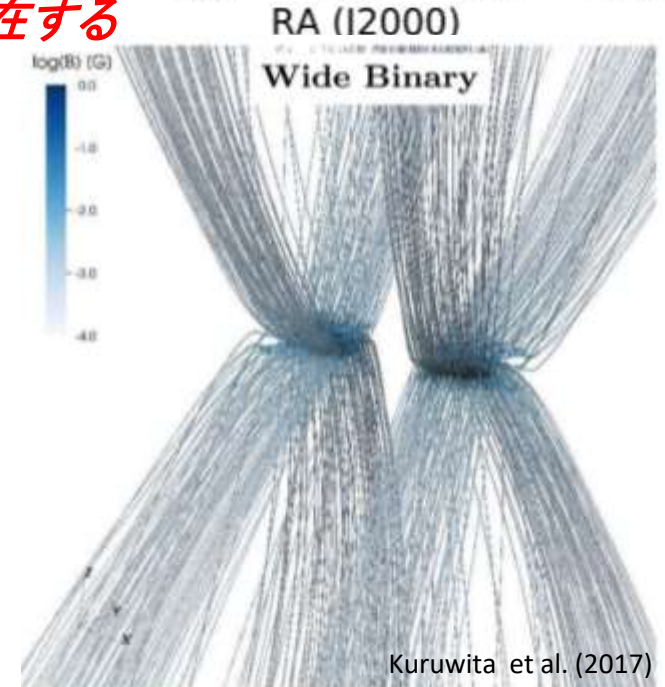
- ❑ 星形成: 星は連星として生まれる (?)
- ❑ 惑星形成
- ❑ 恒星進化
- ❑ 超新星爆発 (特にType Ia型)
- ❑ 重力波 (源天体)

Dutrey et al. 2013



Tobin et al. (2018)

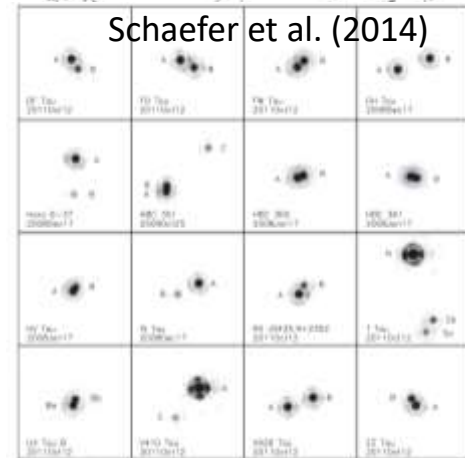
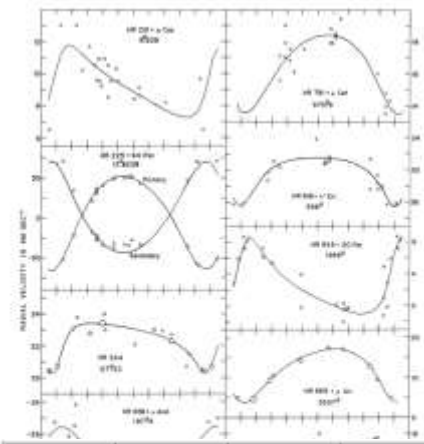
連星系は実在する



Kuruwita et al. (2017)

Duhene & Kraus: Annual Review

- Fragmentationがbinary formationのprimary mechanism
- 大質量コアからは複数の星が、小質量コアからは少数の星が
 - しかし、単一のstar forming coreの中では2個、多くても3,4個のfragments
 - ejection scenarioは観測からは強く支持されない
飛んで行ったsingleがそれほどないから ⇔ Lada
- Close binaryの起源は、全くよく分からない (あまり研究もされてない)
 - Close binary形成: dynamical interaction, second collapse, 全く別の機構
 - 何故か長年分裂した時の軌道が連星軌道だと妄信していた
 - 形成の最後と現在のseparationは全然違うだろう
 - 分裂スケールと(最終)連星軌道にはなにか相関があるだろう (Kratter)
- 質量比(q)はそれほど大きくない ($q \ll 0.1$ ではない)
 - accretionは大雑把には均等だろう (Hanwa-Tsurube Problem)



PMS binaries
単一の分子雲コア
(Binary separation \ll cloud core radius)
等時性

Mathieu (1994, p. 517) concluded that

“binary formation is the *primary* branch of the star-formation process.”

Yet, a decade later, Lada (2006, p. L63) reached the opposite conclusion, arguing that

“most stellar systems formed in the Galaxy are likely single and not binary.”

太陽系近傍の連星

Pop I 主系列連星の主星質量ごとの特徴

Table 1 Multiplicity properties for Population I main-sequence stars and field brown dwarfs

Duchene & Kraus (2013)

Category	Mass Range (M_{\odot})	Multiple system/companion frequency	Mass ratio distribution	Orbital period distribution
VLM/BD	$\lesssim 0.1$	$MF = 22^{+6}_{-4}\%$ $CF = 22^{+6}_{-4}\%$	$\gamma = 4.2 \pm 1.0$	Unimodal (log-normal?) $\bar{a} \approx 4.5 \text{ AU}$, $\sigma_{\log p} \approx 0.5$
M	0.1–0.5	$MF = 26 \pm 3\%$ $CF = 33 \pm 5\%$	$\gamma = 0.4 \pm 0.2$	Unimodal (log-normal?) $\bar{a} \approx 5.3 \text{ AU}$, $\sigma_{\log p} \approx 1.3$
FGK	0.7–1.3	$MF = 44 \pm 2\%$ $CF = 62 \pm 3\%$	$\gamma = 0.3 \pm 0.1$	Unimodal (log-normal) $\bar{a} \approx 45 \text{ AU}$, $\sigma_{\log p} \approx 2.3$
A	1.5–5	$MF \geq 50\%$ $CF = 100 \pm 10\%$	$\gamma = -0.5 \pm 0.2$	Bimodal $\hat{P} \approx 10 \text{ days}$ and $\bar{a} \approx 350 \text{ AU}$
Early B	8–16	$MF \geq 60\%$ $CF = 100 \pm 20\%$
O	$\gtrsim 16$	$MF \geq 80\%$ $CF = 130 \pm 20\%$	$\gamma^{\log P \leq 3.5} = -0.1 \pm 0.6$ $\gamma^{\log P \geq 100 \text{ AU}} = -0.5 \pm 0.1$	Peak + power law $\hat{P} \approx 5 \text{ days}$ and $\alpha \lesssim -1$

高 大
↑ ↓
連星率 質量比
↓ ↑
低 小

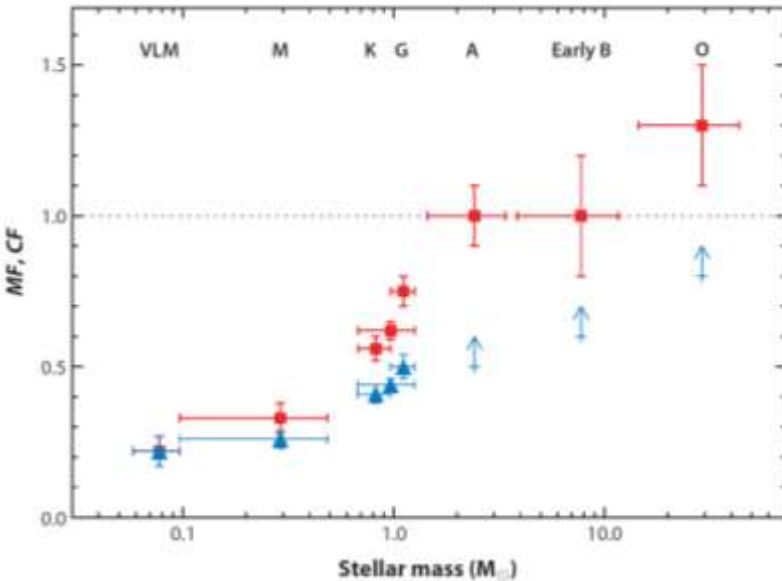
- ❑ 質量比: $f \propto q^{-\gamma}$ $\gamma \sim 0$ でflat, f が大きいほど質量比大
- ❑ MF: 多重星率
- ❑ CF: 平均的なコンパニオンの数、多重星もあるので1を超える
- ❑ 20,30年前とそれほど変わらない
- ❑ 主張は人によって異なる

Lada & Lada (2003): ほとんどの星は単独で生まれる (M型星が主流なので, 個数, ejection??)

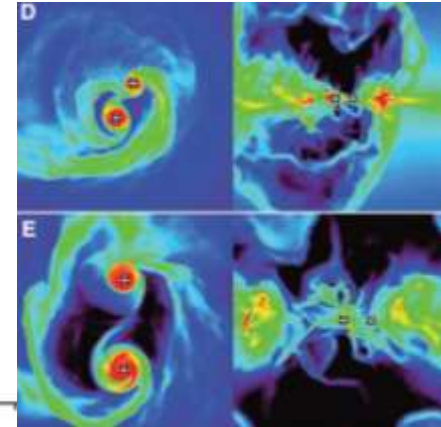
Duchene & Kraus (2013): 星は連星として生まれる (M型は軽いから重要でない)

連星(多重星)率、判星の数、軌道長半径

Duchene & Kraus (2013)

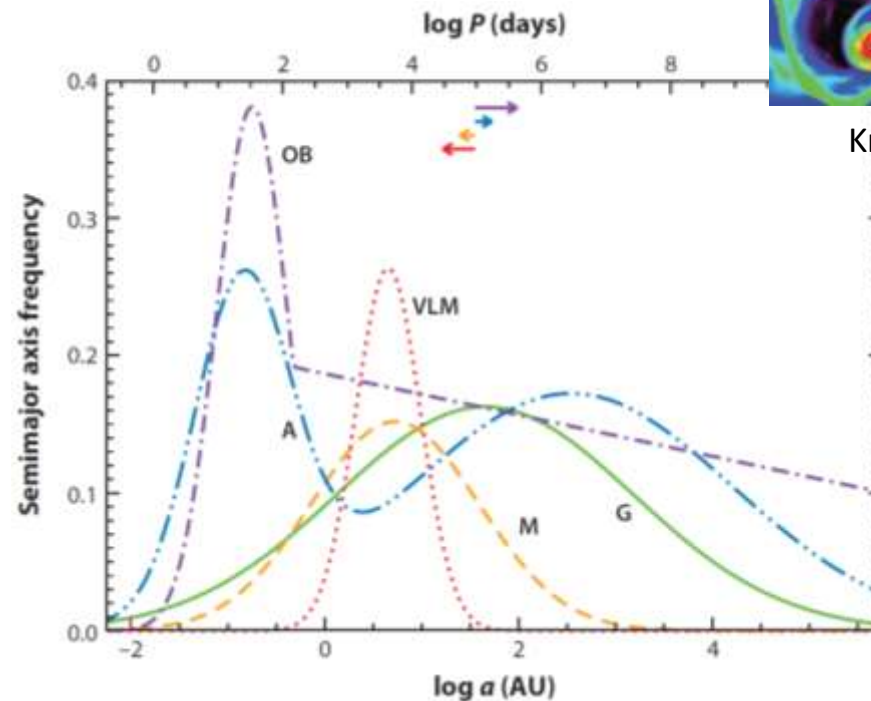


- 質量の増加とともに、連星率は増加
- 質量の増加とともに、伴星の数も増加
- A型以上の星は、複数の伴星
- 観測の制限に注意



Krumholz et al. (2005)

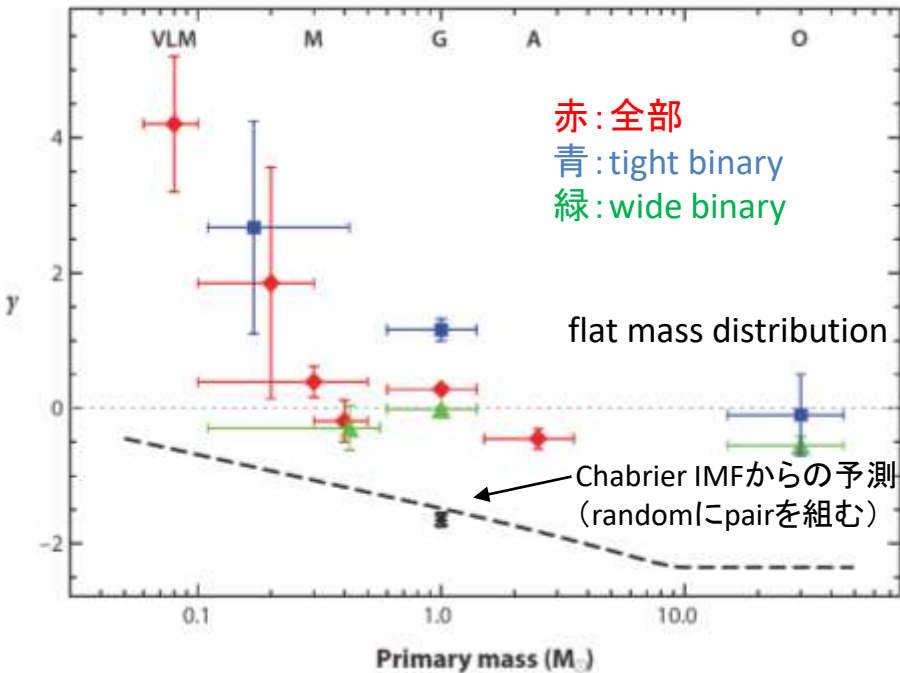
- G型星とM型星はシングルピーク
- Very low massは極端な分布
- Brown dwarfはwide binaryなし
- A型星は、ダブルピーク
- OB型星は、近傍に伴星
- 観測の制限に注意



質量比

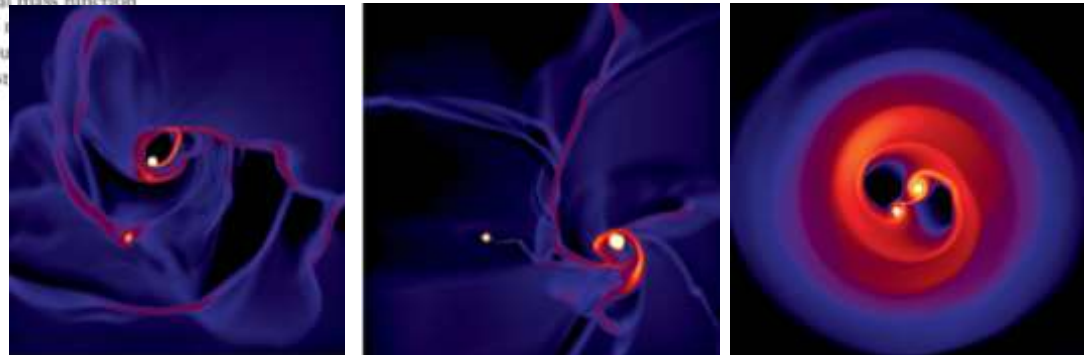
Duchene & Kraus (2013)

$$f(q) \propto q^{-\gamma}$$



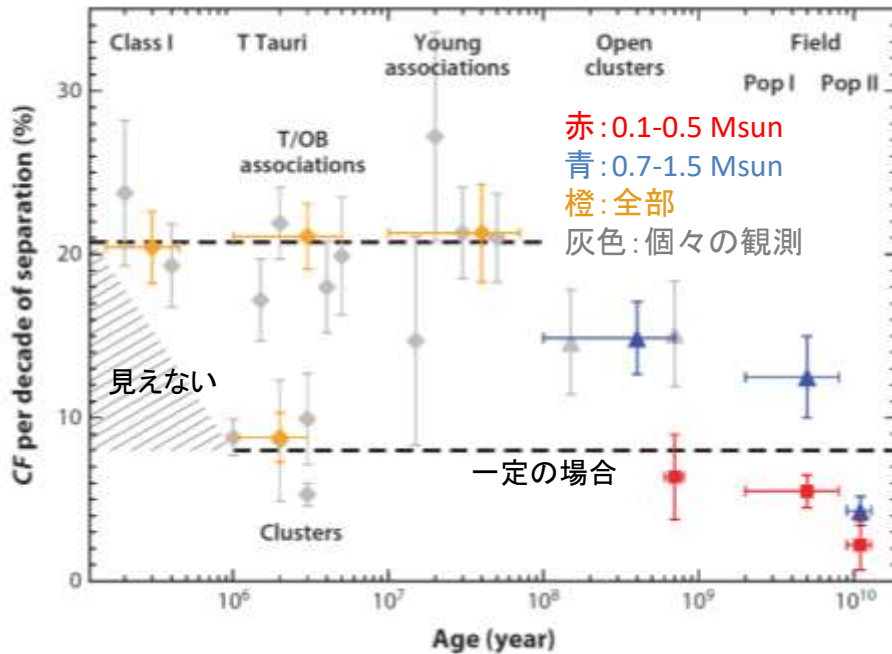
- M型以降は大体qがflat
様々な質量の伴星を持ちうる
- $M < 0.1 M_{\text{sun}}$ は、同質量に近い伴星を持つ
- 褐色惑星砂漠とも関係
- Secondaryのminimum massは、主星の質量とは関係ない
- 適当なIMFから2つ選んできてても全く合わない
⇒まともなモデルが必要
- ただ、これらも観測の制限が強い

Power-law index fitted to the observed distribution of mass ratios for multiple systems as a function of primary mass. Red diamonds represent fits to the overall population of multiple systems within a certain range of primary masses, whereas blue squares and green triangles represent fits to the subsets of "tight" ($P \leq \bar{P}$) and "wide" ($P \geq \bar{P}$) binaries, respectively. Horizontal error bars represent the mass range for each subsample. The horizontal dotted line represents flat mass ratio distributions, whereas the dashed curve represents the index that would be derived if the companions followed the single-star initial mass function (IMF) by Chabrier (2003) and a simple power law would be fit to the resulting companion mass distribution over the mass ratio range of $0.1 \leq q \leq 1$. The asterisk marks the derived power-law index for the overall population of multiple systems. The power-law indices plotted here are the best-fit values for the overall population of multiple systems and are reported in Table 1.



連星頻度の時間進化

観測範囲が異なるので規格化して公平に比較

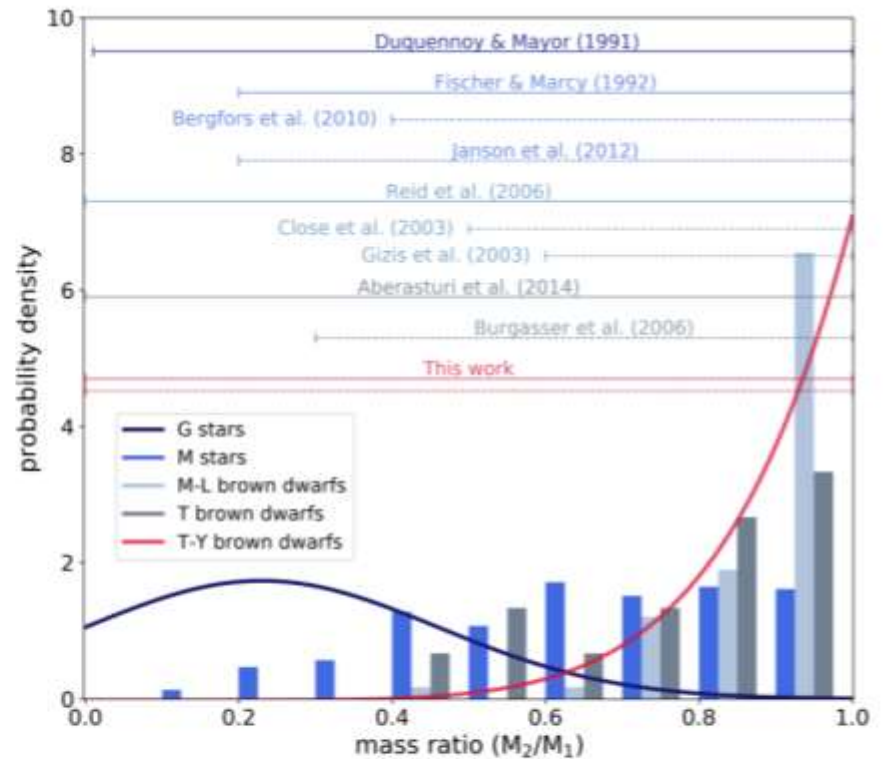
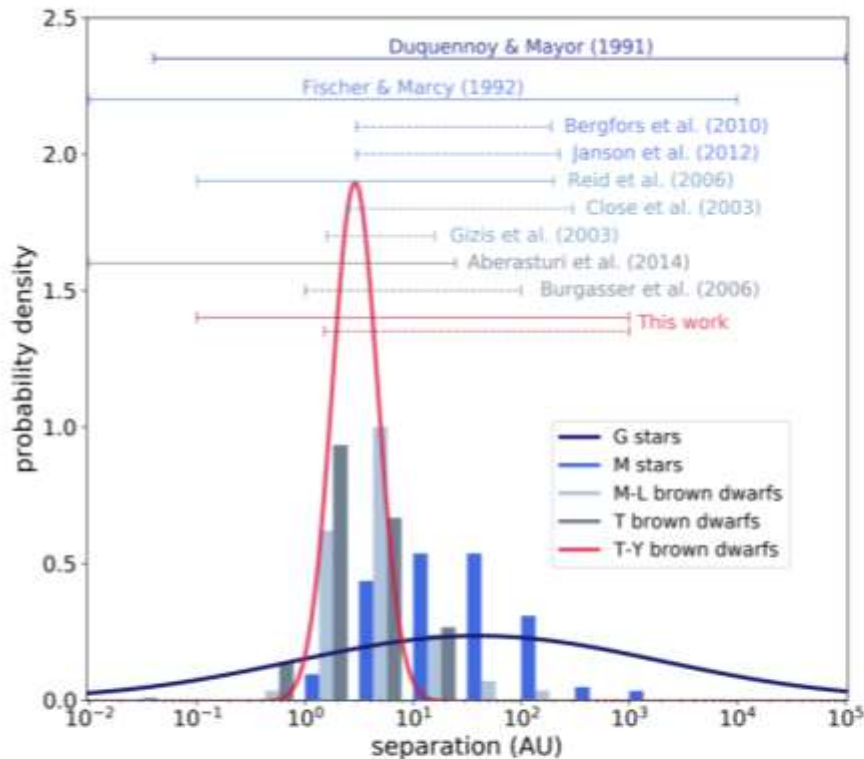


- 実視連星(wide binary)のみ: ~50-500AU
- 原始星、前主系列星
- Clusterの連星率はかなり低い
- Class 0からClass Iで軌道長半径が広がっている観測も (逆も)
- 基本的に、連星頻度は、時間(進化)と共に減少
- >50Myrでは連星率は変わらない(Clusterでない場所では)
- 初期の連星率の違いは環境の効果(?)
- Pop IIが低いのはwide binaryに限っているから
- Binaryパラメータ(質量比、離心率など)は separation以外、あまり変わらない

Population	Approximate age (Myr)	Mass range (M_{\odot})	Separation (AU)	Companion frequency (%)
Class 0	≤ 0.1	0.1-2.5	100-2,000	9^{+16}_{-1}
Class I	≤ 0.5	0.1-2.5	15-2,000	44 ± 5
T Tauri (associations)	1-5	0.1-2.5	10-2,000	49 ± 4
T Tauri (clusters)	1-5	0.1-2.5	30-1,500	15 ± 3
Young associations	10-100	0.1-2.5	10-500	36 ± 6
Open clusters	50- 10^3	0.6-1.3	10-900	28 ± 4
		0.1-0.5	15-800	11 ± 5
Field (Pop I)	$1-10 \times 10^3$	0.7-1.3	10-1,500	28 ± 2
		0.1-0.5	10-1,500	11^{+3}_{-2}
Field (Pop II)	$\geq 10^4$	0.7-1.3	10-1,500	10 ± 2
		0.1-0.5	10-200	2^{+3}_{-1}

Very Low Mass stars (Brown dwarfs)

スペクトル分類: O-B-A-F-G-K-M-L-T-Y



15. Separation (left) and mass ratio (right) distributions for companions to stellar and substellar objects, showing the clear shift towards smaller orbital separations and higher mass ratios around lower-mass primaries. The data used to compile the figure are described in the text. The distributions derived in this work for late-T and Y brown dwarfs are shown in red. The horizontal lines show the ranges considered for each of the binary frequencies plotted in Figure 15, where the solid lines represent surveys that estimated overall binary fractions.

Fontanive et al. (2018)

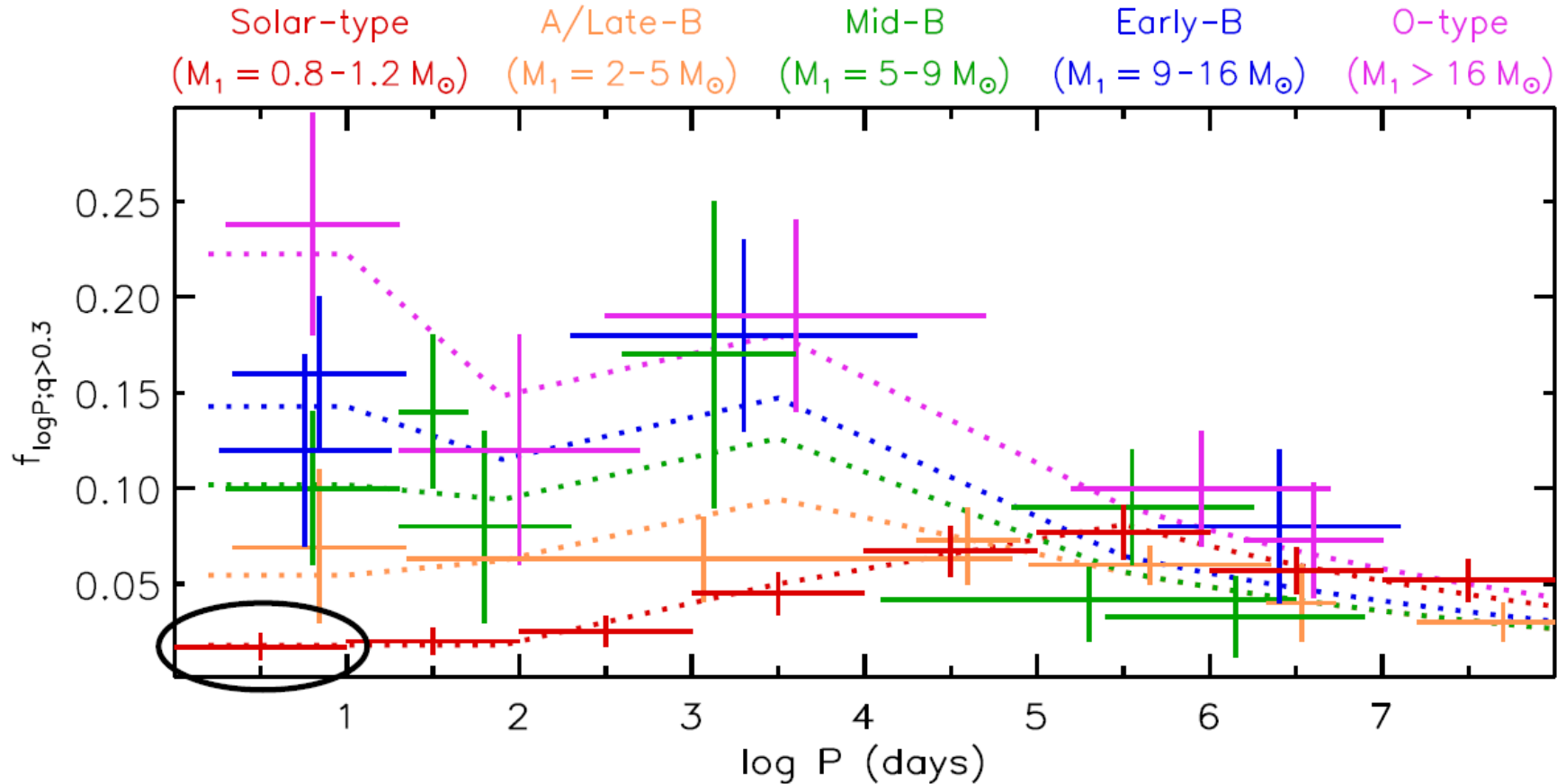
褐色矮星連星をどうやって作るのか？
(ただし、連星率:5-10%)

太陽系の比較的近傍の 大質量連星

Sana et al. Science, (2012). Duchene & Kraus (2013)
Sana et al. MNRAS (2013)
Moe et al.

Observations: 質量ごとのOrbital Period

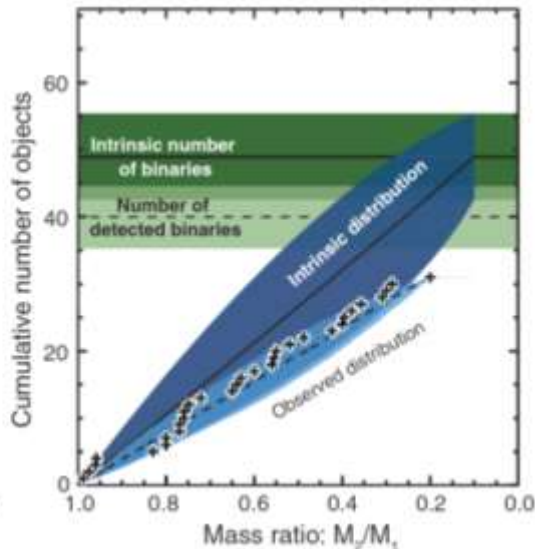
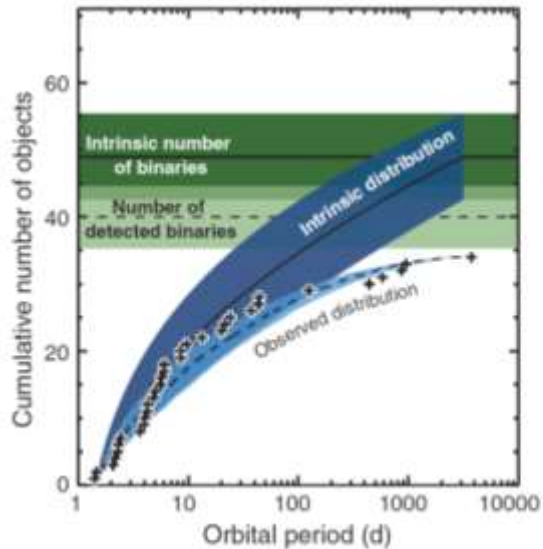
Period distribution $f_{\log P; q > 0.3}(M_1, P)$ from Moe & Di Stefano (2017)



~2% of solar-type MS primaries have companions with $q > 0.3$ and $P = 1 - 10$ days.

Integral under dotted lines yields the MS multiplicity frequency $f_{\text{mult}; q > 0.3}(M_1)$.

大質量連星

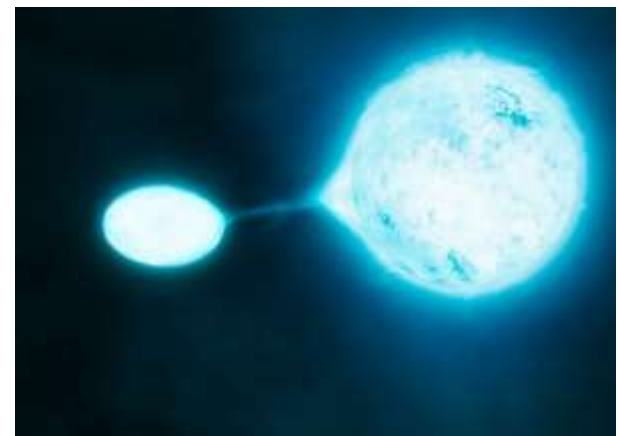
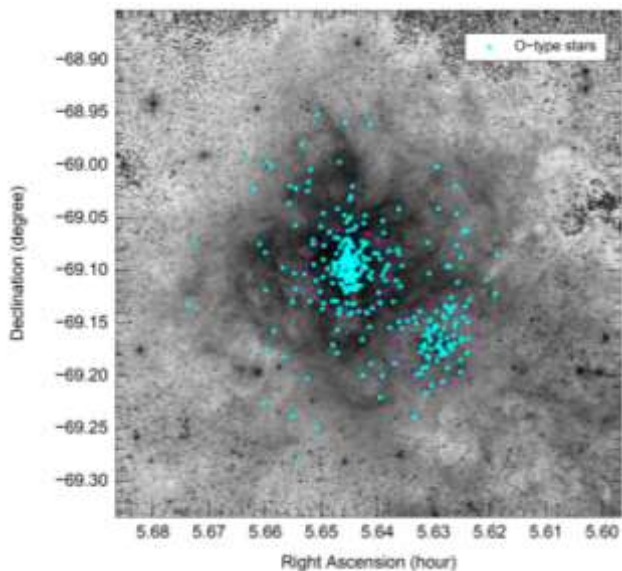


Sana et al. (2012)

- 近傍の71のO型星(系)のうち40個が連星系
- 補正すると~70%が連星(下限値)
- Equal mass binaryがそれなりに多い(すごく多くはない)
- 大質量星形成の一般的な帰結は、close (massive) binary
- 初期にwide orbitでもdiskとの相互作用で軌道がshrinkかもしれない(?)
- 20—30%が連星同士の合体を起こすだろう

Sana et al. (2013)

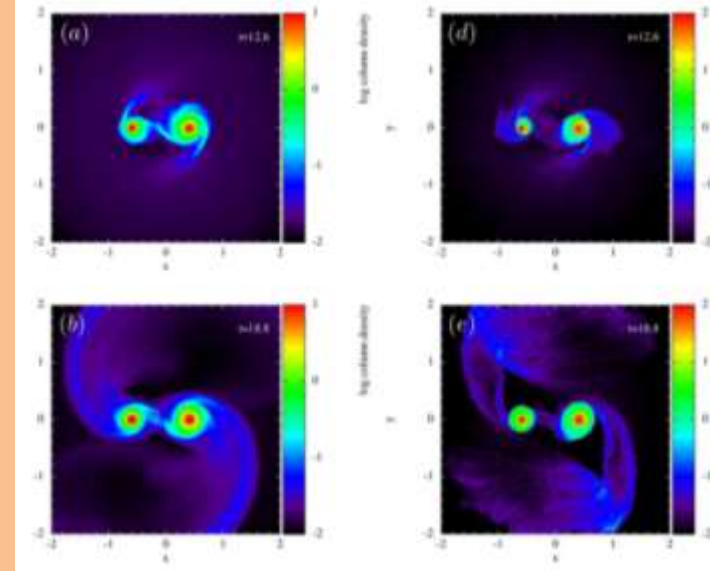
- LMCのTarantula Nebulaで360のO型星
- 補正して51%が連星系
- 見つかったものだけなのでこれはかなり高い数値
- ほとんど全てがmass exchangeするくらいにはclose binary



Observations: 質量ごとのOrbital Period

Moe & Stefano (2017): 大質量星に特化

- 双子 ($q > 0.95$)の割合: 大質量星で双子の割合が高い
- 伴星に主に降着している証拠(質量降着が自己調整されている?)



Satsuka, Tsuribe, Tanaka & Nagamine (2016)
 $q_0 > 0.25$ で equal binary に



近接連星の割合

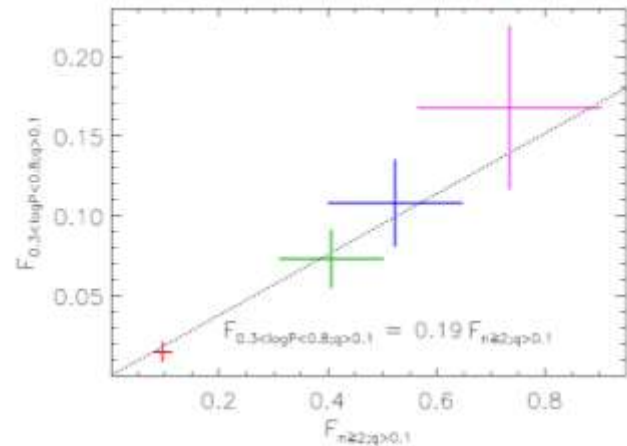
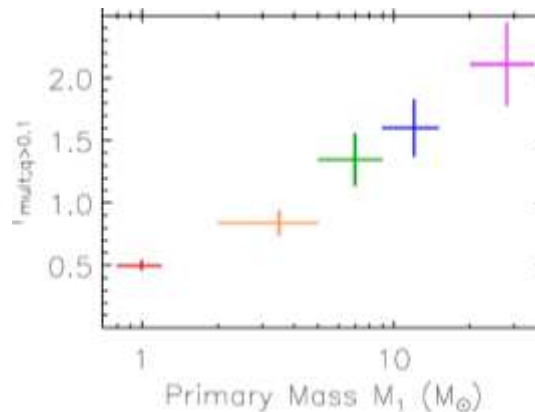


Figure 40. Close companion fraction $\mathcal{F}_{0.3 < \log P < 0.8, q > 0.1}$ as a function of overall triple- plus quadruple-star fraction $\mathcal{F}_{n \geq 2, q > 0.1}$ colored according to primary spectral type. For solar-type primaries (red), $\mathcal{F}_{0.3 < \log P < 0.8, q > 0.1} = 15\% \pm 0.6\%$ have close companions with $q > 0.1$ and $P \approx 2-6$ days, and $\mathcal{F}_{n \geq 2, q > 0.1} = 10\% \pm 2\%$ are in triple or quadruple systems. Meanwhile, $\mathcal{F}_{0.3 < \log P < 0.8, q > 0.1} = 17\% \pm 5\%$ of O-type stars have very short period companions, and $\mathcal{F}_{n \geq 2, q > 0.1} = 73\% \pm 16\%$ of O-type stars have $n \geq 2$ companions with $q > 0.1$ (magenta). If dynamical evolution in triple/quadruple systems is the dominant formation mechanism of close binaries, then it must be a relatively efficient process. For every triple/quadruple system, 16%–22% have inner binaries with short periods $P = 2-6$ days, irrespective of primary mass (dotted line).

連星・多重性頻度



- 最新の観測でも大質量星は、近接連星率が高い
- 大質量星は、連星、多重星を持つ割合が高い
- 大質量星は、連星同士の質量比が小さい
- 他観測でも大質量星は、より twin(双子)が多い可能性を指摘 (Ponsonneault & Stanek 2006)

➔ 大質量・近接・双子連星

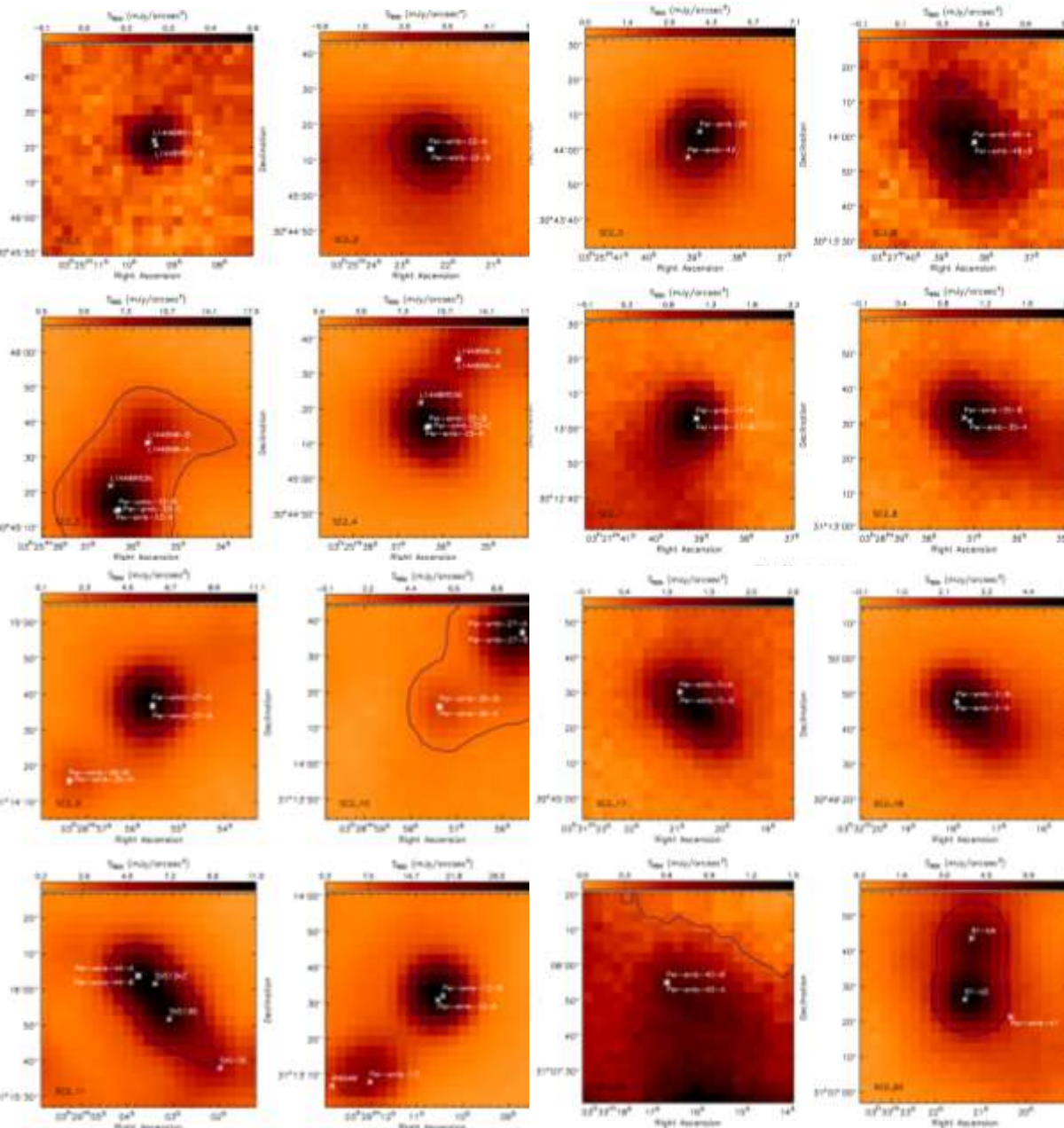
形成段階の連星

Sadavoy & Stahler (2017)

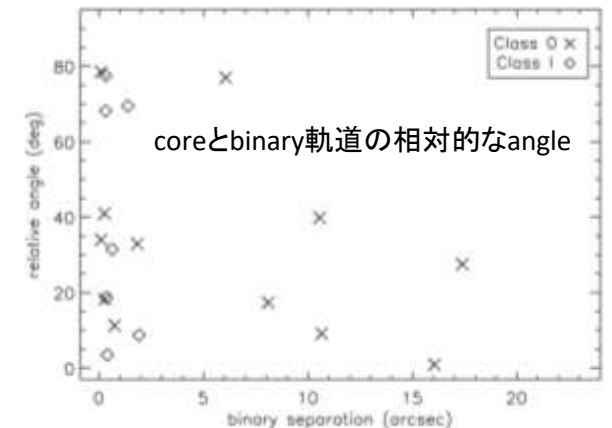
Sana et al. (2017)

Sana et al. Science, (2012). Duchene & Kraus (2013)
Sana et al. MNRAS (2013)
Moe et al.

Embedded Phaseの連星



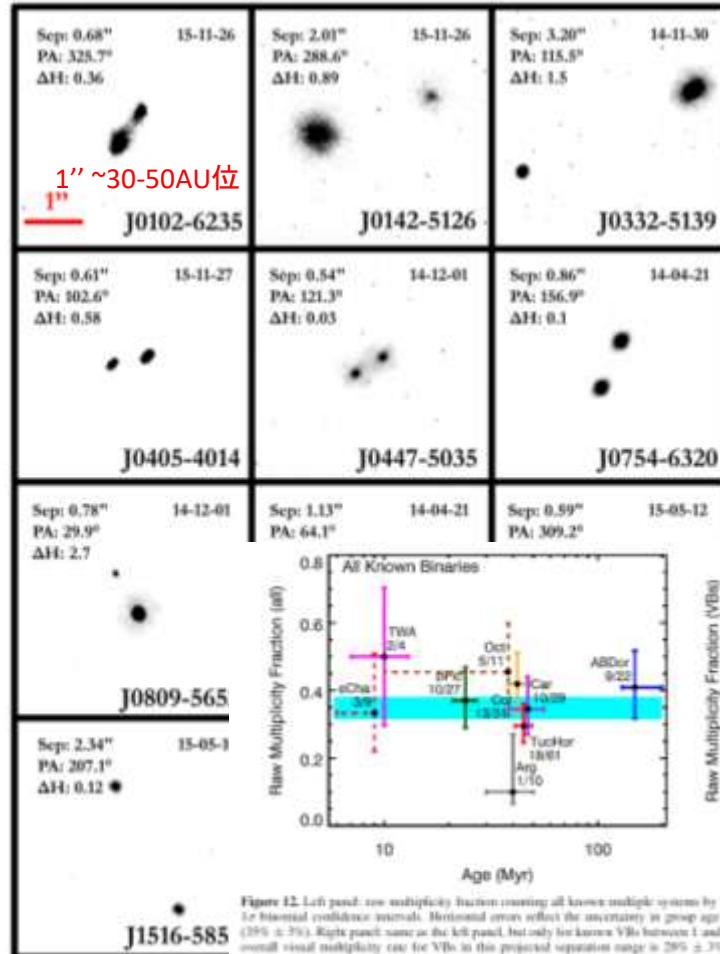
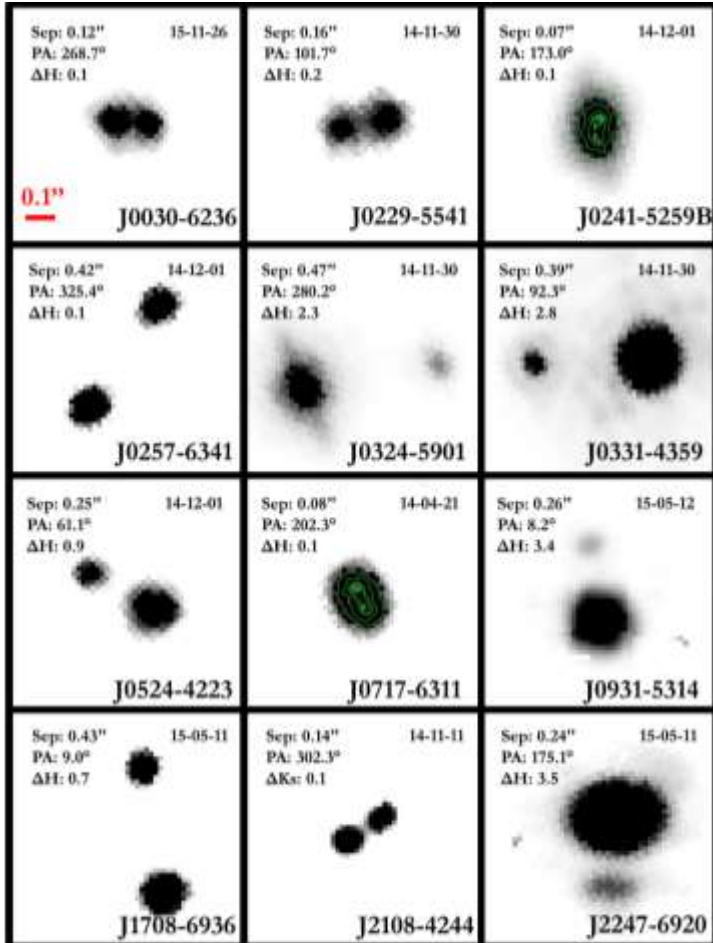
- Protostarの観測のデータベースとcoreのデータベースとcombine: Class 0 とClass Iのみ
- 連星は、'Coeval' → ほとんど同じSEDを示す
- Wide binaryの軌道はcoreの長軸方向と一致, Close binaryは必ずしも一致しない(random)
- Class 0 → Class Iで軌道が狭まる
- 軌道面もClass Iでは、コアとの相関弱い
- 著者等のシナリオ:(まだ天体数は少ないが) Class 0でwide multipleが出来、その後Class Iにかけてmultiple systemがbreak-up
- Class 0のbinary separationの平均は~3400 AU (ただ短いseparationは観測出来ない)



PMS Phase: Close Binary

Sana et al. (2017)

- Yong moving groupの観測 (separation: 3-300 AU)
- M型星のbinary frequencyはfield starと変わらないが、全体としてPMS phaseのbinary frequencyはfield starのfrequencyとは一致しない
- しかし、大きく異なっている訳ではないので、この段階で強いdynamical interactionなどはないであろう(???)、(全体として歯切れが悪くなにが言えるのかよく分からない)
- この段位で、binary parameterは決定されている?



Close Binary fraction

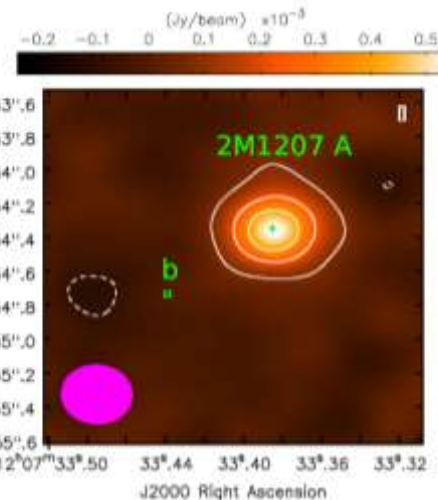
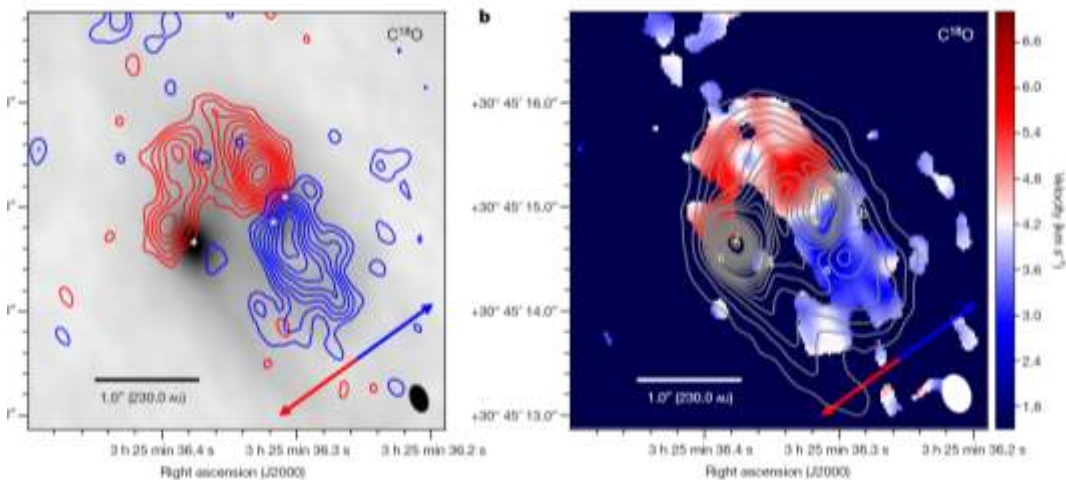
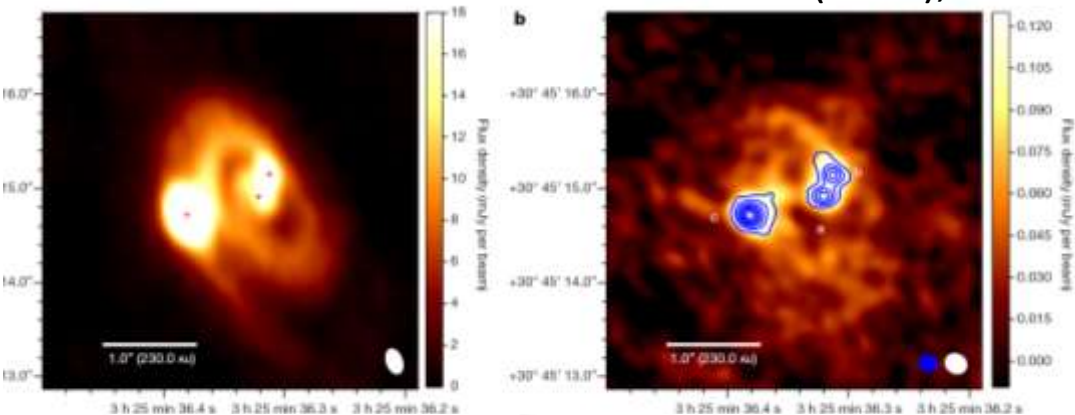
Figure 12. Left panel: raw multiplicity fraction counting all known multiple systems by YMG and its age for our joint YMG sample with SACY. Vertical errors are 1σ binomial confidence intervals. Horizontal errors reflect the uncertainty in group age (see Table 1). Range shaded in cyan indicates the overall multiplicity rate ($29\% \pm 3\%$). Right panel: same as the left panel, but only for known VBs between 1 and 500 au, including 221 09 4413 and V640 binaries measured by Clo. The overall visual multiplicity rate for VBs in this projected separation range is $29\% \pm 3\%$. In both plots we use dashed error bars to indicate YMGs for which the measurements come entirely from SACY.

Figure 4. Clo images of binaries separated by less than $0.7''$. Each image is $0.7'' \times 0.7''$. The images have been oriented so that north points up and east point right. The color scale is arbitrary for display purposes. Contrast plots are shown whenever the binary nature is not obvious.

Fragmentationの現場

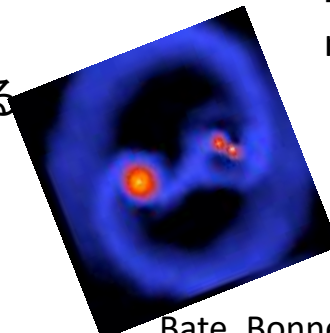
Ricchi et al. (2018)

Tobin et al. (2016), Nature

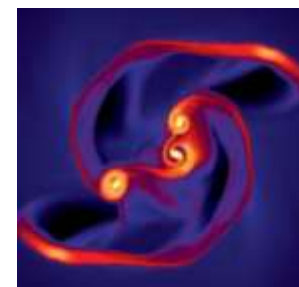


- B.D.でも連星(伴星は惑星質量)がそれなりに見つかっていて形成過程が謎とされている
- Separationは40AU
- これは、ALMAで観測してBD周りのコンパクトな円盤を観測(60 Jupiter mass)

- Disk fragmentationを起こしていると思われる Class 0の3重星
- 主星に対してseparationは、78 AUと254 AU
- Toomre'Q は、大体 $Q \sim 1$

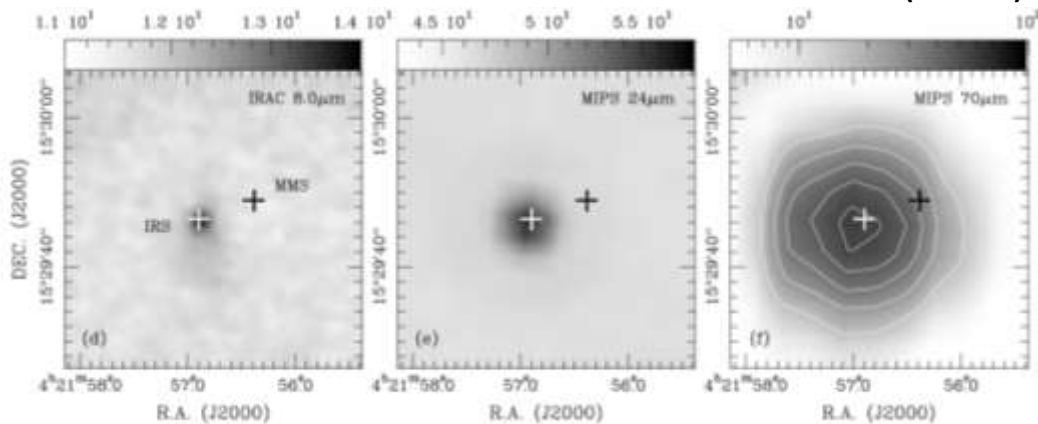


Bate, Bonnel & Price



FragmentationとCoreの関係

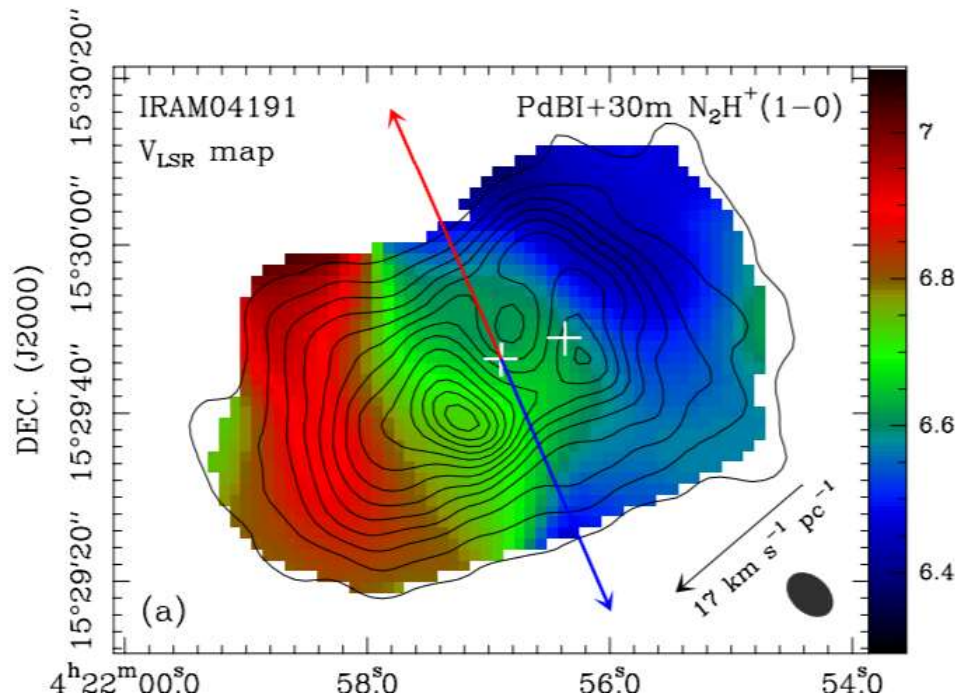
Chen et al. (2012)



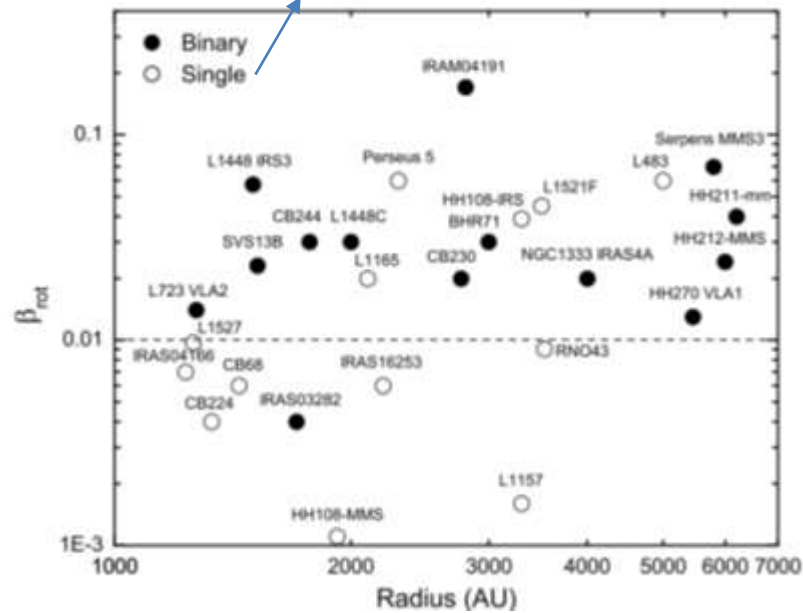
- Class 0 Protostar どちらもVellos
- Separation ~ 100 AU
- Cloudの長軸とbinaryの軌道、アウトフローの軸
- β_{rot} を測った $\beta_{\text{rot}} > 0.1$

□ 他の天体も調べてみた

- $\beta_{\text{rot}} > 0.01$ が分裂条件
- $\beta_{\text{rot}} > 0.01$ でも分裂していないものが見つっているが、いくつかの天体でquadrupole outflowが見つかったので観測出来ないだけ



しかし、outflowは複数観測されているので...



大質量星形成過程での分裂

Beuther et al. (2018): survey

- Large scaleの分裂
- turbulent fragmentationではなく、thermal (Jeans scale) fragmentation でよく合う
- 乱流は特に必要なくなった

Beuther et al. (2017): 個別天体, Small scale

- 周囲(>1000AU)では分裂によるclump
- 中心星質量10Msunと予測
- 円盤は中心星重力により安定? $Q \gg 1$

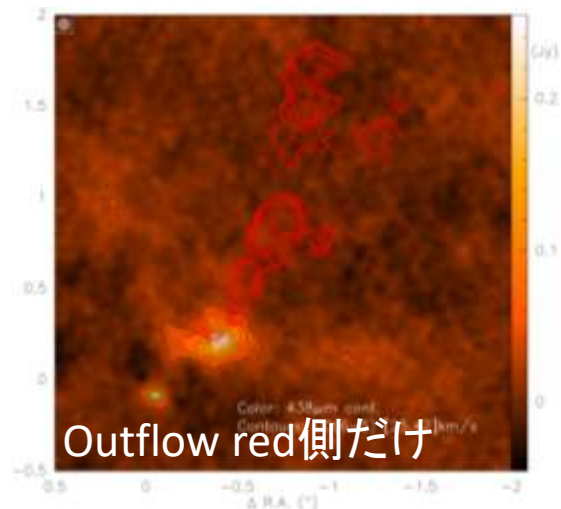
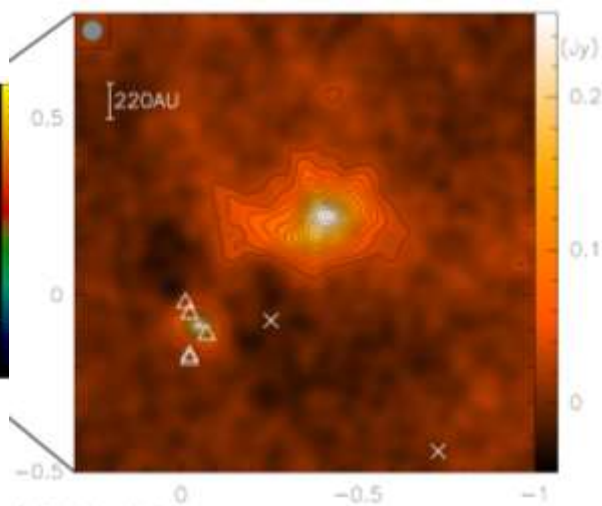
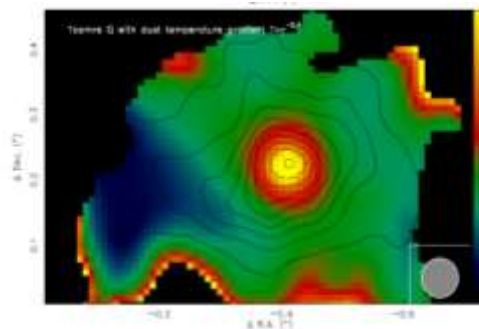
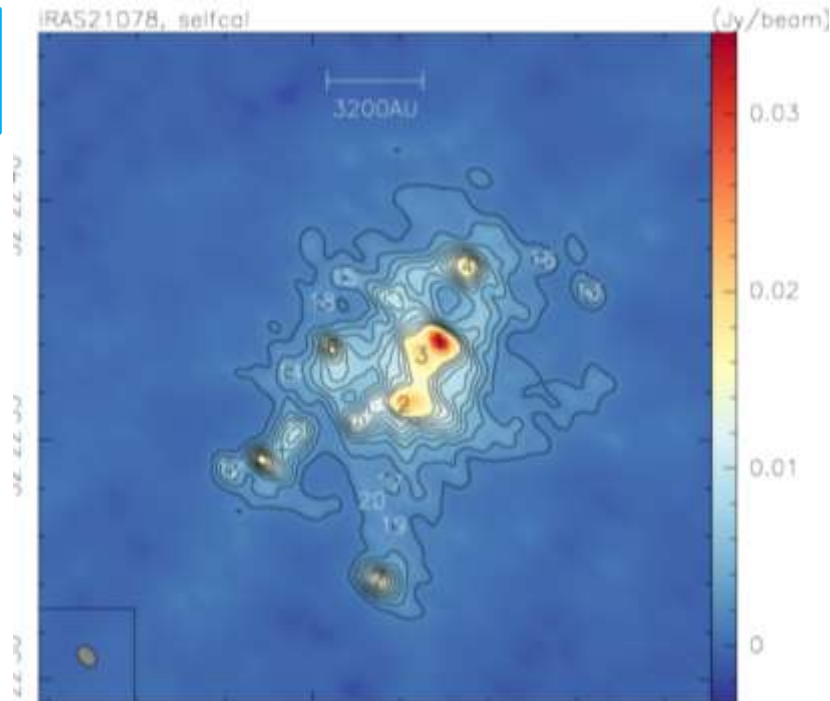


Fig. 4. 438 μm continuum image with CO(6-5) red-shifted emission in red contours. The continuum contours are in 4 σ steps ($1\sigma = 7 \text{ mJy beam}^{-1}$). The blue dotted contours show the corresponding negative features. The CO emission was integrated from 25 to 42 km s^{-1} and is shown in contours from 15 to 95% (step 10%) of the peak emission. The center coordinates are those of the phase center presented in Sect. 2.

原始大質量星周囲での円盤分裂

Ahmadi et al. (2018): **Protobinary system**

- CORE Surveyの中から有力天体を選出
- Small scale でのdisk fragmentationの証拠?
- Separation ~ 2000 AU
- Dust continuumからの見積もり: $M_1=15.4 M_{\text{sun}}$, $M_2=11.4 M_{\text{sun}}$
- two bipolar outflows \rightarrow 連星(多重星)の証拠
- PV図で見ると差動回転が分かる, 各々に回転円盤
- 円盤の回転軸はアウトフロー方向
 - \rightarrow まだ数が少ないので一般的かどうか? 今後観測する

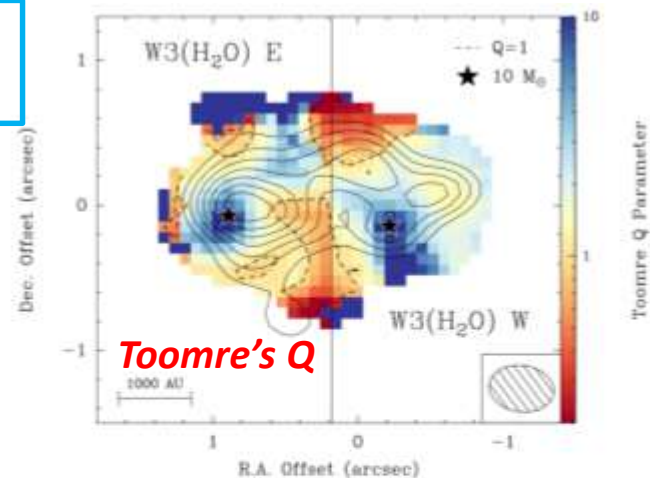
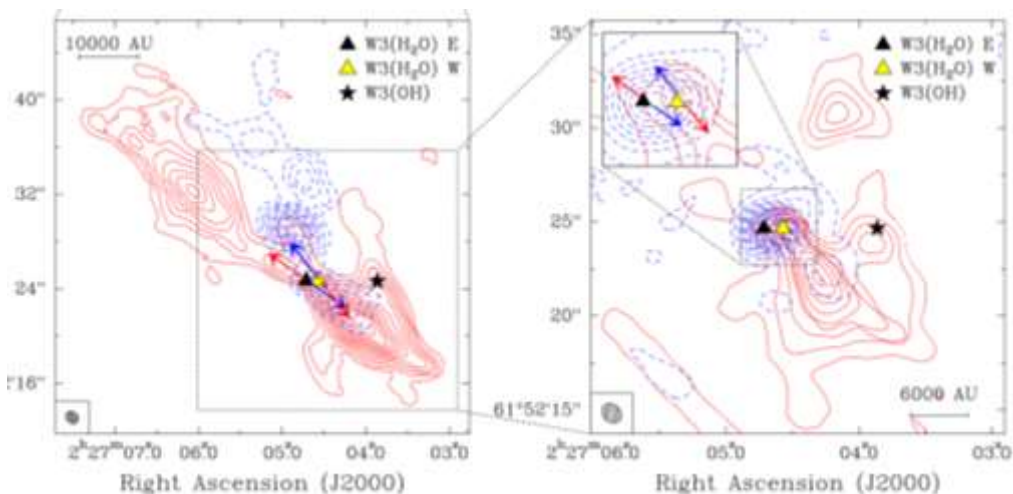
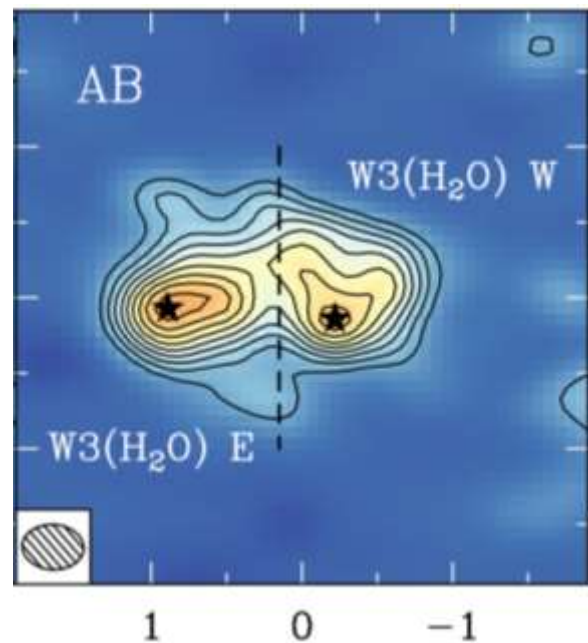


Fig. 12. Toomre Q map obtained by assuming two disk-like structures in gravito-centrifugal rotation about the positions of peak continuum emission as depicted by the two stars, each with a mass of $10 M_{\odot}$. The Toomre Q calculations and the positions of (proto)stars are based on the AB-array data (see Fig. 4) with regions outside of the 6σ mm continuum emission masked out. Solid contours correspond to our continuum data in the most extended (A-array) configuration, starting at 6σ and increasing in steps of 3σ ($1\sigma = 2.5 \text{ mJy beam}^{-1}$). The solid vertical line corresponds to the stitching boundary. The dashed lines correspond to $Q = 1$.



低金属量連星

Sana et al. Science, (2012). Duchene & Kraus (2013)
Sana et al. MNRAS (2013)
Moe et al.

Gaia: Wide Binaryと金属量依存性

El-Badry & Rix (2018)

- $50 < r_{\text{sep}} < 50,000$, $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$
- Large separation (>250 AU)では、wide binary frequencyはmetallicityに依らない
- $50 < r_{\text{sep}} < 250$ では、separationはmetallicityに反相関
- 著者等の結論: 100-200 AU以下のbinaryはturbulent fragmentationではなく、各々のコア中でのdisk fragmentationで形成(過去のシミュレーションから)

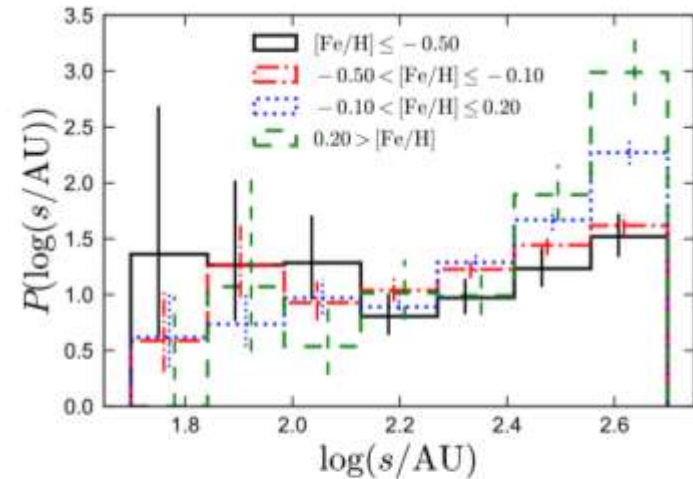
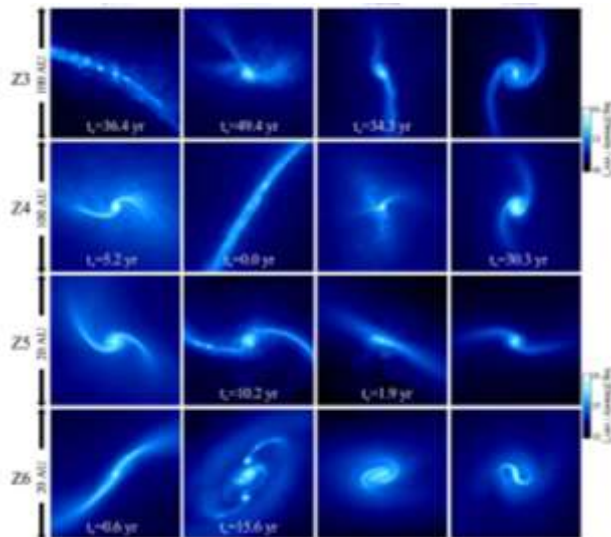
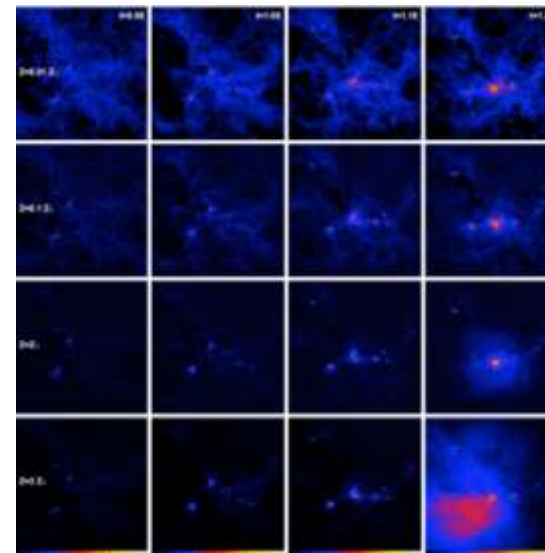


Figure 3. Normalized separation distributions over $50 < s/\text{AU} < 500$ for binaries of different metallicities, after correcting for incompleteness at small separations. Low- (high-) $[\text{Fe}/\text{H}]$ binaries are weighted toward smaller (larger) separations.

Chiaki, Yoshida and Hirano (2016)



Bate (2014)



Observations: Low-metallicity Stars (but, only CEMP)

Starkenburg et al. (2014)

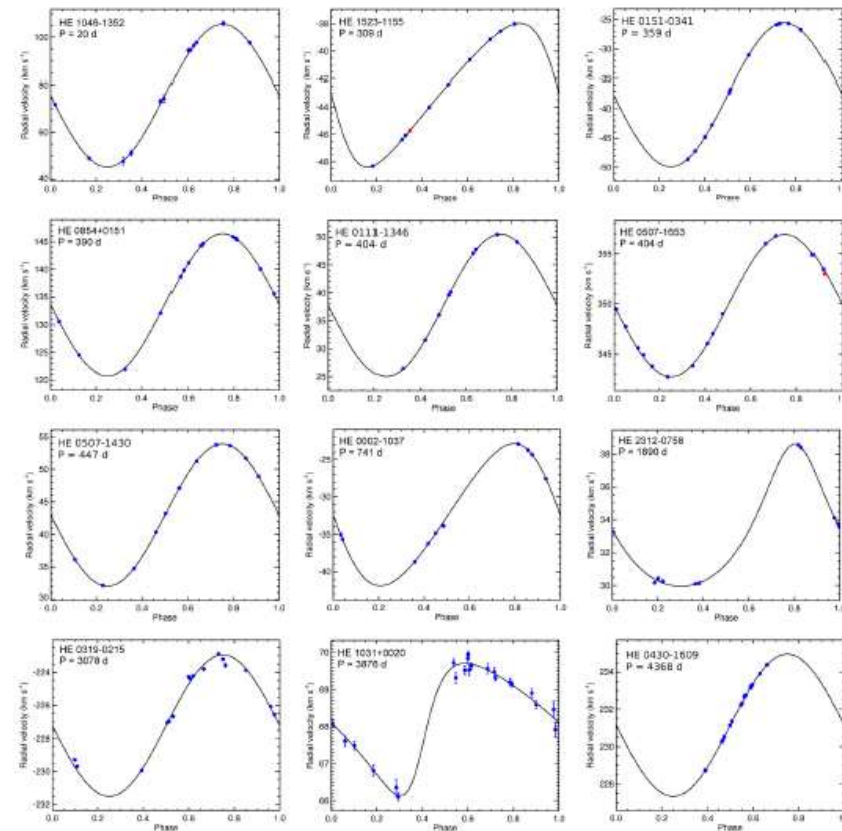
- Binary fraction is about ~100 per cent with a shorter period distribution of at maximum ~20,000 d (< 700 AU assuming 1 solar mass).

Hansen et al. (2016)

- Binary fraction is $82 \pm 10\%$, but limited to Carbon enhanced stars (CEMP-s)
- But, the number of samples is small
⇒ still, controversial issue

Hansen et al. (2016)

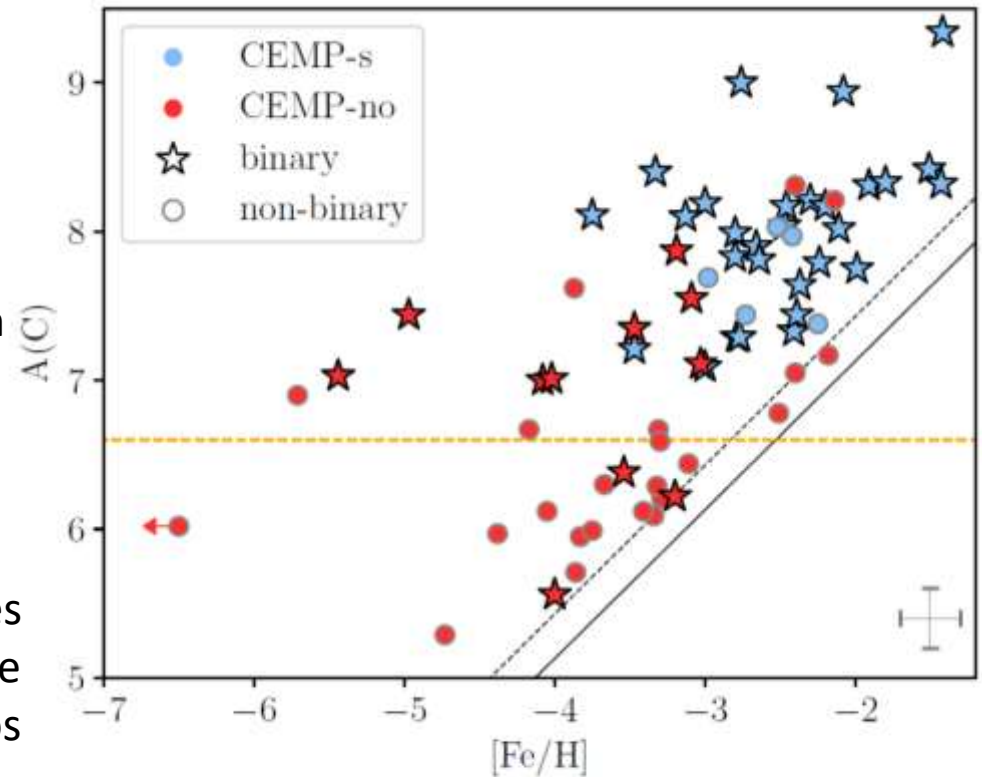
Stellar ID	RA (J2000)	Dec (J2000)	V	B - V	Ref	[Fe/H]
HE 0020-1741	00:22:44	-17:24:28	12.89	0.94	a	-4.11
CS 29527-015*	00:29:11	-19:10:07	14.26	0.40	d	-3.55
CS 22166-016	00:58:24	-14:47:07	12.75	0.65	b	-2.40
HE 0219-1739	02:21:41	-17:25:37	14.73	1.52	b	-3.09
BD+44°493	02:26:50	+44:57:47	9.22	0.67	a	-3.83
HE 0405-0526	04:07:47	-05:18:11	10.72	0.71	a	-2.18
HE 1012-1540*	10:14:53	-15:55:53	14.04	0.66	a	-3.51
HE 1133-0555	11:36:12	+06:11:43	15.43	0.64	b	-2.40
HE 1150-0428	11:53:07	-04:45:03	15.01	0.76	a	-3.21
HE 1201-1512	12:03:37	-15:29:33	13.79	0.55	a	-3.92
HE 1300+0157	13:02:56	+01:41:52	14.06	0.48	b	-3.49
BS 16929-005	13:03:30	+33:51:09	13.61	0.62	b	-3.27
HE 1300-0641	13:03:34	-06:57:21	14.80	0.62	b	-3.14
HE 1302-0954	13:04:58	-10:10:11	13.96	0.79	a	-2.25
CS 22877-001	13:13:55	-12:11:42	12.16	0.77	b	-2.71
HE 1327-2326*	13:30:06	-23:41:54	13.53	0.44	b	-5.76
HE 1410+0213	14:13:06	+01:59:21	13.05	1.14	b	-2.14
HE 1506-0113	15:09:14	-01:24:57	14.44	0.64	a	-3.54
CS 22878-027	16:37:36	+10:22:08	14.41	0.44	c	-2.52
CS 29498-043	21:03:52	-29:42:50	13.63	1.12	b	-3.75
CS 29502-092	22:22:36	-01:38:24	11.87	0.77	b	-2.99
HE 2318-1621	23:21:22	-16:05:06	12.73	0.68	a	-3.67
CS 22949-037	23:26:30	-02:39:58	14.36	0.79	b	-3.93
CS 22957-027	23:59:13	-03:53:49	13.62	0.80	b	-3.06



Arentsen et al. 2018

Absolute carbon abundance, $A(C) = \log \varepsilon(C)$,

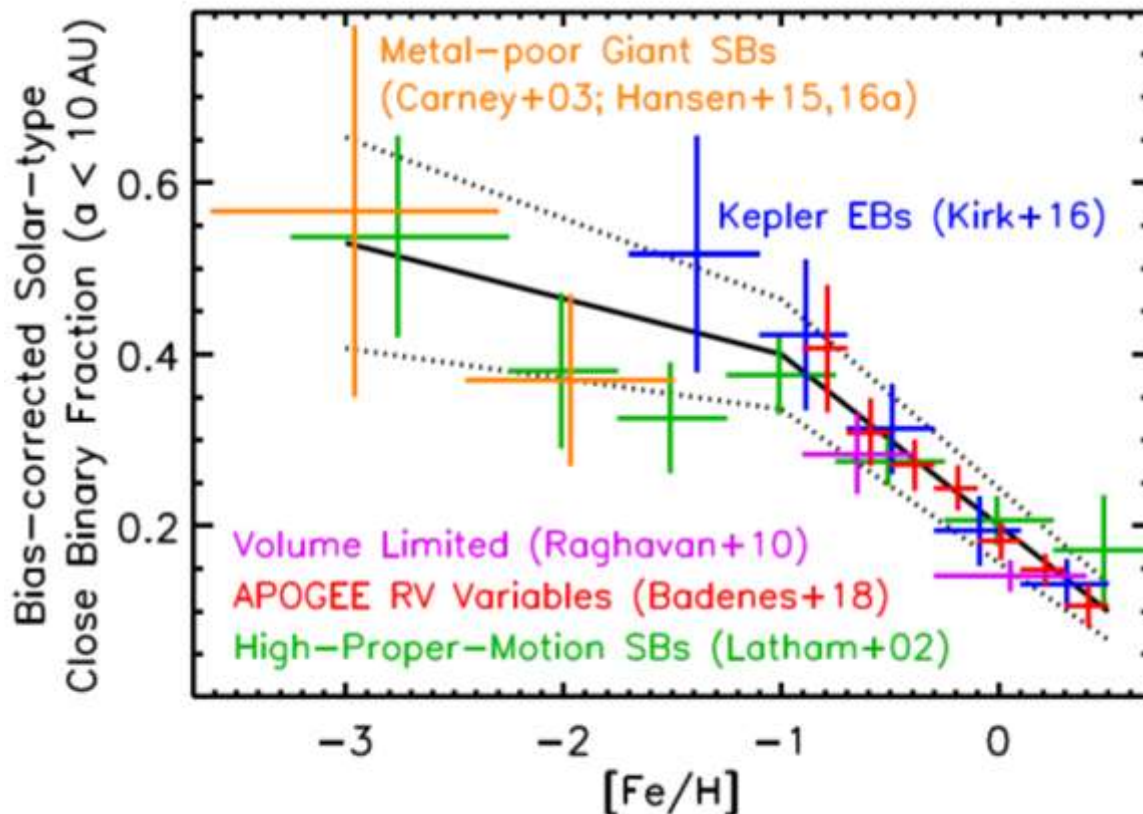
- CEMP-sはbinaryでOK \Leftrightarrow CEMP-noはs-process enhancement無いのでbinaryからのcarbon transferの説明では難しいと考えられてきた
- 22個のCEMP-noのradial velocityを測った: 4/22個見つかった, HE0107-5240もbinary
- Metal poor starは、Carbonの量とbinary frequencyに相関がある: Carbonの量が高いほどbinary frequency 高い($\sim > 50\%$, 見つかったものだけ), s-process enhancement関係ない?
- CEMP-noの中では、 $A(C)$ によってbinary frequencyは違う
- We propose that some of the high $A(C)$ binaries started out as carbon-normal stars or CEMP-no stars on the low carbon band and received extra carbon from a companion moving them to the intermediate/high carbon band
- For HE 0107-5240, this observation makes the binary formation scenario as probable as, or even more probable than, scenarios invoking faint supernovae.



$A(C) = 7.96$ (the high-C region) and $A(C) = 6.28$ (the low-C region). A very high fraction of CEMP-s (and CEMP-r/s) stars belong to the high-C region, while the great majority of CEMP-no stars reside in the low-C region.

金属量と連星頻度

Moe et al (2018)



例(どこまでただしい?): 古いdata (Latham et al. 2002)を再解析した
→ 実際に見つかったのは1-2% (500以上のサンプルから)

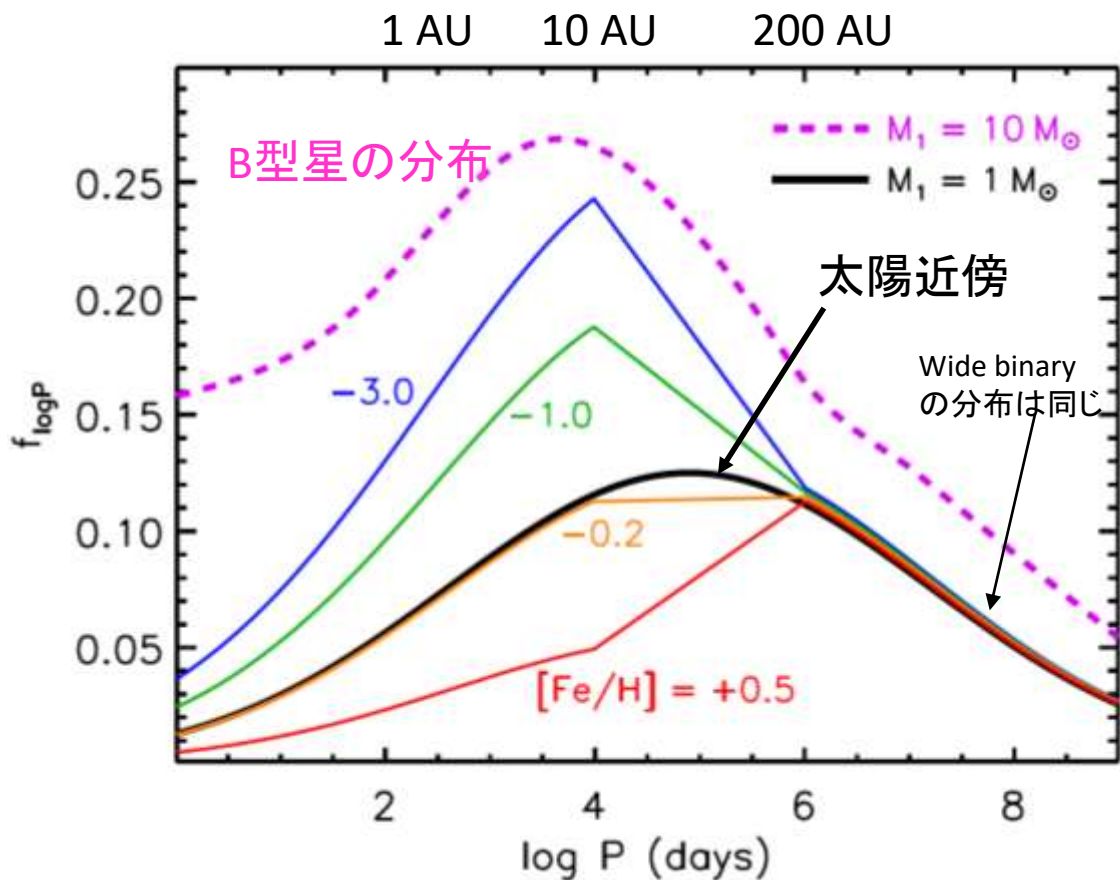
しかし、「We re-emphasize that the observed SB fractions are lower limits to the true close binary fractions, especially for metal-poor stars that have weaker absorption lines.」

主星1Msunや、q fratなどを仮定してモンテカルトシミュレーションをする

- 2000年くらいから最近までのデータを再解析(モンテカルロシミュレーション)
- 全てのデータで連星頻度と金属量の反相関を示した
→ 観測誤差とは考えられない
- より詳しく
 - 近年の観測は、solar typeのclose binary (<10AU)のfractionは、metallicityと強く反相関
 - 金属量が低いほどclose binary率が高い
 - Wide binaryはmetallicityとの相関なし
- Massive starのclose binary率はmetallicityにあまり依存しない
 - LMCとMilky wayのO, B-typeで調べたがあまり変わらなかった
- 因みにIMFもmetallicity 2桁(-1.5 < [Fe/H] < 0.5)くらいでは、ほとんど変わらない
- [Fe/H] < -1.5で変わるという観測も

金属量ごとの軌道分布

Moe et al (2018)



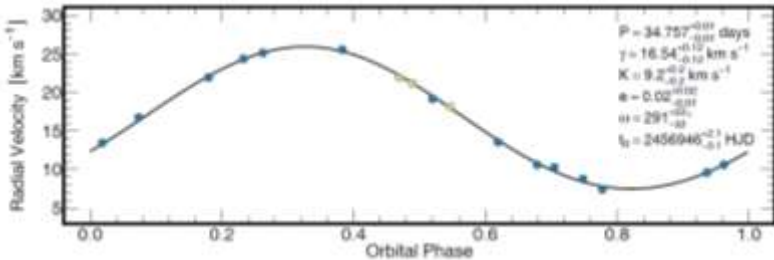
- B型星の連星の割合は>85%,このうち近接連星(20AU)の割合は70%
- FGK型星の近接連星の割合は24%なので、大質量星の近接連星の割合は相対的に高い
- B型連星の周期のピークは10AU, solar typeは40AU
- Solar type starもmetallicityが低くなるとB型星の分布に近づく
- この範囲(特に $[Fe/H] > -1.5$)でIMFは変わらないので、disk fragmentation (close binaryなので)が変わる
- Tanaka & Omukai で大体説明出来る (close binary率、orbital periodとか)
- この後、 $[Fe/H] \sim -1$ でdust opacityの影響で fragmentation modeが変わる都合の良いモデルを作っていた
- $[Fe/H] < -1$ は基本的に全部の星が連星相互作用されるだろう、windによる汚染など

Pop III 低金属量低質量・近接連星

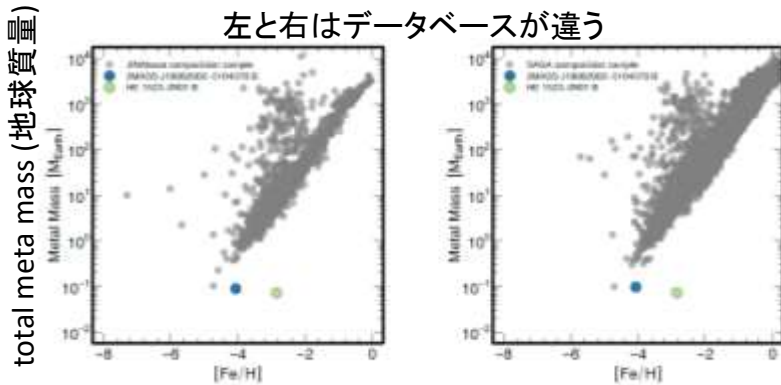
An Ultra Metal-poor Star Near the Hydrogen-burning Limit

Schlaufman et al. (2018)

- [Fe/H]=-4の星を分光 ⇒ 伴星が見つかった
- 伴星の質量: 0.14 Msun (sin i の不定性), 軌道長半径: 0.28 AU
- HR図上のiso-chronre から13.5 Gyr (?)
- 銀河のdiskに存在しているので、汚染を受けるだろう
- 最も全金属量が小さい、Tanaka & Omukai モデル
 - ⇒ 円盤分裂で出来た低金属量・例質量連星
 - ⇒ Pop III 連星も同じように出来るので観測されるだろう



左と右はデータベースが違う



Inferred Properties

Primary mass M_1	0.7599 ± 0.0001	M_{\odot}
System age τ	13.53 ± 0.002	Gyr
Minimum secondary mass $M_{2,min}$	0.131 ± 0.002	M_{\odot}
Secondary mass M_2	$0.14^{+0.06}_{-0.01}$	M_{\odot}
Semimajor axis a	$0.202^{+0.004}_{-0.001}$	au
Total Galactic velocity v	$207.5^{+1.1}_{-1.2}$	km s $^{-1}$
Pericenter of Galactic orbit R_{peri}	5.56 ± 0.07	kpc
Apocenter of Galactic orbit R_{apo}	7.66 ± 0.02	kpc
Eccentricity of Galactic orbit e_G	$0.158^{+0.005}_{-0.004}$	
Maximum distance from Galactic plane z_{max}	$0.126^{+0.005}_{-0.003}$	kpc

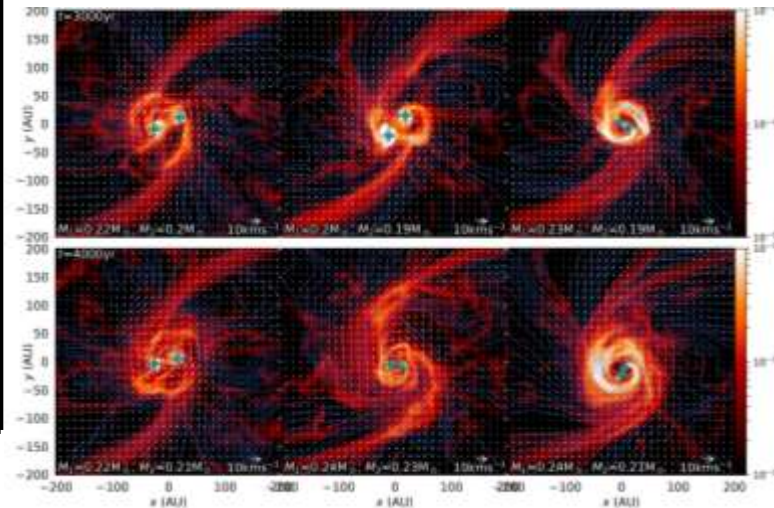
著者等の主張

- Low-mass popIIIを一生懸命探したが見つからなかった
- PopIIIはcontaminationで extreme PopIIのように見えているのでは？
- HR図上でのplotから年齢(135億年)と別の研究でCarbon過剰が計測されている
- いくつかの恒星進化コードを使った(質量、年齢の推定に)
- Metallicity [Fe/H]<-4は前の分光観測で計測されていた、binaryであることも分かっていた

理論研究

理論(Present-day): 特に進展なし

- 分裂条件を決め続けてきたが、あきてきた？
- 初期の連星を作って(喜んで)いる状況:いつまで経っても連星は出来ない
- Binary parameters (最終のmass ratio, separation, eccentricity)を決めるのは、遥か先 (そもそも何か出来るのか?)
- **最近の流行: turbulent fragmentationに関する批判**

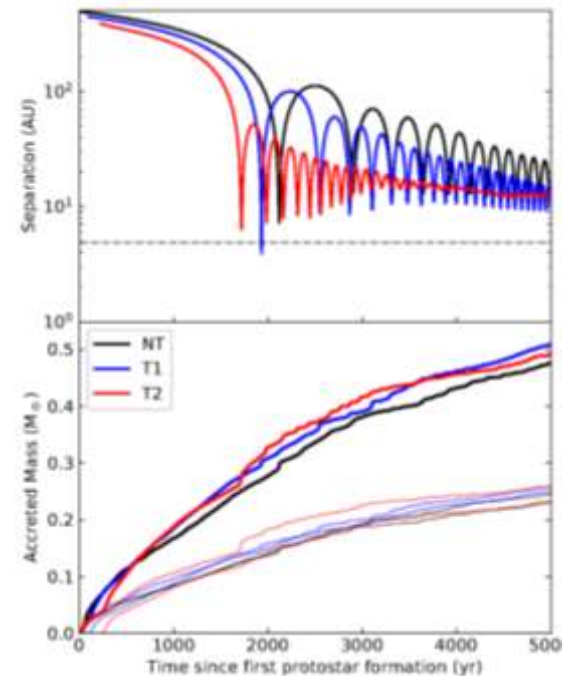
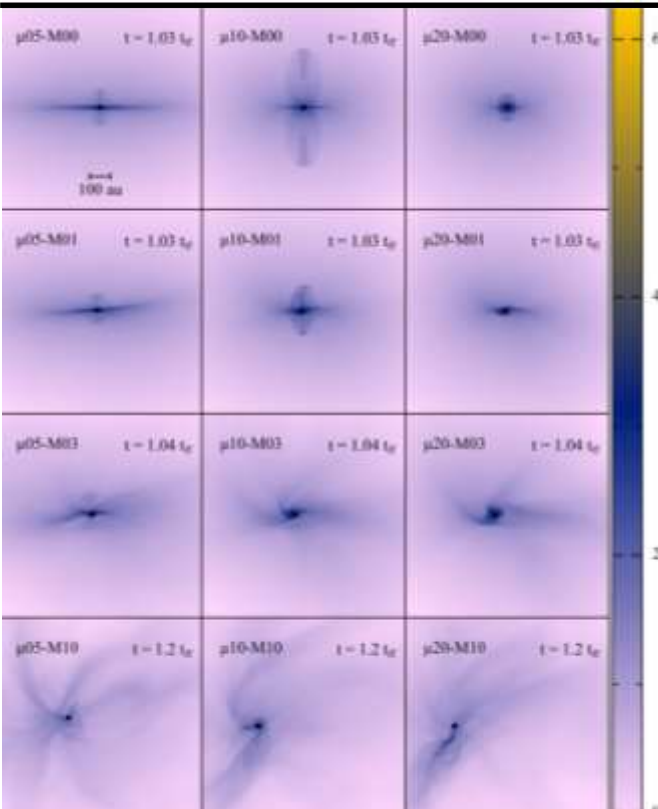


Kuruwita et al. (2018)

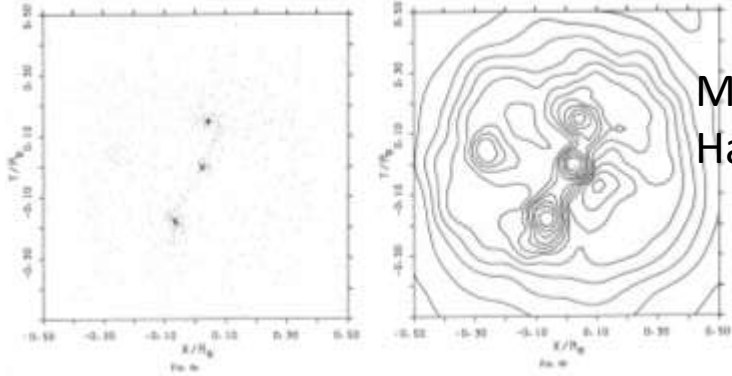
- 乱流入れたらoutflow消えたが close binary出来た
- outflowなしでも良いか？

Lewis & Bate (2018)

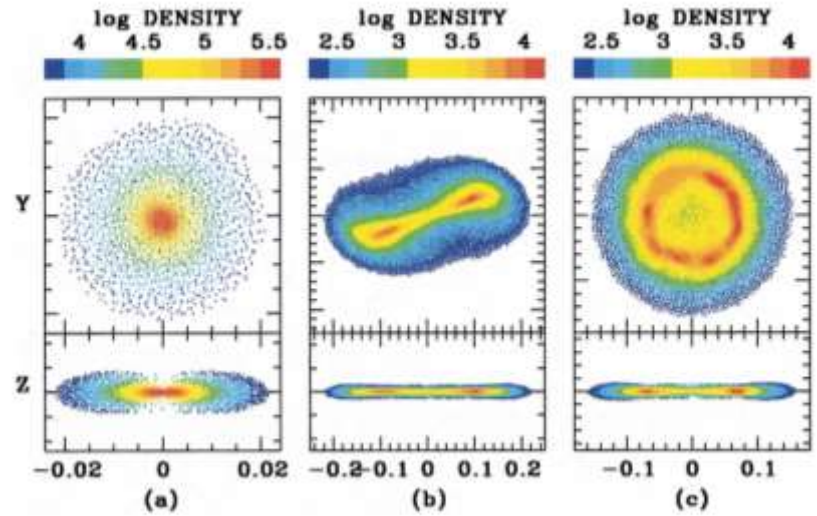
- 乱流入れたら円盤出来なかった
- アウトフローも消えた
- (乱流強度による、音速より十分小さければ良い)



過去の研究: Present-day

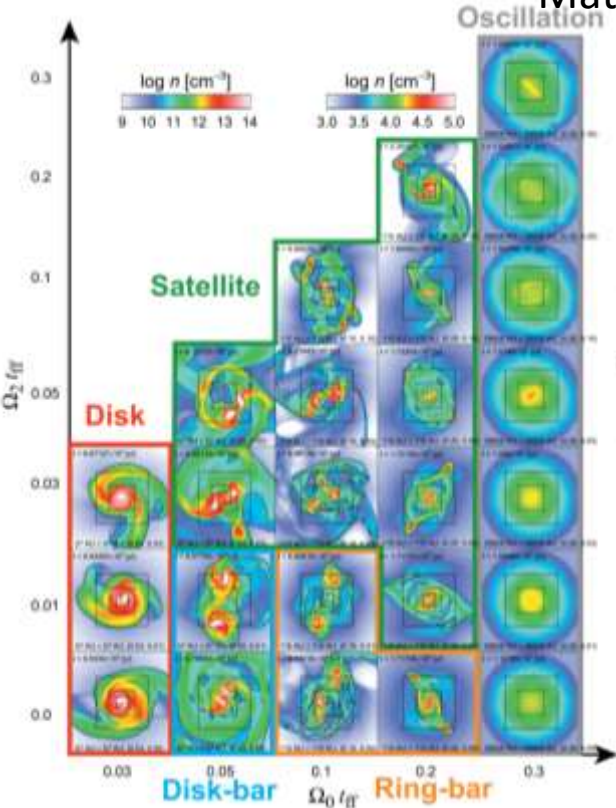


Miyama, Narita & Hayashi (1984)

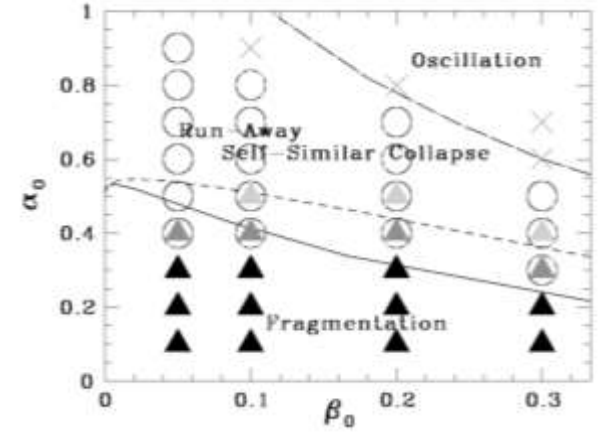
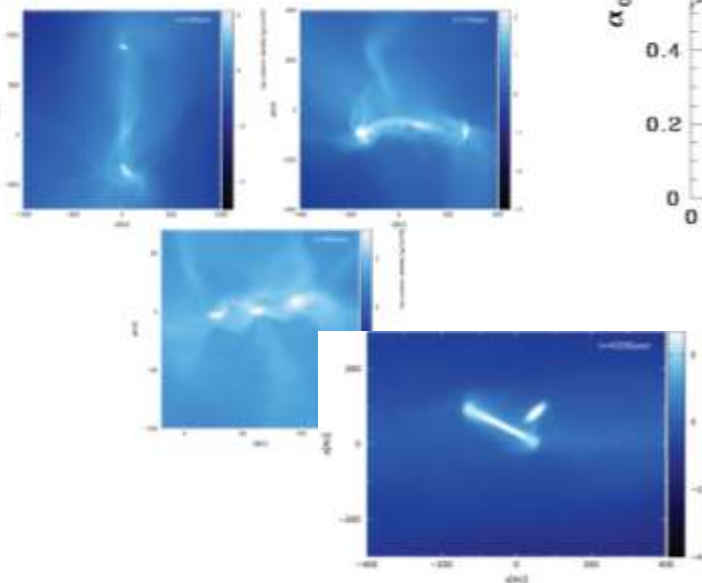


Matsumoto & Hanawa (2003)

Tsuribe & Inutsuka (1999)



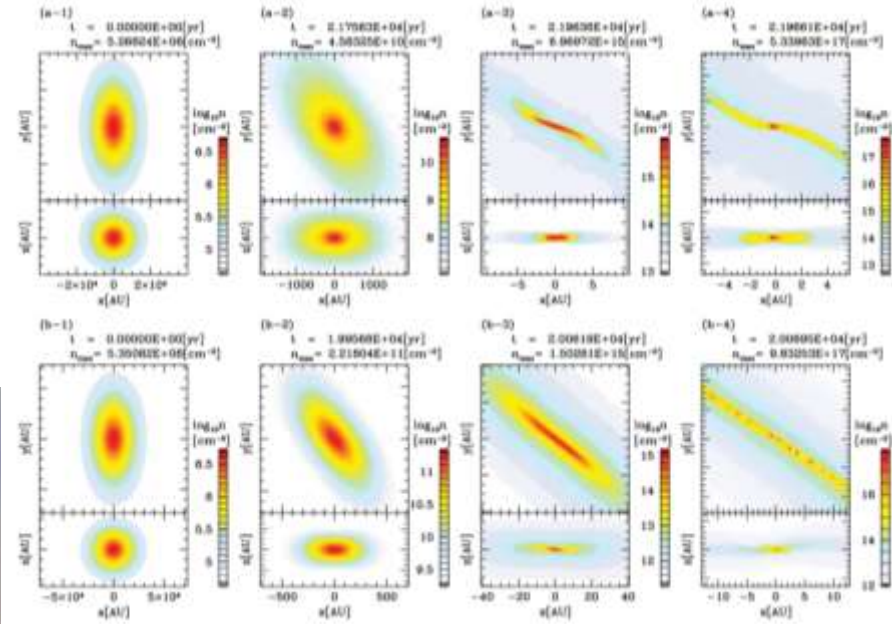
Tsukamoto+ (2013)



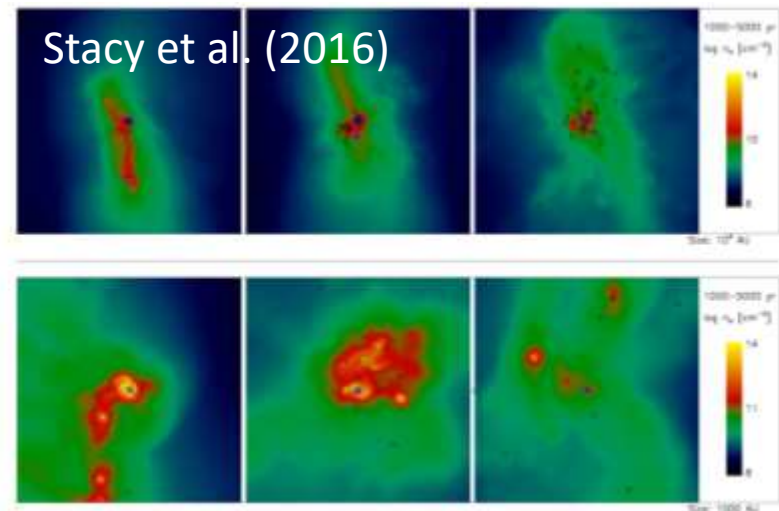
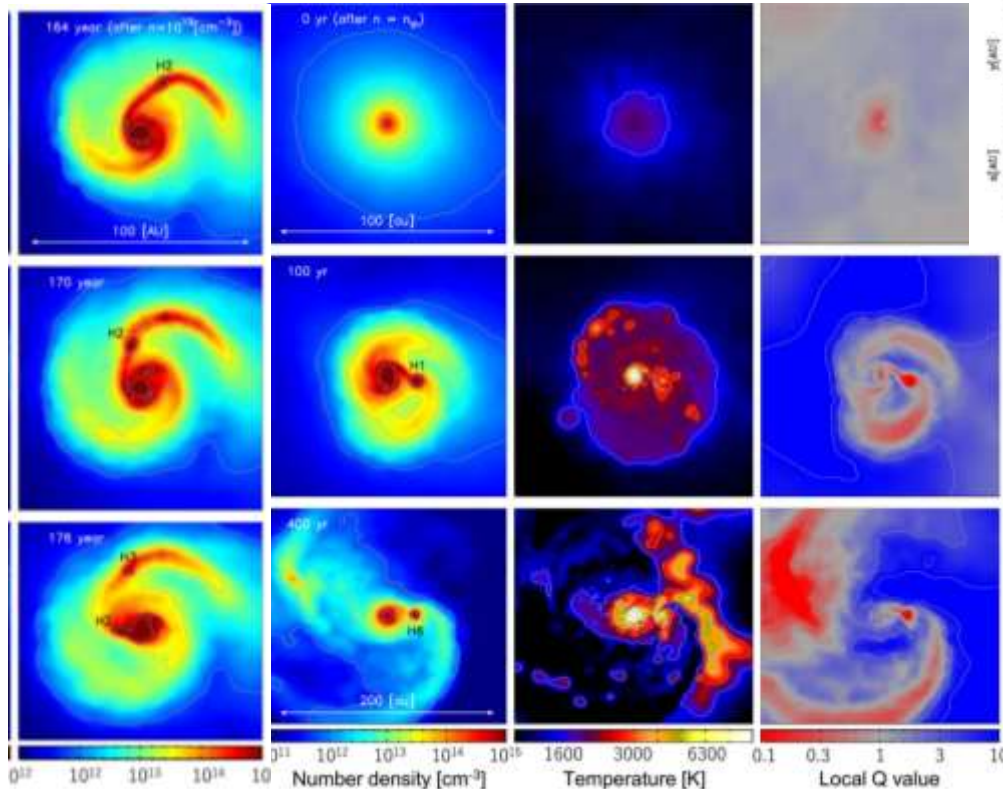
過去の研究: Primordial or low-metallicity

Tsuribe & Omukai (2008)

- 様々なスケールで分裂
- 観測論文では、全てdisk fragmentationと分類される



Hirano & Bromm (2017)



Stacy et al. (2016)

過去の研究: First stars, 長時間進化

- sinkサイズを大きくすれば長時間進化の計算は可能だがclose binaryは作れなくなる

Hosokawa et al. (2016)

Susa et al. (2014)

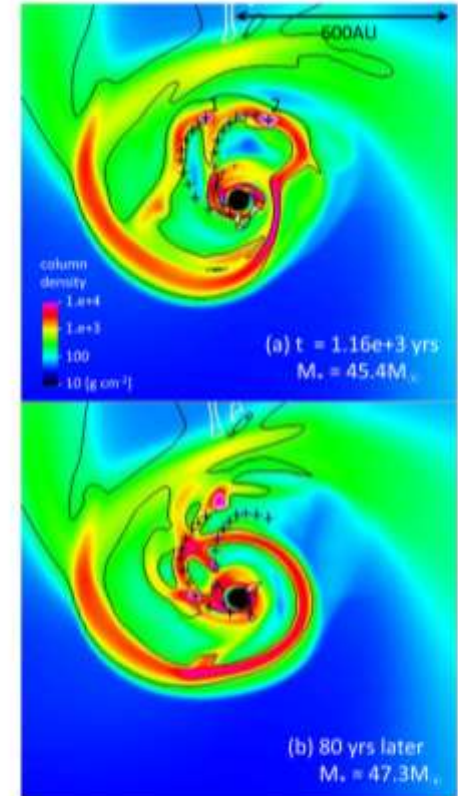
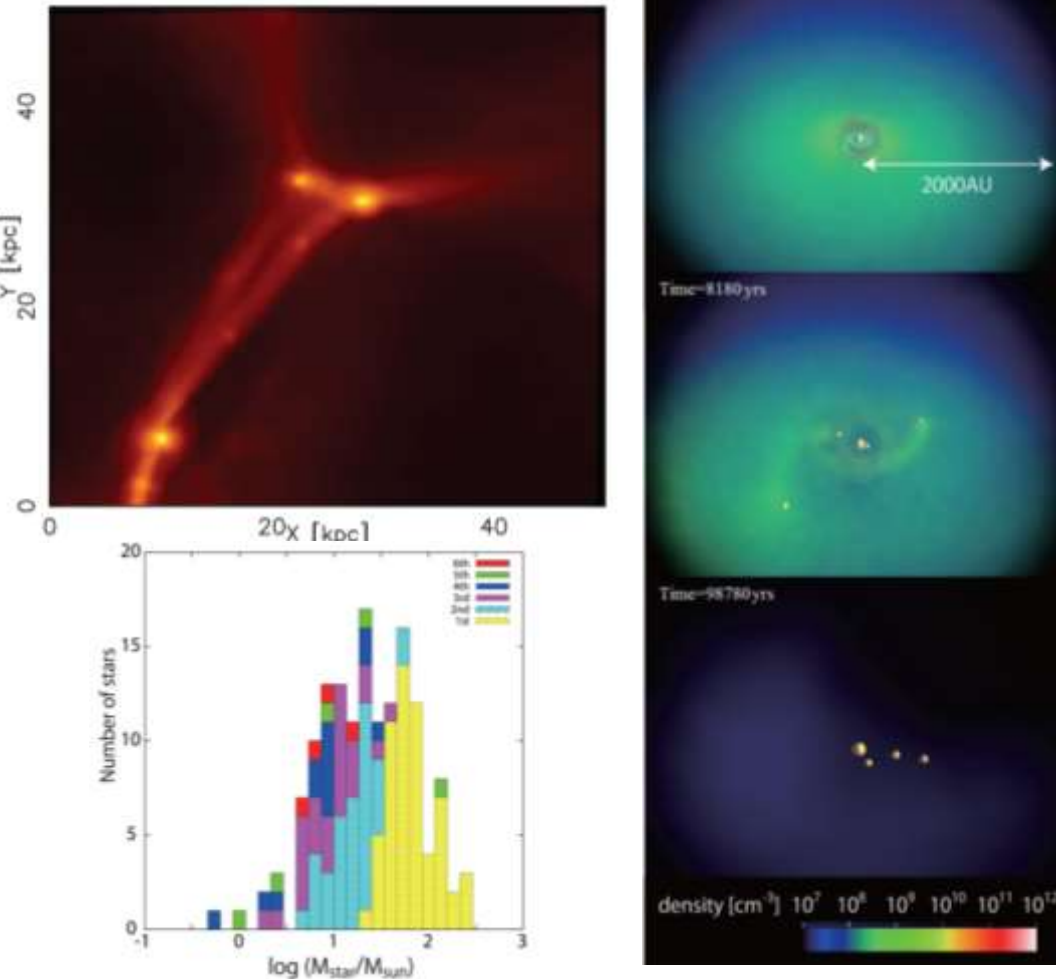


Figure 22. Inward migration of two fragments (crosses) for case B-NF-HR4-m20. As in Figure 3, colors represent the gas column density but for a smaller region around the central star. The black (white) contours delineate the boundaries where the Toomre-Q parameter takes the value $Q = 1.0$ ($Q = 0.1$). Spiral arms and fragments consistently have $Q < 1$. Panel (a): Evolutionary age $t = 1.16 \times 10^3$ yrs (the same moment as in Figure 3) Panel (b): 80 years later. The black and dark-blue crosses mark the positions of the two fragments every 10 years.

まとめ

- 観測手法が進み連星、多重星のパラメータがより統計的に調べられるようになった
 - 連星率はやはり高い
- 大質量星: **大質量・等質量・近接連星**
 - 大質量星の連星率は高い 大質量星の多くは近接連星 大質量星は双子が多い
 - 分裂の現場が観測されつつある(?)
- 低金属量星、初代星: **低金属量・近接連星**
 - 金属量と近接連星率の相関(金属量の低下と共に近接連星率が上がる)
 - 金属量の低下とともに、軌道長半径も縮まる
 - 低質量近接初代連星の発見(?)
- 連星形成
 - 形成中の連星系が観測されるようになってきた
 - 若い段階程連星率が高い 若い段階程軌道長半径が小さい(逆の結果も)
 - **Turbulent fragmentation** (wide binary) vs. **Disk fragmentation** (close binary)
(他のモデルはすべて死んだ or 統合された: capture, fission, prompt frag, delayed break up)
 - 各々の観測データを使用して各々の連星モデルを作成:
 - ✓ 「連星は近接連星として誕生」、「連星はwide binaryとして誕生」、「 $[Fe/H] \sim -1.5$ で急に近接連星率が変わる」、「 $[Fe/H] > -3.4$ で近接連星が現れる(Fujimoto他)」、「銀河円盤にいる低金属量連星はPopIIIである」
- **連星の観測は常に下限値を与え、強いバイアスがかかっていることに注意**
 - 異なる観測(者)間同士で主張が大きく矛盾している場合も
- 理論: シミュレーションはもう限界では (解析的研究 e.g. Lund & Bonnell 2018)