

# Distribución de parámetros para binarias

Mauro Jélvez

## 1. Distribuciones de Parámetros en Sistemas Binarios

El estudio de las distribuciones estadísticas de los parámetros orbitales y físicos de los sistemas binarios es fundamental para entender los mecanismos de formación y evolución. Como se indica correctamente, debemos dejar que **los datos sean nuestra guía**.

### 1.1. Los Cuatro Parámetros Fundamentales

Para caracterizar completamente una población de sistemas binarios, debemos estudiar las distribuciones de:

#### 1. Masa de la Primaria ( $M_1$ )

- **Definición:** Masa de la componente más masiva del sistema.
- **Distribución:** Sigue aproximadamente la Función Inicial de Masa (IMF) individual, pero con posibles modulaciones dependientes de la multiplicidad.
- **Importancia:** Determina la escala de energía de ligadura y la evolución futura del sistema.

#### 2. Razón de Masas ( $q = M_2/M_1$ )

- **Rango:**  $0 < q \leq 1$
- **Distribución observada:** Depende críticamente del tipo espectral y del período orbital:
  - Para binarias cercanas ( $P < 100\text{das}$ ): Preferencia por  $q \approx 1$  ("binarias gemelas")
  - Para binarias wide: Distribución más plana o preferencia por  $q \sim 0.2 - 0.3$
  - Para estrellas masivas: Mayor preferencia por  $q \approx 1$
- **Importancia:** Proporciona información sobre los procesos de fragmentación y acreción durante la formación.

#### 3. Período Orbital ( $P$ ) o Separación ( $a$ )

- **Rango:** Desde  $\sim 0.1\text{días}$  (binarias de contacto) hasta  $\sim 10^9\text{das}$  (binarias wide ligadas débilmente)
- **Distribución:**  $\text{Histograma de } \log P$  often muestra:
  - Un pico alrededor de  $\log P \sim 4 - 5$  (separaciones de  $\sim 1\text{AU}$ )
  - Una disminución hacia períodos muy cortos
  - Una disminución hacia períodos muy largos (por disociación dinámica)
- **Relación con la separación:**  $a^3 \propto P^2(M_1 + M_2)$  por la tercera ley de Kepler.

#### 4. Excentricidad ( $e$ )

- **Rango:**  $0 \leq e < 1$
- **Distribución:** Depende fuertemente del período:

- Binarias cercanas ( $P < 10\text{das}$ ): Mayormente circulares ( $e \approx 0$ ) por circularización tidal
- Binarias con períodos intermedios: Distribución térmica ( $dN/de \propto e$ ) o preferencia por excentricidades moderadas
- Binarias wide: Pueden mantener excentricidades altas

### 1.2. Importancia para las Comparaciones Estadísticas

El estudio de estas distribuciones es crucial porque:

#### Prueba de Modelos Teóricos

- Los modelos de formación de binarias hacen predicciones específicas sobre estas distribuciones.
- Las discrepancias entre modelos y observaciones revelan física faltante en los modelos.
- Ejemplo: La preferencia por  $q \approx 1$  en binarias cercanas desafía algunos modelos de fragmentación.

#### Detección de Sesgos Observacionales

- Diferentes técnicas de detección (velocidades radiales, tránsitos, imageamiento directo) son sensibles a diferentes rangos de parámetros.
- El estudio comparativo de distribuciones permite identificar y corregir sesgos de selección.
- Ejemplo: Las surveys de velocidades radiales son más sensibles a binarias cercanas con  $q \approx 1$ .

### 1.3. Claves sobre los Canales de Formación

Cada distribución contiene información sobre los procesos físicos:

#### Distribución de Razón de Masas ( $q$ )

- **Preferencia por  $q \approx 1$ :** Sugiere procesos de fragmentación temprana o acreción preferencial.
- **Distribución plana:** Podría indicar captura dinámica o fragmentación aleatoria.
- **Exceso de  $q$  pequeño:** Podría indicar formación planetaria fallida o procesos de disociación.

#### Distribución de Períodos ( $P$ )

- **Exceso de períodos cortos:** Indica migración eficiente en discos o mecanismos de Kozai-Lidov.
- **Corte en períodos largos:** Revela la eficiencia de la disociación dinámica en el entorno de formación.
- **Forma de la distribución:** Proporciona información sobre el espectro de escalas de fragmentación.

## Distribución de Excentricidades ( $e$ )

- **Circularización tidal:** Indica la eficiencia de la disipación tidal y la edad del sistema.
- **Excentricidades altas:** Pueden indicar perturbaciones recientes o formación por captura.

### 1.4. El Enfoque Moderno: Distribuciones Conjuntas

El mayor poder diagnóstico viene de estudiar **distribuciones conjuntas**:

- $f(M_1, q, P, e)$ : Distribución completa de todos los parámetros
- $f(q|M_1, P)$ : Distribución de  $q$  condicionada a la masa y período
- $f(e|P)$ : Distribución de excentricidad condicionada al período

Estas distribuciones conjuntas permiten desentrañar correlaciones complejas entre parámetros y proporcionan las pruebas más estrictas para los modelos de formación.

### 1.5. Conclusión: Hacia una Teoría Completa de Formación de Binarias

El estudio sistemático de las distribuciones de parámetros binarios está transformando nuestra comprensión de la formación estelar:

#### De descripciones cualitativas → a modelos estadísticos cuantitativos

Cada distribución medida observationalmente representa un conjunto de constraints que cualquier teoría exitosa de formación de binarias debe reproducir. Este enfoque estadístico, guiado por datos de surveys modernos como Gaia, Kepler, y APOGEE, está llevando finalmente a una teoría comprensiva y predictiva de cómo se forman y evolucionan los sistemas binarios.

El mantra "*Let the data be your guide!*" encapsula perfectamente este enfoque empírico que está revolucionando el campo.

#### 1.5.1. Distribución de la Masa de la Primaria: La Función Inicial de Masa (IMF)

La figura muestra la Función Inicial de Masa (IMF, por sus siglas en inglés), que describe la distribución estadística de masas con la que se forman las estrellas. Es una de las relaciones más fundamentales en astrofísica.

#### Definición Matemática

La IMF  $\xi(M)$  se define como:

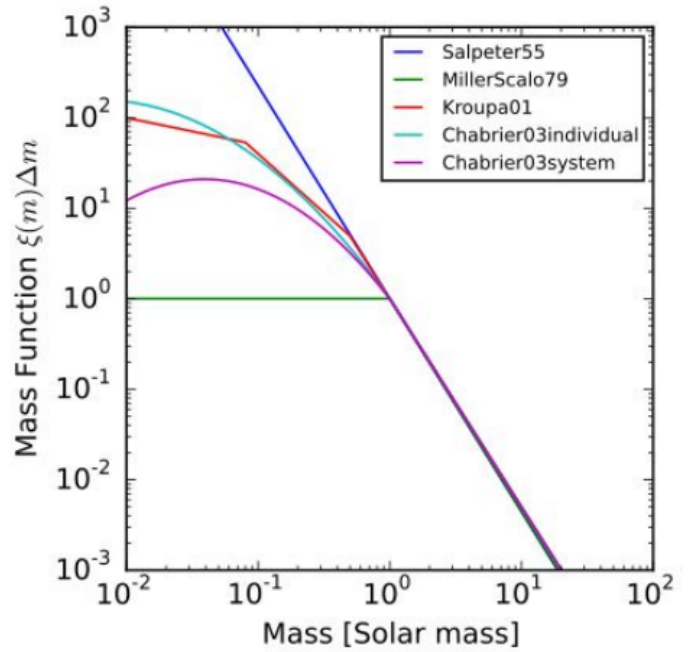
$$\xi(M)dM = \text{N}^\circ \text{ de stars formadas en el int de masa } [M, M + dM] \quad (1)$$

Normalmente se expresa en la forma logarítmica:

$$\xi(\log M)d \log M = \xi(M)M \ln(10)d \log M \quad (2)$$

#### Parámetros Clave de la IMF

- **Pendiente:** Describe cómo varía el número de estrellas con la masa.
- **Punto de quiebre:** Masas donde cambia la pendiente.
- **Masa característica:** Donde se encuentra el pico de la distribución.



#### Las IMFs Mostradas en la Figura

La figura compara varias parametrizaciones históricas y modernas de la IMF:

1. **Salpeter (1955)** :
  - La IMF original, válida para  $M > 1M_\odot$
  - Pendiente:  $\xi(M) \propto M^{-2.35}$
  - Forma simple de ley de potencia
2. **Miller & Scalo (1979)** :
  - Incluye un aplanamiento hacia masas bajas
  - Parametrización más compleja con múltiples segmentos
  - Mejor ajuste a datos de disco galáctico
3. **Kroupa (2001)** :
  - IMF de múltiples segmentos con pendientes diferentes
  - Pendientes:  $\alpha = 0.3$  ( $M < 0.08M_\odot$ ),  $1.3$  ( $0.08 - 0.5M_\odot$ ),  $2.3$  ( $M > 0.5M_\odot$ )
  - Ampliamente utilizada en modelos de población
4. **Chabrier (2003)** :
  - Dos versiones mostradas:
    - **Chabrier03 individual:** Para estrellas individuales
    - **Chabrier03 system:** Para sistemas estelares
  - Usa una log-normal para masas bajas ( $M < 1M_\odot$ )
  - Ley de potencia para masas altas ( $M > 1M_\odot$ )

#### Diferencia entre IMF Individual y de Sistemas

La distinción entre **IMF individual** y **IMF de sistemas** es crucial:

- **IMF individual:** Describe la distribución de masas de estrellas individuales.
- **IMF de sistemas:** Describe la distribución de masas de sistemas estelares (donde cada sistema binario/múltiple cuenta como una entrada).
- **Relación:** Para obtener la IMF individual a partir de la IMF de sistemas, debemos:
  1. Conocer la fracción de multiplicidad  $f_{\text{mult}}(M)$
  2. Conocer la distribución de razón de masas  $f(q|M)$
  3. Descomponer cada sistema en sus componentes individuales

## Implicaciones Astrofísicas de la IMF

La forma de la IMF tiene consecuencias de gran alcance:

- **Evolución Química Galáctica:** Las estrellas masivas ( $M > 8M_{\odot}$ ) producen la mayoría de los elementos pesados y terminan como supernovas.
- **Poblaciones Estelares:** La IMF determina la distribución de luz y color de las galaxias.
- **Materia Oscura:** En enanas ultrafrías, la IMF afecta la inferencia de materia bariónica vs. oscura.
- **Formación Planetaria:** La mayoría de los planetas orbitan alrededor de estrellas de baja masa.

### ¿Es Universal la IMF?

Un debate fundamental es si la IMF es universal o varía con:

- **Entorno:** Regiones de formación estelar masivas vs. tranquilas
- **Metalicidad:** Poblaciones pobres vs. ricas en metales
- **Redshift:** IMF en el universo temprano

La mayoría de la evidencia sugiere que la IMF es notablemente universal en el disco galáctico, pero pueden existir variaciones en entornos extremos.

## Importancia para Estudios de Binarias

Para estudios de binarias, la IMF de la primaria es el punto de partida:

$$f(M_1) = \xi_{\text{system}}(M_1) \quad (3)$$

Todas las demás distribuciones ( $f(q|M_1)$ ,  $f(P|M_1)$ , etc.) se condicionan sobre la masa de la primaria. Por lo tanto, entender la IMF es el primer paso para construir modelos poblacionales realistas de sistemas binarios.

### 1.5.2. Distribución de la Razón de Masas: Un Campo en Disputa

La figura destaca apropiadamente las conclusiones ampliamente discrepantes sobre la distribución de la razón de masas  $q = M_2/M_1$  en sistemas binarios de tipo solar. Esta falta de consenso refleja tanto desafíos observacionales como posiblemente variaciones físicas reales.

## El Problema Fundamental de Detección

Como se indica, la **detección de compañeras de baja masa** es inherentemente difícil, lo que introduce sesgos observacionales significativos:

- **Límite de completitud:** Las surveys tienen límites de detección en  $q_{\min}$  que dependen de:
  - Separación angular (para imageamiento directo)
  - Amplitud de velocidad radial (para espectroscopía)
  - Profundidad de tránsito (para fotometría)
- **Sesgo de selección:** Las técnicas observacionales favorecen diferentes rangos de  $q$ :
  - **Imageamiento directo:** Sesgado hacia  $q \approx 1$  a grandes separaciones
  - **Velocidades radiales:** Sesgado hacia  $q \approx 1$  a períodos cortos
  - **Astrometría:** Más sensible a  $q$  bajos pero con limitaciones diferentes

## Las Diferentes Formas Propuestas

La literatura reporta diversas formas para la distribución de razón de masas:

1. **Distribución Plana** ( $f(q) = \text{constante}$ ):
  - Implicaría que todas las razones de masa son igualmente probables
  - Compatible con fragmentación aleatoria o captura dinámica
  - Reportada en algunas surveys de binarias wide
2. **Distribución Unimodal** (un solo pico):
  - Usualmente con pico en  $q \approx 0.2 - 0.3$  o  $q \approx 0.8$
  - Podría indicar un proceso de formación preferencial
  - Dependiente de la separación orbital
3. **Distribución Bimodal** (dos picos):
  - Un pico en  $q \approx 0.2 - 0.3$  y otro en  $q \approx 1.0$
  - Sugeriría dos mecanismos de formación distintos operando
  - Reportada en algunos estudios de binarias solares
4. **Distribución con Ley de Potencia** ( $f(q) \propto q^{\gamma}$ ):
  - $\gamma < 0$ : Decreciente con  $q$  (exceso de compañeras de baja masa)
  - $\gamma > 0$ : Creciente con  $q$  (exceso de compañeras de alta masa)
  - $\gamma = 0$ : Distribución plana (caso especial)

## Dependencia con la Masa de la Primaria

La distribución de  $q$  parece depender críticamente de  $M_1$ :

- **Estrellas de Alta Masa** ( $M_1 > 2M_{\odot}$ ):
  - Fuerte preferencia por  $q \approx 1$  ("binarias gemelas")
  - $\gamma \approx 2 - 3$  (fuertemente creciente con  $q$ )
  - Mecanismo: Fragmentación temprana o acreción preferencial
- **Estrellas de Tipo Solar** ( $M_1 \approx 0.8 - 1.2M_{\odot}$ ):
  - Resultados contradictorios (como muestra la figura)
  - Posible transición entre regímenes
  - Dependencia fuerte con la separación orbital
- **Estrellas de Baja Masa** ( $M_1 < 0.5M_{\odot}$ ):
  - Distribución más plana o ligeramente decreciente
  - $\gamma \approx -0.5$  a 0
  - Mecanismo: Fragmentación menos eficiente para producir compañeras masivas

## Dependencia con la Separación Orbital

La distribución de  $q$  también varía con el período/separación:

- **Binarias Cercanas** ( $P < 100$  días):
  - Fuerte preferencia por  $q \approx 1$
  - "Exceso de gemelas" (twin excess)
  - Mecanismo: Migración en disco o intercambio dinámico
- **Binarias Wide** ( $P > 100$  días):
  - Distribución más plana o decreciente
  - Mayor fracción de compañeras de baja masa
  - Mecanismo: Fragmentación inicial o captura

## El "Exceso de Gemelas" (Twin Excess)

Un hallazgo robusto es el exceso de binarias con  $q > 0.95$  en binarias cercanas:

- **Prevalencia:**  $\sim 20 - 30\%$  de binarias cercanas tienen  $q > 0.95$

- **Independencia de masa:** Observado en diferentes tipos espectrales
- **Posibles explicaciones:**
  - Acreción preferencial durante la formación
  - Intercambio dinámico que favorece compañeras de masa similar
  - Migración en disco que preserva razones de masa cercanas a 1

Hacia un Consenso: El Enfoque de Moe & Di Stefano (2017)

Trabajos recientes como el de **Moe & Di Stefano (2017)** sugieren que la aparente discrepancia puede resolverse considerando:

1. **Corrección por sesgos de selección** de manera rigurosa
2. **Separación por rango de masa** de la primaria
3. **Separación por rango de período orbital**
4. **Consideración de dependencias conjuntas**  $f(q|M_1, P)$

Su análisis sugiere que la distribución de  $q$  es inherentemente **dependiente de ambos parámetros** ( $M_1$  y  $P$ ), y que no existe una forma universal simple.

Conclusión: Un Rompecabezas Complejo

La distribución de la razón de masas sigue siendo un problema abierto porque:

- **Los sesgos observacionales** son significativos y difíciles de corregir
- **Las dependencias físicas** ( $M_1$ ,  $P$ ) son complejas
- **Múltiples mecanismos** de formación pueden operar simultáneamente

La pregunta abierta ("?) en la figura refleja apropiadamente el estado actual del campo: sabemos que la distribución de  $q$  contiene información crucial sobre los mecanismos de formación, pero aún estamos trabajando para descifrar su forma exacta y dependencias.

### 1.5.3. Ejemplo Concreto: Duquennoy & Mayor (1991) para Estrellas de Tipo Solar

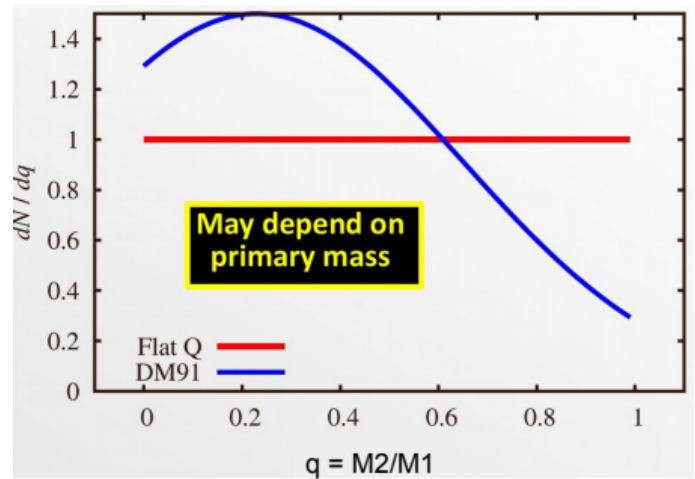
El estudio de **Duquennoy & Mayor (1991)** proporciona uno de los análisis más completos y citados de la distribución de razón de masas para estrellas de tipo solar (primarias de tipo G).

#### Metodología del Estudio

- **Muestra:** 164 sistemas binarios con primarias de tipo solar (F7-K0)
- **Técnicas combinadas:** Velocidades radiales, astrometría, imageamiento
- **Rango de períodos:** Cubrió desde días hasta miles de años
- **Sensibilidad:** Relativamente uniforme para  $q > 0.1$  dentro de su rango de detección

Resultado Principal: Pico en  $q \sim 0.3$

El estudio encontró que la distribución de razón de masas presenta un **pico único alrededor de  $q \sim 0.3$** , como muestra la figura:



- **Forma general:** La distribución aumenta desde  $q = 0$  hasta un máximo alrededor de  $q = 0.3$ , luego disminuye gradualmente hacia  $q = 1$ .
- **Comparación con distribución plana:** La curva "Flat Q DM91" muestra cómo se vería una distribución uniforme para comparación.
- **Implicación:** Sugiere que las compañeras con masas alrededor del 30% de la primaria son las más comunes.

#### Interpretación Física del Pico en $q \sim 0.3$

Varias hipótesis se han propuesto para explicar este pico:

1. **Fragmentación Preferencial:** El proceso de fragmentación de nubes moleculares podría favorecer naturalmente la formación de pares con esta razón de masa.
2. **Estabilidad Dinámica:** Los sistemas con  $q \sim 0.3$  podrían ser más estables dinámicamente a largo plazo.
3. **Sesgo Observacional:** Podría reflejar límites en la sensibilidad de las técnicas de detección disponibles en 1991.
4. **Procesos de Acreción:** Diferentes tasas de acreción para los componentes podrían llevar a esta distribución.

#### Limitaciones y Críticas Posteriores

Aunque seminal, el estudio de Duquennoy & Mayor (1991) tiene limitaciones que estudios modernos han identificado:

- **Sensibilidad a bajos  $q$ :** Limitada para detectar compañeras con  $q < 0.1$  (enanas marrones, planetas masivos)
- **Muestra relativamente pequeña:** 164 sistemas puede ser insuficiente para caracterizar fine structure en la distribución
- **No separación por período:** Analizaron la distribución integrada sobre todos los períodos

#### El Comentario Profético: "May depend on primary mass"

El comentario en la figura "*May depend on primary mass*" resultó ser profético. Estudios posteriores han confirmado que:

- **Estrellas masivas** ( $M_1 > 2M_\odot$ ): Prefieren  $q \approx 1$  (exceso de gemelas)
- **Estrellas de tipo solar** ( $M_1 \sim 1M_\odot$ ): Distribución con pico en  $q \sim 0.2 - 0.4$
- **Estrellas de baja masa** ( $M_1 < 0.5M_\odot$ ): Distribución más plana o ligeramente decreciente

## Re-análisis con Datos Modernos

Estudios recientes con muestras más grandes (e.g., **Raghavan et al. 2010**) sugieren que:

- La distribución para estrellas de tipo solar podría ser más compleja que un simple pico en  $q \sim 0.3$
- Existe evidencia de **dos componentes**: una distribución plana para  $q < 0.3$  y un exceso de gemelas para  $q > 0.95$
- La forma exacta depende de si se separa por rango de período

## Legado e Importancia

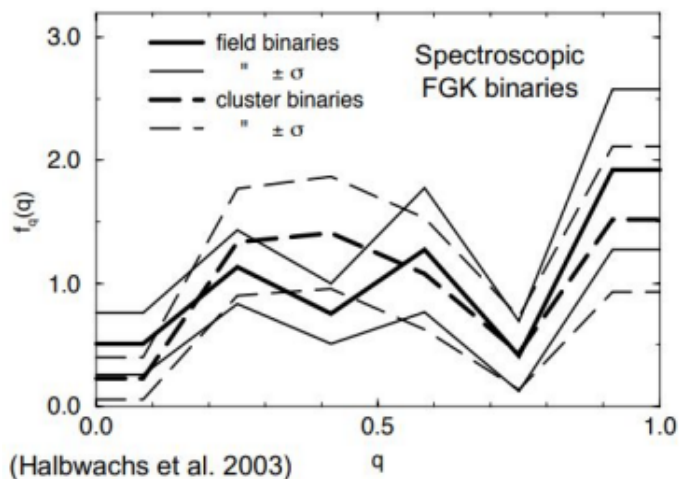
A pesar de sus limitaciones, el estudio de Duquennoy & Mayor (1991) sigue siendo fundamental porque:

- **Estableció un benchmark**: Proporcionó la primera distribución cuantitativa completa para estrellas de tipo solar
- **Método riguroso**: Combinó múltiples técnicas de detección para minimizar sesgos
- **Inspiró estudios posteriores**: Su análisis motivó encuestas más grandes y completas

El pico en  $q \sim 0.3$  se ha convertido en un resultado de referencia contra el cual se comparan todos los estudios modernos de distribución de razón de masas.

### 1.5.4. Ejemplo Avanzado: Hallwachs et al. (2003) y la Estructura Multimodal

El estudio de **Hallwachs et al. (2003)** representó un avance significativo al revelar que la distribución de razón de masas tiene una estructura compleja que no puede describirse con un simple modelo de ley de potencia.



## Metodología y Muestra

- **Muestra**: 129 sistemas binarios espectroscópicos con primarias de tipos F, G y K
- **Técnica principal**: Espectroscopía de alta resolución para mediciones precisas de velocidad radial
- **Ventaja**: Mayor precisión en la determinación de  $q$  comparado a estudios anteriores
- **Comparación**: Incluyó tanto binarias de campo como binarias en cúmulos

## Resultado Clave: Tres Componentes Estructurales

Hallwachs et al. encontraron que la distribución de  $q$  requiere **tres componentes distintos** para ser descrita adecuadamente:

1. **Ley de Potencia 1** ( $q = 0.1 - 0.3$ ):
  - Pendiente:  $\gamma_1 \approx -0.5$  a 0 (ligeramente decreciente o plana)
  - Representa: Companeras de baja masa, posiblemente formadas por fragmentación temprana
2. **Ley de Potencia 2** ( $q = 0.3 - 1.0$ ):
  - Pendiente:  $\gamma_2 \approx 1.0 - 1.5$  (creciente con  $q$ )
  - Representa: Tendencia hacia compañeras de masa similar
3. **Exceso de Gemelas** ( $q \approx 1.0$ ):
  - Pico agudo alrededor de  $q = 0.95 - 1.00$
  - Fracción:  $\sim 15 - 20\%$  de todas las binarias espectroscópicas
  - Representa: Binarias "gemelas" con masas casi idénticas

## Implicación Fundamental: No Universalidad

El hallazgo de que **un modelo de un solo componente NO describe adecuadamente los datos** tiene implicaciones profundas:

- **Múltiples mecanismos**: Sugiere que al menos dos o tres procesos de formación distintos contribuyen a la población de binarias
- **Dependencia de parámetros**: La forma de la distribución depende críticamente del rango de  $q$  considerado
- **Complejidad física**: La formación de binarias es más compleja de lo que se pensaba inicialmente

## Interpretación Física de las Tres Componentes

Cada componente puede relacionarse con diferentes procesos físicos:

- **Componente de baja masa** ( $q = 0.1 - 0.3$ ):
  - Posible origen: Fragmentación turbulenta o inestabilidad de disco
  - Podría incluir: Compañeras de tipo enana marrón o estrellas de muy baja masa
  - Relacionado con: El pico en  $q \sim 0.3$  reportado por Duquennoy & Mayor (1991)
- **Componente creciente** ( $q = 0.3 - 1.0$ ):
  - Origen: Fragmentación jerárquica o acreción preferencial
  - Refleja: Tendencia natural hacia el equilibrio de masas
  - Compatible con: Mecanismos de migración en disco
- **Exceso de gemelas** ( $q \approx 1.0$ ):
  - Origen: Mecanismos específicos que favorecen masas iguales
  - Posibles explicaciones:
    - Acreción competitiva durante la formación
    - Intercambio dinámico en entornos densos
    - Migración orbital que preserva  $q \approx 1$

## Comparación entre Binarias de Campo y de Cúmulo

El estudio también comparó las distribuciones para diferentes entornos:

- **Binarias de campo**: Mostraron la estructura de tres componentes claramente



- **Binarias en cúmulos:** Tendieron a tener una distribución ligeramente diferente, posiblemente debido a:
  - Procesos dinámicos (encuentros, intercambios)
  - Diferentes condiciones iniciales de formación
  - Efectos de disociación selectiva

#### Importancia para Modelos de Formación

Los resultados de Hallwachs et al. (2003) proporcionan constraints estrictos para los modelos teóricos:

1. **Los modelos deben reproducir** la transición alrededor de  $q \sim 0.3$
2. **Deben explicar** el exceso de gemelas en  $q \approx 1.0$
3. **Deben predecir** la pendiente cambiante entre diferentes rangos de  $q$

#### Legado y Confirmaciones Posteriores

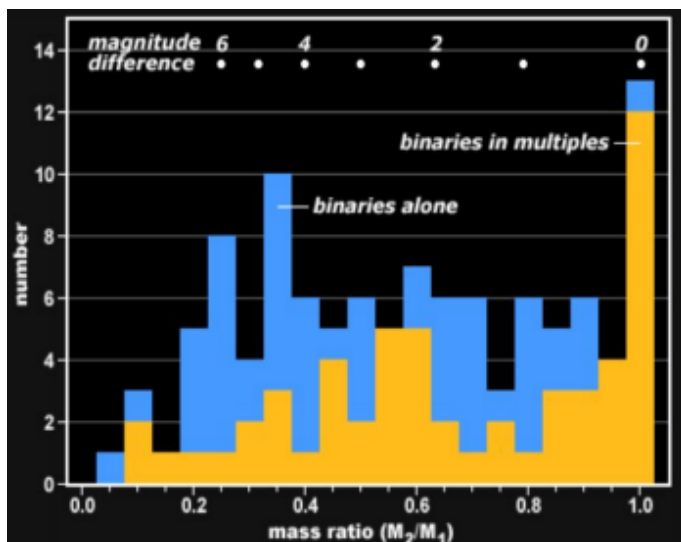
Estudios posteriores han confirmado y refinado estos hallazgos:

- **Moe & Di Stefano (2017):** Encontraron dependencias similares con la masa de la primaria
- **Reggiani & Meyer (2013):** Confirmaron la estructura multimodal en muestras más grandes
- **Datos de Gaia:** Han permitido estudiar estas distribuciones en muestras de decenas de miles de binarias

El estudio de Hallwachs et al. (2003) marcó un punto de inflexión al demostrar que la distribución de razón de masas es inherentemente multimodal, reflejando la complejidad de los procesos físicos involucrados en la formación y evolución de sistemas binarios.

#### 1.5.5. Avance Crucial: Raghavan et al. (2010) y la Dependencia con la Multiplicidad

El estudio de **Raghavan et al. (2010)** ? representó un avance fundamental al demostrar que la distribución de razón de masas depende críticamente de si el sistema binario está aislado o es parte de un sistema múltiple.



#### Metodología Innovadora

- **Muestra:** 454 estrellas de tipo solar (F6-K3) dentro de 25 pc
- **Técnicas múltiples:** Combinó astrometría (Hipparcos), imageamiento directo, velocidades radiales
- **Innovación clave:** Separó la muestra en dos subpoblaciones:
  - **Binarias en sistemas múltiples:** Binarias que tienen al menos una compañera adicional
  - **Binarias aisladas:** Sistemas binarios sin compañeras adicionales

#### Resultados Principales

##### Para Todas las Binarias

- **Distribución general:** Plana hasta  $q \sim 0.1 - 0.2$
- **Pico en  $q \geq 0.95$ :** Exceso marginalmente significativo de binarias gemelas
- **Desierto de enanas marrones:** Notable falta de sistemas con  $q \leq 0.2$

##### Diferencias entre Subpoblaciones

El análisis reveló diferencias dramáticas:

- **Binarias en Sistemas Múltiples:**
  - **Fuerte pico en  $q \sim 1$ :** El exceso de gemelas es predominantemente de esta subpoblación
  - Distribución relativamente plana para  $q < 0.9$
  - Implicación: Los mecanismos que producen binarias gemelas operan preferentemente en sistemas múltiples
- **Binarias Aisladas:**
  - **Pico secundario en  $q \sim 0.3 - 0.4$ :** Similar al encontrado por Duquennoy & Mayor (1991)
  - Distribución más estructurada que en sistemas múltiples
  - Implicación: Diferentes mecanismos de formación dominan en binarias aisladas

#### Interpretación Física

Estos resultados sugieren dos canales de formación distintos:

1. **Formación de Binarias Gemelas en Sistemas Múltiples:**
  - **Mecanismo:** Fragmentación temprana + acreción competitiva
  - **Alternativa:** Intercambio dinámico que favorece masas similares
  - **Relación con Kozai-Lidov:** Los sistemas múltiples pueden producir binarias cercanas con  $q \approx 1$  mediante migración tidal
2. **Formación de Binarias con  $q \sim 0.3 - 0.4$  en Sistemas Aislados:**
  - **Mecanismo:** Fragmentación turbulenta o inestabilidad de disco
  - Podría representar: Un modo preferente de fragmentación para sistemas binarios aislados
  - **Estabilidad:** Sistemas con esta razón de masa podrían ser más estables a largo plazo

#### El "Desierto de Enanas Marrones"

La notable falta de sistemas con  $q \leq 0.2$  ( $M_2 \leq 0.2M_\odot$  para una primaria solar) confirma el llamado "desierto de enanas marrones":

- **¿Qué es?:** Escasez de compañeras en el rango de masa entre planetas gigantes y estrellas de muy baja masa
- **Límite aproximado:**  $q < 0.1 - 0.2$  ( $M_2 < 0.07 - 0.14 M_\odot$ )
- **Posibles explicaciones:**
  - **Formación diferenciada:** Mecanismos diferentes para formar planetas vs. estrellas
  - **Inestabilidad dinámica:** Compañeras de baja masa son fácilmente expulsadas
  - **Límites de formación:** La fragmentación tiene una masa mínima natural

#### Implicaciones para los Mecanismos de Kozai-Lidov

Los resultados apoyan fuertemente el papel de los sistemas triples en la formación de binarias cercanas:

- **Correlación:** El exceso de gemelas correlaciona con la presencia de compañeras adicionales
- **Mecanismo:** Los sistemas triples pueden producir binarias gemelas mediante:
  - Migración tidal inducida por Kozai-Lidov
  - Intercambios dinámicos que favorecen masas iguales
  - Acreción preferencial en discos circumestelares

#### Importancia del Estudio

El trabajo de Raghavan et al. (2010) fue transformador porque:

- **Resolvió aparentes contradicciones:** Mostró que diferentes estudios podían encontrar diferentes resultados dependiendo de la mezcla de poblaciones en su muestra
- **Introdujo una variable crítica:** Demostró que el estatus de multiplicidad es esencial para entender la distribución de  $q$
- **Proporcionó evidencia observacional sólida:** Para el papel de los sistemas triples en la formación de binarias gemelas

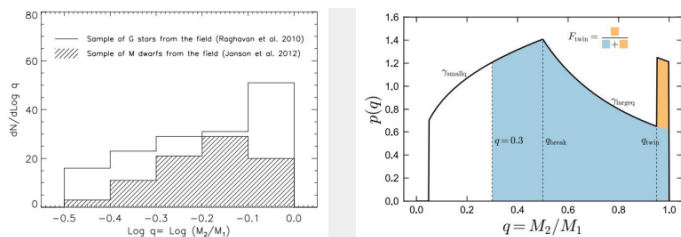
Este estudio estableció que cualquier análisis futuro de distribuciones de razón de masas debe considerar separadamente las binarias aisladas y aquellas en sistemas múltiples.

En astronomía estelar, el estudio de sistemas binarios es fundamental para determinar masas estelares y entender los procesos de formación estelar. Una de las cantidades más importantes para caracterizar un sistema binario es el **ratio de masas**  $q$ , definido como:

$$q \equiv \frac{M_2}{M_1} \quad (4)$$

donde  $M_1$  es la masa de la componente primaria (la más masiva) y  $M_2$  es la masa de la secundaria ( $0 < q \leq 1$ ).

La distribución de  $q$  no es plana, sino que presenta características como excesos en valores altos (*gemelos* o *twins*, con  $q \approx 1$ ) y posibles rupturas en la pendiente, lo que sugiere diferentes mecanismos de formación o evolución dependiendo del rango de masas de las componentes.



## 2. Resultados Observacionales Clave

### 2.1. Muestras de Estrellas G y M en el Campo

La imagen de referencia sintetiza hallazgos de estudios pioneros:

- **Raghavan et al. (2010):** Presentaron un censo de binarias entre estrellas de tipo solar (G) en el campo galáctico. Su estudio, considerado una referencia, encontró una fracción significativa de binarias *gemelas*.
- **Jonson et al. (2012):** Caracterizaron el ratio de masas para una muestra de estrellas enanas M (primarias de baja masa). Sus resultados sugirieron una distribución de  $q$  diferente a la de las estrellas G.

El gráfico esquemático muestra una función de distribución  $dM/d \log q$  (masa en sistemas por intervalo logarítmico de  $q$ ) vs.  $\log q$ . La distribución presenta comúnmente:

- Una pendiente negativa para ratios de masa bajos e intermedios.
- Un quiebre ( $q_{\text{break}}$ ) en la pendiente.
- Un pico o exceso ( $F_{\text{twin}}$ ) en  $q \rightarrow 1$  (*twins*).

### 2.2. Análisis de Reggiani & Meyer (2013)

Reggiani & Meyer (2013) compararon las **distribuciones acumulativas** de  $q$  para primarias de tipo G y M. Su conclusión principal fue:

Existen **menos sistemas gemelos** ( $q \approx 1$ ) entre las binarias con primarias de tipo M en comparación con aquellas con primarias de tipo solar (G).

Esto implica que el mecanismo de formación que favorece la creación de binarias de masa casi igual es **menos eficiente** en el régimen de masas bajas. Físicamente, esto podría relacionarse con la fragmentación de nubes moleculares o con la captura dinámica, procesos cuya eficiencia depende de la masa.

### 2.3. Análisis a Gran Escala de El-Badry et al. (2019)

El advenimiento de la misión *Gaia* revolucionó el estudio de binarias al proveer datos astrométricos de alta precisión para millones de estrellas. El-Badry et al. (2019) analizaron una muestra colosal:

- **42,000** sistemas binarios wide (*separadas*) de la secuencia principal.
- Separaciones proyectadas en el rango de  $50 < a < 50000$ .
- Masa de la primaria en el rango  $0.1 M_\odot < M_1 < 2.5 M_\odot$ .

Sus hallazgos principales, mostrados en un histograma de  $q$ , fueron:

1. Un **pico prominente** en  $q \sim 0.5$ . Esto sugiere una preferencia por cierta proporción de masas durante la formación o una mayor estabilidad dinámica para esos sistemas.
2. Una **gran incidencia de gemelos** ( $q = 1$ ), confirmando el exceso visto en estudios previos para estrellas de mayor masa, pero ahora en una muestra enorme y estadísticamente robusta.

## 3. Discusión Física y Rigurosa

Los resultados presentados no son contradictorios, sino que revelan la complejidad de la formación estelar.

### 3.1. Interpretación de las Distribuciones

La función  $dM/d \log q$  es proporcional al número de sistemas en un intervalo logarítmico de  $q$ , ponderado por su masa total. Una pendiente negativa indica que los sistemas de baja masa ratio son más comunes que los de alta masa ratio, excepto donde aparece el pico de gemelos.

El quiebre en la pendiente ( $q_{\text{break}}$ ) often se atribuye a la transición entre dos poblaciones o mecanismos de formación distintos (e.g., fragmentación de disco vs. fragmentación de nube turbulenta).

### 3.2. ¿Por qué menos gemelos en enanas M?

La menor fracción de gemelos en enanas M, reportada por Reggiani & Meyer (2013), puede deberse a:

- **Fragmentación dependiente de la masa:** La fragmentación de una nube molecular baja en masa podría ser menos capaz de producir dos núcleos de masa muy similar.
- **Evolución dinámica:** En cúmulos o asociaciones, los sistemas binarios de baja masa son más susceptibles a ser disruptos por encuentros dinámicos, y los sistemas *gemelos* (más unidos) podrían sobrevivir menos en entornos dinámicamente calientes.

### 3.3. ¿Por qué el pico en $q=0.5$ y en $q=1$ ?

Los resultados de El-Badry et al. (2019) muestran una distribución bimodal o multi-modal.

- El pico en  $q \sim 0.5$  podría ser una firma de un canal de formación específico, quizás relacionado con la fragmentación en escalas específicas de masa o longitud.
- El pico en  $q = 1$  (gemelos) es robusto. Las teorías que intentan explicarlo incluyen:
  1. **Fragmentación de discos circumstelares:** Un disco alrededor de una protoestrella se fragmenta para formar una secundaria de masa comparable.
  2. **Reacción dinámica tardía:** Encuentros dinámicos en cúmulos jóvenes que llevan a la formación de binarias apretadas de masa similar por intercambio o captura.

## 4. Conclusión

El estudio de la distribución del ratio de masas  $q$  es una poderosa herramienta observacional para restringir las teorías de formación y evolución de sistemas binarios. Los datos muestran que:

- La distribución no es universal, sino que varía con el tipo espectral de la primaria.
- Existe una escasez relativa de binarias *gemelas* entre las enanas M comparadas con las estrellas tipo solar.
- Los datos de *Gaia* a gran escala confirman la alta incidencia de gemelos y revelan un nuevo pico en  $q \sim 0.5$ , sugiriendo que múltiples mecanismos físicos operan en la formación de binarias.

Un modelo físico completo debe ser capaz de reproducir estas características observadas en diferentes poblaciones estelares.

## 5. La Distribución del Ratio de Masas: ¿Un Panorama Confuso?

Como sintetizan las observaciones, la distribución del ratio de masas  $q$  **no presenta un panorama claro ni unificado**. Diferentes estudios y muestras observacionales producen distribuciones de  $q$  notablemente distintas, lo que ha generado un debate significativo en la comunidad astrofísica.

### 5.1. El Enigma del "Desierto de Enanas Marrones"

Una de las características más intrigantes reportadas en binarias con primarias de tipo solar es la escasez de compañeros subestelares, un fenómeno conocido como el "**Desierto de Enanas Marrones**" (Brown Dwarf Desert). Este "desierto" se manifiesta como una pronunciada caída en la distribución de  $q$  para valores  $q \lesssim 0.1$  (correspondiente a  $M_2 \lesssim 0.1 M_\odot$  para una primaria solar). La pregunta fundamental que surge es: ¿Este desierto es una característica física real de la población de binarias o es un artefacto generado por sesgos observacionales?

### 5.2. La Predicción Teórica y la Discrepancia Observacional

Las **simulaciones numéricas de formación estelar**, que modelan el colapso y fragmentación de nubes moleculares, predicen un resultado consistentemente diferente al encontrado en muchos estudios observacionales. Estas simulaciones sugieren que:

- Debería existir un **gran número de sistemas** con ratios de masa bajos ( $q \leq 0.2$ ).
- Debería haber **muy pocos sistemas** que alcancen ratios de masa igual a la unidad ( $q = 1.0$ ).

Esta predicción entra en clara contradicción con los resultados observacionales que muestran, para ciertas poblaciones, un significativo **exceso de sistemas gemelos** ( $q \approx 1$ ).

### 5.3. Evaluación de Sesgos Observacionales

La discrepancia entre teoría y observación sugiere fuertemente la presencia de **sesgos observacionales** sistemáticos que afectan la detección y caracterización de sistemas binarios:

- **Dificultad en la detección de compañeros de baja masa:**
  - Las estrellas de baja masa (tipos espectrales K y M) y especialmente las enanas marrones (BD) son intrínsecamente débiles (*faint*).
  - Para una separación angular dada, el contraste de brillo (*contrast ratio*) entre la primaria brillante y una compañera débil es muy alto, lo que las hace extremadamente difíciles de detectar tanto con técnicas de imagen directa como con técnicas espectroscópicas (baja amplitud de velocidad radial para una masa pequeña).
  - Este efecto crea un **sesgo de selección** contra los sistemas con  $q \ll 1$ , haciendo que parezcan más raros de lo que realmente podrían ser (*dearth* artificial).
- **Facilidad de detección de binarias gemelas:**
  - Los sistemas con  $q \approx 1$  son los más fáciles de detectar.
  - En **espectroscopía**, la amplitud de la velocidad radial  $K$  es proporcional a  $q/(1+q)$ , que se maximiza para  $q = 1$ . Además, el contraste espectroscópico es mínimo, facilitando la medición.
  - En **imagen directa**, el contraste de brillo es mínimo para estrellas de igual masa y tipo espectral, facilitando su detección frente a una compañera mucho más débil.



- Este efecto crea un **sesgo de selección** a favor de los sistemas gemelos, haciendo que parezcan más comunes de lo que realmente podrían ser (*excess* artificial).

#### 5.4. Conclusión Parcial: Un Campo en Evolución

La combinación de estos potentes sesgos observacionales implica que las distribuciones de  $q$  derivadas de muestras observacionales no corregidas **no representan necesariamente la distribución intrínseca verdadera**. La aparente escasez de compañeros de muy baja masa ( $q \rightarrow 0$ ) y el exceso de gemelos ( $q \rightarrow 1$ ) podrían estar, en una medida aún por cuantificar con precisión, amplificados por estos efectos.

Por lo tanto, la afirmación "la distribución de  $q$  no está clara" es precisa. Esta falta de claridad no refleja un fallo metodológico, sino la inherente dificultad de observar de manera completa e imparcial un parámetro físico cuya medición está tan fuertemente influenciada por el propio valor del parámetro. Desentrañar la distribución intrínseca requiere de **muestras muy bien caracterizadas, límites de detección cuantificados y correcciones rigurosas de completitud**, además de reconciliar los resultados de diferentes técnicas observacionales (imagen, espectroscopía, astrometría).

### 6. Un Marco Unificado: La Dependencia con el Período Orbital

La evidencia observacional más reciente y robusta indica que la aparente contradicción entre diferentes estudios puede resolverse considerando que la distribución del ratio de masas  $q$  **difiere fundamentalmente entre binarias de período corto y largo**. Esta dependencia con el período orbital proporciona un marco unificado para entender las discrepancias previas.

#### 6.1. Binarias de Período Corto: Dinámica y Gemelos

- **Características de la Población:** Estos sistemas, típicamente con períodos orbitales de días a unos pocos años, están fuertemente ligados. Existe evidencia creciente que sugiere que una fracción significativa de estas binarias cercanas son en realidad **miembros de sistemas triples o de orden superior**. Su evolución dinámica ha estado potencialmente influenciada por interacciones con un tercer cuerpo.
- **Distribución de  $q$ :** La distribución para esta población presenta dos características principales:
  1. **Declive gradual:** Una función  $f(q)$  que decae lentamente hacia valores altos de  $q$ . Este comportamiento puede describirse mediante una ley de potencias:

$$f(q) \propto q^\gamma \quad \text{con} \quad \gamma < 0 \quad (5)$$

donde el exponente negativo  $\gamma$  indica que los sistemas con  $q < 1$  son más numerosos que los gemelos, pero la pendiente no es pronunciada.

2. **Pico de gemelos:** Superpuesto a este declive, se observa un **fuerte y robusto pico en  $q \approx 1$** . Este exceso de sistemas gemelos es una característica distintiva de las binarias de corto período que no aparece de la misma manera en sus contrapartes de largo período.

#### 6.2. Binarias de Período Largo: Aislamiento y un Pico en $q=0.3$

- **Características de la Población:** Estos sistemas *wide* o de largo período, con separaciones de cientos a miles de

UA, están débilmente ligados. Se consideran mayormente **aislados** desde una perspectiva dinámica, meaning que es menos probable que hayan experimentado fuertes interacciones gravitacionales con otras estrellas después de su formación inicial.

- **Distribución de  $q$ :** La distribución para esta población es notablemente diferente y más simple:
  1. **Un único pico:** Muestran un **único pico prominente alrededor de  $q \approx 0.3$** .
  2. **Consistencia histórica:** Este resultado es consistente con el hallazgo seminal de **Duquennoy & Mayor (1991)** para una muestra de estrellas G tipo solar en el campo galáctico.
  3. **Ausencia de gemelos:** No presentan un exceso significativo de sistemas gemelos ( $q = 1$ ) como el observado en las binarias de corto período.

### 7. Discusión Física y Mecanismos Propuestos

La dependencia de la distribución de  $q$  con el período orbital sugiere que diferentes mecanismos físicos dominan la formación y evolución de binarias en diferentes regímenes. La distinción entre estos dos regímenes es crucial para reconciliar teoría y observaciones.

#### 7.1. Interpretación de las Distribuciones

- **Binarias de Largo Período ( $q \approx 0.3$ ):** La distribución para estos sistemas, que probablemente han permanecido relativamente inalterados desde su formación, podría reflejar de manera más fiel la **distribución inicial de masas** resultante del proceso de fragmentación de la nube molecular. El pico en  $q \sim 0.3$  se acerca más a algunas predicciones de simulaciones de formación estelar que la distribución con exceso de gemelos.
- **Binarias de Corto Período (Pico en  $q \approx 1$ ):** El fuerte pico de gemelos en binarias de corto período es difícil de explicar únicamente con modelos de formación inicial. Es probablemente el resultado de **procesos evolutivos posteriores** a la formación que favorecen la igualación de masas y/o la migración:
  - **Migración en disco y acreción:** La interacción con un disco circumestelar común podría llevar a la migración orbital y a un acrecimiento de masa preferencial que tendería a igualar las masas de las componentes.
  - **Interacciones dinámicas en sistemas múltiples:** La evolución secular (e.g., mecanismo de Kozai-Lidov) o las interacciones violentas en sistemas triples jóvenes pueden llevar a la formación de binarias cercanas de masa similar a partir de configuraciones iniciales más *wide* y desiguales. El hecho de que muchas binarias cercanas sean parte de sistemas triples apoya firmemente este escenario. La dinámica de tres cuerpos puede favorecer la eyección de la componente menos masiva, dejando atrás un par más unido y con masas más similares.

#### 7.2. Implicaciones para el "Desierto de Enanas Marrones"

El "desierto de enanas marrones" parece ser una característica real y persistente en ambos regímenes (corto y largo período), aunque es más pronunciado en las binarias cercanas. Esto refuerza la idea de que su origen es primordial, probablemente relacionado con las dificultades de los mecanismos de formación (fragmentación, inestabilidades en disco) para producir y

mantener objetos subestelares como compañeros ligados, especialmente en órbitas cercanas.

## 8. Conclusión General

El estudio de la distribución del ratio de masas  $q$  revela una complejidad que no puede ser capturada por una única función de distribución. Las aparentes discrepancias entre estudios previos encuentran una explicación coherente en el marco unificado que considera la dependencia con el período orbital:

- Las discrepancias entre estudios se explican por la **dependencia de la distribución de  $q$  con el período orbital** y por **sesgos observacionales** inherentes a las técnicas de detección.
- Las **binarias de corto período** muestran un exceso de gemelos ( $q \approx 1$ ), likely un producto secundario de la evolución dinámica en sistemas múltiples.
- Las **binarias de largo período** muestran un pico en  $q \approx 0.3$ , que probablemente refleja mejor la distribución inicial de masas resultante del proceso de formación por fragmentación.
- El **desierto de enanas marrones** es una característica mayormente real, cuyo origen reside en los procesos de formación estelar.

Un modelo físico completo debe, por tanto, incorporar múltiples canales de formación (fragmentación de nube) y evolución (migración, dinámica de sistemas múltiples) para reproducir de manera realista las propiedades observadas en las diferentes poblaciones de binarias.

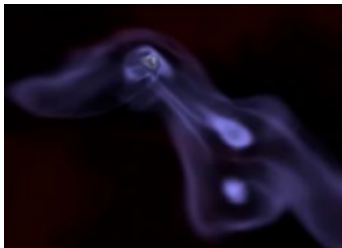
## 9. Mecanismos de Formación y Evolución de Sistemas Binarios

El panorama observacional de la distribución del ratio de masas  $q$  encuentra su explicación física fundamental en los diferentes mecanismos de formación que operan en distintos regímenes de separación orbital, así como en los procesos evolutivos posteriores. La estadística de multiplicidad sirve como diagnóstico crucial para los modelos de formación estelar (Abt+ 1990; Kroupa 1995a,b; Bate+ 1995,2002; Tokovinin 2000,2006; Raghavan+ 2010; Moe & Di Stefano 2017, entre otros).

### 9.1. Clasificación por Mecanismo de Formación y Evolución

Los sistemas binarios pueden categorizarse en tres grupos principales según su período orbital  $P$  (o semieje mayor  $a$ ), cada uno dominado por un mecanismo de formación distinto:

#### 1. Compañeros Wide (Separados):



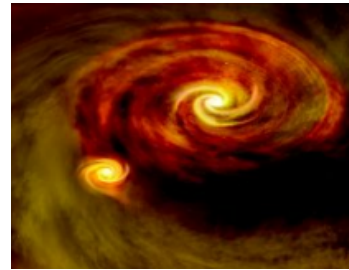
- **Rango:**  $\log P$  (días) = 5 – 9;  $a$  = 100 – 30,000 UA

- **Mecanismo de Formación Dominante: Fragmentación del Núcleo (Core Fragmentation).** Se forman directamente por la fragmentación y colapso de una nube molecular turbulenta.

#### – Estadísticas Clave:

- **Fracción de multiplicidad:**  $f_{\text{wide}} \approx 0.5$ , inicialmente independiente de la masa de la primaria  $M_1$ .
- **Distribución de  $q$ :** Inicialmente consistente con emparejamientos aleatorios extraídos de la IMF (Initial Mass Function). No hay correlación inicial entre las masas.
- **Evolución posterior:** Las eyecciones dinámicas en cúmulos jóvenes prefieren disruptir sistemas con primarias de menor masa ( $M_1$ ) y menores ratios de masa ( $q$ ), lo que modifica la distribución inicial hacia una preferencia por sistemas más masivos y con  $q$  más altos para cuando la estrella llega a la secuencia principal (ZAMS).

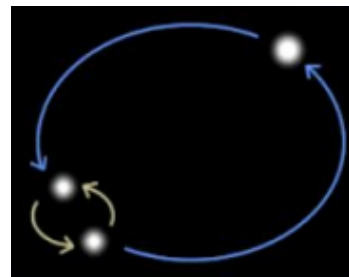
#### 2. Compañeros de Período Intermedio:



- **Rango:**  $\log P$  (días) = 1 – 5;  $a$  = 0.1 – 100 UA
- **Mecanismo de Formación Dominante: Fragmentación del Disco (Disk Fragmentation).** Se forman por la inestabilidad gravitacional y fragmentación de un disco circumestelar masivo.
- **Estadísticas Clave:**

- **Fracción de multiplicidad:**  $f_{\text{mid}}$  aumenta con la masa de la primaria: desde  $\approx 0.4$  para  $M_1 = 1M_{\odot}$  hasta  $\approx 1.5$  para  $M_1 = 30M_{\odot}$ .
- **Distribución de  $q$ :** Está **correlacionada** debido a la co-evolución y al acrecimiento de masa compartido desde el disco circumbinario. Este proceso tiende a igualar las masas.
- **Dependencia con  $M_1$ :**
  - Para  $M_1 = 1M_{\odot}$ :  $f(q)$  es aproximadamente **uniforme**.
  - Para  $M_1 > 5M_{\odot}$ :  $f(q)$  está **ponderada hacia  $q \approx 0.2$** , likely porque el acrecimiento preferencial sobre la componente más masiva es menos eficiente o porque la fragmentación del disco alrededor de estrellas masivas produce compañeros inherentemente menos masivos.

#### 3. Binarias Muy Cercanas:



- **Rango:**  $\log P(\text{días}) < 1$ ;  $a < 0.1 \text{ UA}$
- **Mecanismo de Formación Dominante:** **Endurecimiento Dinámico en Sistemas Triples durante la Pre-Secuencia Principal** (Dynamical Hardening in Triples). No se forman directamente tan cercanas, sino que evolucionan hacia configuraciones más tight mediante interacciones dinámicas con una tercera estrella en un sistema triple inicial.
- **Estadísticas Clave:**
  - **Fracción de multiplicidad:**  $f_{\text{close}}$  también aumenta con  $M_1$ : desde  $\approx 0.02$  para  $M_1 = 1M_{\odot}$  hasta  $\approx 0.2$  para  $M_1 = 30M_{\odot}$ .
  - **Sistemas Triples:** La gran mayoría ( $> 75\%$ ) de estas binarias cercanas tienen una terciaria externa (outer tertiary), lo que respalda el mecanismo de endurecimiento dinámico.
  - **Distribución de  $q$ :** Es aproximadamente **uniforme**, pero con un **exceso significativo de gemelos** (twin fraction). La dinámica de tres cuerpos puede favorecer la supervivencia de pares de masa similar durante el proceso de endurecimiento y eyección.

## 10. Síntesis Final y Conclusión

La distribución observada del ratio de masas  $q$  no es aleatoria ni universal, sino que es el producto de la interacción compleja de múltiples mecanismos de formación y evolución que operan en diferentes escalas de distancia y para diferentes masas estelares.

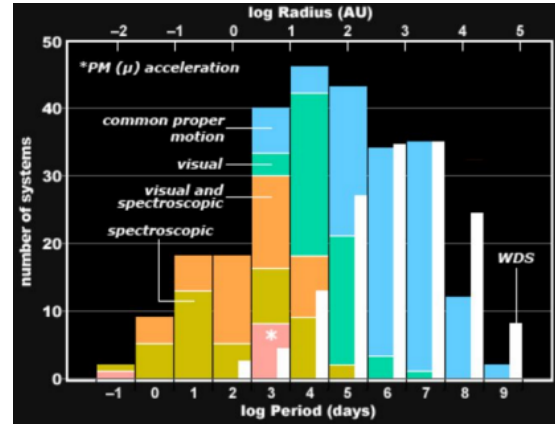
- **Las binarias wide** ( $a > 100 \text{ UA}$ ) reflejan en mayor medida la fragmentación inicial del núcleo y la IMF, mostrando una distribución de  $q$  que, aunque modificada por eyecciones dinámicas, se aproxima a emparejamientos aleatorios. El pico en  $q \sim 0.3$  para binarias de largo período es consistente con este escenario.
- **Las binarias de período intermedio** ( $0.1 \text{ UA} < a < 100 \text{ UA}$ ) son moldeadas por la fragmentación de disco y el acrecimiento compartido, lo que introduce correlaciones en  $q$  y una fuerte dependencia con la masa de la primaria.
- **Las binarias muy cercanas** ( $a < 0.1 \text{ UA}$ ) son en su mayoría el producto final de la evolución dinámica en sistemas triples jóvenes. Este proceso produce naturalmente el exceso de sistemas gemelos ( $q \approx 1$ ) observado en esta población y explica por qué la gran mayoría de ellas tienen una compañera terciaria.
- **El "desierto de enanas marrones"** es un fenómeno real que surge de la ineficiencia de todos estos mecanismos (fragmentación de núcleo, fragmentación de disco, dinámica de triples) para formar y mantener compañeros subestelares ligados, especialmente en órbitas cercanas.

Por lo tanto, la aparente confusión inicial sobre la distribución de  $q$  se resuelve al considerar que no existe una única distribución, sino un **espectro de distribuciones** que depende críticamente de la separación orbital, la masa de la primaria y la historia dinámica del sistema. Un modelo completo de formación estelar debe reproducir simultáneamente estas estadísticas de multiplicidad en todos los regímenes orbitales.

## 11. Técnicas Observacionales y Sesgos de Detección en Función del Período

La medición del período orbital  $P$  (o su equivalente, el semieje mayor  $a$ ) es fundamental para caracterizar un sistema binario.

Sin embargo, como ilustra la figura, **diferentes técnicas observacionales son necesarias para cubrir el vasto rango de períodos orbitales existentes**, y cada técnica introduce sus propios sesgos de selección. Esta diversidad metodológica es una fuente adicional de las discrepancias encontradas en las distribuciones globales de  $q$ .



### 11.1. Cobertura de Técnicas por Rango Orbital

El rango de separaciones en sistemas binarios abarca más de ocho órdenes de magnitud (desde  $\sim 0.01 \text{ UA}$  hasta  $> 10^5 \text{ UA}$ ), requiriendo el uso de técnicas complementarias:

- **Binarias Muy Cerradas** ( $a < 0.1 \text{ UA}$ ,  $\log P[\text{días}] < 1$ ):
  - **Técnicas Principales:** Fotometría de eclipses (binarias eclipsantes), espectroscopía de velocidad radial de alta precisión.
  - **Sesgos:** Favorables a sistemas con períodos cortos y alta  $v_{\text{rad}}$ . Máxima sensibilidad a sistemas gemelos ( $q \approx 1$ ) donde la amplitud de velocidad radial es mayor.
- **Binarias Cerradas y Intermedias** ( $0.1 \text{ UA} < a < 100 \text{ UA}$ ,  $1 < \log P[\text{días}] < 5$ ):
  - **Técnicas Principales:** Espectroscopía de velocidad radial, interferometría, imagen directa con óptica adaptativa en grandes telescopios.
  - **Sesgos:** La espectroscopía pierde sensibilidad para períodos largos ( $>$  varios años) y bajos  $q$ . La imagen directa lucha con el alto contraste de brillo para  $q \ll 1$ .
- **Binarias Wide** ( $a > 100 \text{ UA}$ ,  $\log P[\text{días}] > 5$ ):
  - **Técnica Principal:** **Movimiento propio común** (Common Proper Motion - CPM). Dos estrellas que comparten el mismo movimiento propio a través del espacio es la evidencia primaria de que forman un sistema ligado físicamente y no solo una alineación proyectiva (óptica).
  - **Sesgos:** Requiere precisión astrométrica alta y bases de tiempo largas para confirmar el movimiento común. Es menos sensible a compañeras muy débiles ( $q \rightarrow 0$ ) cuyo movimiento propio puede ser difícil de medir con precisión.
  - **Importancia:** Como se destaca en la figura, **los sistemas con  $\log P[\text{días}] > 6$  (períodos  $> \sim 3000$  años,  $a \geq 250 \text{ UA}$ ) son identificados casi en su totalidad por su movimiento propio común**. Esto es crucial para estudiar la población de binarias wide, cuya distribución de  $q$  se cree que refleja mejor la IMF.

### 11.2. El Sesgo Histórico del Tiempo de Base

Un sesgo particularmente importante, señalado en la figura, es el **sesgo del tiempo de base observacional**:

- **Pico de Detecciones Visuales:** Las observaciones visuales (e.g., catálogos como el WDS - Washington Double Star Catalog) tienen un pico de sensibilidad para sistemas con  $\log P[\text{días}] \sim 4.0 - 4.9$ . Esto se debe a que estos sistemas tienen períodos ( $\sim 10^4$  días  $\approx 27$  años) que son lo suficientemente largos como para ser resueltos angularmente, pero lo suficientemente cortos como para que se haya observado una fracción significativa de su órbita en el lapso de tiempo de los estudios de estrellas dobles ( $\sim 200$  años).
- **Déficit de Períodos Largos:** Para sistemas con  $\log P[\text{días}] \gg 5$  (períodos de miles a millones de años), el arco orbital observado es insignificante compared to the full period, making orbital determination impossible and discovery reliant solely on CPM. This creates a natural incompleteness for the very widest systems.

## 12. Conclusión General: Un Panorama Completo pero Coherente

El estudio de la distribución del ratio de masas  $q$  en sistemas binarios presenta un panorama inicialmente confuso, donde diferentes estudios arrojan resultados aparentemente contradictorios. Sin embargo, un análisis riguroso que considere los siguientes factores permite reconciliar estas discrepancias y construir una imagen coherente:

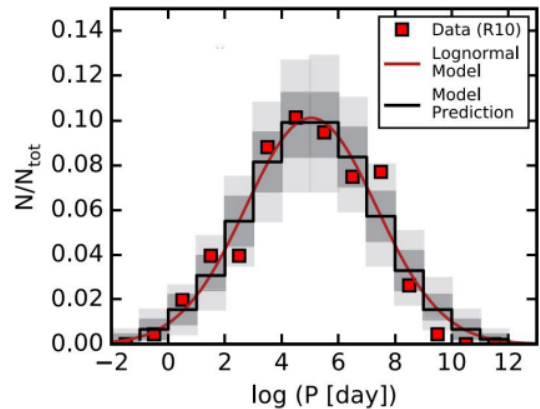
1. **Sesgos Observacionales Potentes:** Las técnicas de detección (espectroscopía, imagen, movimiento propio) introducen sesgos sistemáticos. Las binarias gemelas ( $q \approx 1$ ) son más fáciles de detectar, mientras que las de muy baja masa ratio ( $q \ll 1$ ) son más difíciles, creando una distorsión en las distribuciones observadas.
2. **Dependencia con el Período Orbital:** La distribución intrínseca de  $q$  no es única. **Binarias de corto período** ( $a < 0.1$  UA), often products of dynamical evolution in triples, show a strong excess of twins. **Binarias de largo período** ( $a > 100$  UA), likely reflecting the initial fragmentation process, show a peak at  $q \sim 0.3 - 0.5$  and no twin excess.
3. **Mecanismos de Formación Diferentes:** La separación orbital está ligada al mecanismo de formación (fragmentación de disco para períodos intermedios, fragmentación de núcleo para períodos largos, endurecimiento dinámico para períodos muy cortos). Cada mecanismo produce distribuciones de  $q$  características (correlacionada por acreción, consistente con la IMF, uniforme con exceso de gemelos, respectivamente).
4. **Limitaciones Tecnológicas:** La cobertura incompleta de técnicas para ciertos rangos de período (e.g., la reliance en movimiento propio para binarias wide) y el sesgo histórico del tiempo de base observacional afectan la completitud de las muestras y, por ende, las distribuciones derivadas.

En conclusión, la afirmación "*mass ratio not clear!*" es válida solo si se busca una distribución única y universal. Al desglosar las poblaciones binarias por período orbital, masa primaria y técnica de detección, y al entender los sesgos y mecanismos físicos involucrados, las distribuciones observadas de  $q$  no solo se vuelven claras, sino que se convierten en poderosas herramientas de diagnóstico para testear teorías de formación y evolución estelar. El futuro, con surveys como Gaia que proveen muestras enormes

y homogéneas de binarias wide basadas en movimiento propio, permitirá medir con precisión sin precedentes la distribución de  $q$  en ese régimen clave, acercándonos a la verdadera distribución inicial impresa por el proceso de formación estelar.

## 13. La Distribución de Períodos Orbitales: La Lognormal

Un resultado fundamental en el estudio de sistemas binarios, que subyace a toda la discusión previa, es que la distribución de períodos orbitales  $P$  no es plana ni aleatoria. En cambio, para una población dada de estrellas, los períodos orbitales siguen una **distribución lognormal**. Esta distribución, donde es el logaritmo del período ( $\log P$ ) el que se distribuye normalmente, fue propuesta por primera vez por Gerard Kuiper en 1935 y ha sido confirmada por los estudios de multiplicidad más confiables hasta la fecha.



Una distribución lognormal para  $P$  implica que la densidad de probabilidad  $f(\log P)$  sigue una función de densidad de probabilidad gaussiana (en forma de "campana") con respecto a  $\log P$ . Esto se expresa como:

$$f(\log P) = \frac{1}{\sigma \sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(\log P - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (6)$$

donde:

- $\mu$  es la media de la distribución de  $\log P$  (y la mediana de la distribución de  $P$ , ya que  $\text{median}(P) = 10^\mu$ ).
- $\sigma$  es la desviación estándar de la distribución de  $\log P$ , que controla el ancho de la distribución.

Esta forma funcional se considera actualmente la que mejor representa la distribución intrínseca de órbitas binarias para una población estelar dada.

### 13.1. El Caso de Estudio: Estrellas Tipo Solar (Raghavan et al. 2010)

El trabajo de **Raghavan et al. (2010)** (R10) sobre estrellas de tipo solar (enanas de secuencia principal tipo G) proporciona la caracterización más confiable de esta distribución. Sus hallazgos clave son:

- La distribución observada de períodos (representada por cuadrados rojos en la figura) se ajusta extraordinariamente bien a una **distribución lognormal**.



- Los parámetros del ajuste para su muestra son:  
 $\mu = \log(\text{median } P) \approx 4.98$   
 $\sigma \approx$  (valor que define el ancho de la campana)
- Esto corresponde a una **mediana del período** de  $\text{median}(P) = 10^{4.98}$  días  $\approx 96000$  days  $\approx 260$  year.

La figura contrasta estos datos observacionales (cuadrados rojos) con la **predicción de un modelo** (línea negra) que utiliza una distribución lognormal con la mediana encontrada en R10. La estrecha concordancia valida el uso de este modelo para predecir y comprender las poblaciones binarias.

### 13.2. Comparación Histórica y Consistencia

Este resultado moderno es consistente con hallazgos anteriores aunque con ligeras diferencias en los parámetros. El estudio seminal de **Duquennoy & Mayor (1991)** (DM91) para una muestra similar de estrellas G encontró:

- Una mediana de  $\log P[\text{días}] \approx 4.82$ .
- Lo que corresponde a una **mediana del período** de  $10^{4.82}$  días  $\approx 66000$  days  $\approx 180$  year.

La pequeña diferencia en la mediana ( $\sim 80$  años) entre DM91 y R10 likely se debe a mejoras en las técnicas observacionales, muestras más grandes y completas, y una mejor caracterización de binarias wide en el estudio más reciente.

### 13.3. Implicaciones para los Sesgos y la Distribución de $q$

La existencia de una distribución lognormal de períodos es crucial para interpretar correctamente la distribución del ratio de masas  $q$  y los sesgos observacionales:

- **Concentración de Sistemas:** La distribución lognormal implica que la mayoría de los sistemas binarios se concentran en un rango específico de períodos (alrededor de la mediana,  $10^2 - 10^6$  días). Los períodos muy cortos y muy largos son inherentemente más raros.
- **Sesgo de Muestreo:** Dado que cada técnica observacional (Sección 11) es óptima para un rango particular de  $\log P$ , la fracción de sistemas detectados por cada técnica dependerá de qué parte de la distribución lognormal cubra. Por ejemplo, las técnicas visuales son más efectivas cerca del pico de la distribución ( $\log P \sim 4 - 5$ ), mientras que el movimiento propio domina en la cola de largos períodos.
- **Interpretación de  $f(q)$ :** Cualquier distribución derivada de  $q$  está **convolucionada** con la distribución de períodos y los sesgos de detección. Una medida de  $f(q)$  apilando sistemas de todos los períodos estará ponderada hacia los períodos donde la detección es más eficiente (generalmente alrededor del pico de la lognormal), lo que puede enmascarar variaciones con el período como las discutidas en la Sección ??.

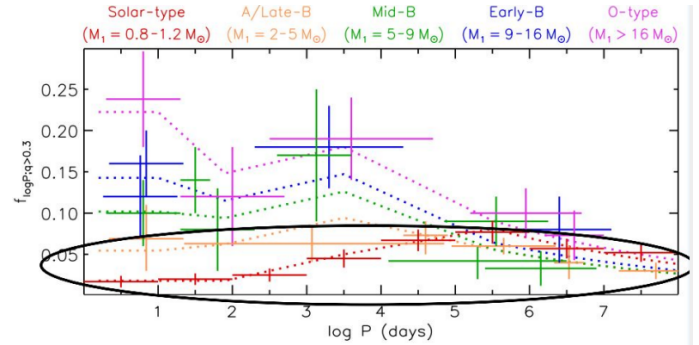
Por lo tanto, para obtener la **distribución intrínseca de  $q$** , es esencial:

1. **Caracterizar** primero la distribución de períodos para la población de interés (usualmente lognormal).
2. **Descomponer** la muestra en intervalos de período o separación.
3. **Corregir** cuidadosamente por la completitud observacional en cada intervalo de  $\log P$  y  $q$  antes de combinar los datos.

La distribución lognormal de períodos no es solo una curiosidad estadística; es una propiedad fundamental de las poblaciones binarias que debe ser el punto de partida para cualquier análisis riguroso de su formación y evolución.

## 14. Dependencia de la Distribución de Períodos con la Masa de la Primaria

Un avance fundamental en la caracterización de poblaciones binarias ha sido el reconocimiento de que la distribución de períodos orbitales no es universal, sino que muestra una **fuerte dependencia sistemática con la masa de la componente primaria  $M_1$** . El trabajo comprehensivo de **Moe & Di Stefano (2017)** cuantificó esta dependencia para una amplia gama de masas estelares, considerando sistemas con  $q > 0.3$  para minimizar sesgos de selección contra compañeros de baja masa.



### 14.1. Variación Sistemática del Período Mediano

Moe & Di Stefano (2017) dividieron su muestra en clases espectrales/masas, encontrando que la posición del pico de la distribución lognormal de períodos se desplaza hacia valores mayores (períodos más largos) a medida que aumenta la masa de la primaria:

- **Estrellas Tipo Solar** ( $M_1 = 0.8 - 1.2 M_\odot$ ): La distribución de períodos es consistentemente lognormal, con un pico (mediana) en  $\log P[\text{días}] \approx 4.8 - 5.0$  ( $P_{\text{med}} \approx 180 - 260$  años), confirmando los resultados de Duquennoy & Mayor (1991) y Raghavan et al. (2010).
- **Estrellas de tipo A y B tardías** ( $M_1 = 2 - 5 M_\odot$ ): La distribución mantiene su forma lognormal, pero el pico se desplaza a períodos más largos.
- **Estrellas de tipo B medio** ( $M_1 = 5 - 9 M_\odot$ ): El desplazamiento continúa hacia  $\log P[\text{días}]$  mayores.
- **Estrellas de tipo B temprano** ( $M_1 = 9 - 16 M_\odot$ ): El pico de la distribución se encuentra en valores significativamente más altos de  $\log P$ .
- **Estrellas de tipo O** ( $M_1 > 16 M_\odot$ ): Para las estrellas más masivas, la distribución de períodos alcanza su pico en  $\log P[\text{días}] \sim 5 - 6$ , lo que corresponde a **períodos medianos del orden de  $10^5 - 10^6$  días** ( $\sim 300 - 3000$  años).

### 14.2. Implicaciones Físicas y para la Formación Estelar

Este desplazamiento sistemático del período orbital mediano con la masa tiene profundas implicaciones para los modelos de formación estelar:

- **Mayor Separación Promedio:** Implica que los sistemas binarios con componentes masivas tienden a estar **más separados** en promedio que los sistemas con componentes de baja masa. El semieje mayor mediano  $a$  para binarias masivas es significativamente mayor.



- **Fragmentación a Mayores Escalas:** La formación de estrellas masivas ocurre en núcleos densos y masivos de nubes moleculares. El hecho de que formen sistemas binarios más separados sugiere que la **fragmentación** del colapso gravitacional opera en **escalas espaciales mayores** para estas estrellas. La longitud de Jeans o la escala de fragmentación por inestabilidad turbulenta es mayor en medios de mayor densidad y temperatura, condiciones típicas en nurseries estelares de alta masa.
- **Menor Influencia de Procesos Dinámicos Posteriores:** Los sistemas más masivos, al formarse típicamente en regiones más centrales y densas de cúmulos, podrían experimentar una evolución dinámica más intensa. Sin embargo, el que su distribución de períodos permanezca desplazada hacia valores largos sugiere que su separación inicial era lo suficientemente grande como para que muchos sistemas sobrevivieran a interacciones dinámicas sin sufrir un endurecimiento (*hardening*) significativo que redujera sus períodos.

#### 14.3. Implicaciones para los Sesgos Observacionales y $f(q)$

Esta dependencia con la masa añade otra capa de complejidad al estudio de la distribución del ratio de masas  $q$ :

- **Sesgo de Muestreo por Masa:** Una muestra que combine estrellas de diferentes masas tendrá una **distribución de períodos combinada** que es una superposición de lognormales con diferentes medianas. Esto puede enmascarar características finas en  $f(q)$  si no se descompone la muestra por intervalos de  $M_1$ .
- **Interacción con la Técnica de Detección:** Dado que la técnica óptima de detección depende del período (Sección 11), la **masa de la primaria determina indirectamente la técnica más efectiva** para encontrar sus compañeras. Para estrellas de alta masa, cuyas binarias tienen períodos medianos más largos, las técnicas basadas en **movimiento propio común** (CPM) serán relativamente más importantes que para estrellas de baja masa, donde la espectroscopía y la interferometría pueden dominar la detección alrededor del pico de la distribución.
- **Interpretación de  $f(q)$ :** La distribución de  $q$  debe estudiarse **en conjunto con la distribución de períodos y para rangos específicos de  $M_1$** . El exceso de gemelos, por ejemplo, podría tener una dependencia tanto con el período como con la masa primaria. El desplazamiento del pico de la lognormal implica que el régimen de "período corto" (donde domina la dinámica de triples) y "período largo" (donde domina la fragmentación inicial) se define en una escala de  $\log P$  diferente para estrellas de diferente masa.

## 15. Conclusión General Integral

El estudio de la distribución del ratio de masas  $q$  y del período orbital  $P$  en sistemas binarios revela un panorama de complejidad creciente pero de una coherencia subyacente gobernada por la física de la formación estelar. Las aparentes discrepancias iniciales se resuelven al considerar un marco multidimensional:

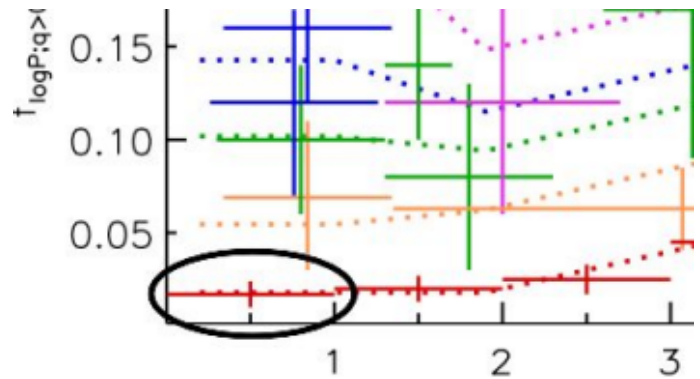
1. **No existe una única  $f(q)$  o  $f(P)$ .** Ambas distribuciones dependen crítica y sistemáticamente de la **masa de la primaria  $M_1$**  y del **rango de períodos** considerado.
2. **Los sesgos observacionales** son omnipresentes y potentes. La detectabilidad de un sistema binario depende de su  $q$ ,  $P$ , y  $M_1$ , lo que distorsiona las distribuciones observadas y debe ser corregido meticulosamente.

3. **Los mecanismos de formación** imponen firmas observables específicas. La **fragmentación de núcleo** produce binarias wide con una distribución de  $q$  consistente con emparejamientos aleatorios de la IMF. La **fragmentación de disco** produce binarias de período intermedio con  $q$  correlacionadas. Las interacciones dinámicas en **sistemas triples** producen binarias muy cercanas con un exceso de gemelos.
4. **La distribución de períodos** es lognormal para una  $M_1$  fija, pero su parámetro de localización (la mediana) se desplaza hacia períodos más largos a medida que aumenta  $M_1$ . Esto indica que la escala de fragmentación depende de la masa.

Por lo tanto, la pregunta "¿Cuál es la distribución del ratio de masas?" sólo puede responderse de manera significativa especificando el rango de masas y el rango de períodos de interés. El futuro de este campo reside en construir **funciones de distribución conjuntas  $f(q, P, M_1)$**  a partir de muestras grandes y homogéneas (e.g., de Gaia), corregidas por completitud, para confrontar de manera rigurosa con las predicciones de simulaciones hidrodinámicas de formación estelar que incluyan todos los procesos físicos relevantes. Este enfoque multidimensional es esencial para desentrañar completamente la historia de la formación de sistemas binarios.

#### 15.1. Fracción de Binarias y Probabilidad de Detección en Diferentes Regímenes

El análisis de la distribución de períodos orbitales y su dependencia con la masa conduce naturalmente a la cuantificación de la **fracción de multiplicidad** en diferentes regímenes orbitales. Estos valores no solo son importantes por sí mismos, sino que también determinan directamente la **probabilidad de detección** de un compañero mediante una técnica dada y, por ende, la magnitud de los sesgos observacionales.



#### 15.2. Fracción de Binarias de Período Muy Corto

Un resultado cuantitativo crucial, destacado en la figura, es la fracción de estrellas que albergan compañeras en el rango de períodos más cortos:

$$f_{\text{close}}(P = 1 - 10 \text{ días}) \approx 2\% \quad (7)$$

para estrellas primarias de tipo solar ( $M_1 = 0.8 - 1.2 M_{\odot}$ ) y con  $q > 0.3$ .

### 15.2.1. Implicaciones de este Valor

- **Baja Frecuencia Intrínseca:** Sólo una pequeña fracción ( $\sim 1$  de cada 50) de estrellas tipo solar tiene un compañero lo suficientemente cercano ( $a \approx 0.02 - 0.09$  UA) como para tener un período entre 1 y 10 días. Esto refleja la rareza intrínseca de estos sistemas extremos.
- **Alta Probabilidad de Detección:** A pesar de su baja frecuencia, estas binarias de período ultracorto son **extremadamente fáciles de detectar** mediante el método de **velocidad radial** debido a sus altas amplitudes y cortos períodos. Incluso con un puñado de observaciones, su detección es casi segura. Además, si el plano orbital está alineado con la línea de visión, son candidatas ideales para ser detectadas como **binarias eclipsantes**.
- **Sesgo de Muestreo:** Por lo tanto, aunque representan solo el 2% de la población, pueden constituir una **proporción significativa e incluso mayoritaria** de las binarias descubiertas en **surveys espectroscópicos** poco sensibles o con base de tiempo corta, que son ciegas a períodos más largos. Este es un claro ejemplo de cómo la facilidad de detección puede distorsionar nuestra percepción de la población verdadera.

### 15.3. La Fracción Total de Multiplicidad

La fracción total de estrellas que tienen al menos un compañero (de cualquier tipo es una cantidad fundamental. Los estudios más completos sugieren que esta fracción es muy alta y también depende de la masa:

- **Estrellas Tipo Solar (G):** La fracción total de multiplicidad  $f_{\text{mult}}$  es de aproximadamente  $\sim 50\% - 60\%$ . Es decir, más de la mitad de las estrellas similares al Sol existen en sistemas múltiples.
- **Estrellas Masivas (O, B):** La fracción de multiplicidad se acerca al  $\sim 100\%$ . Casi todas las estrellas masivas tienen al menos un compañero. Esto está consistentemente respaldado por estudios de interferometría y espectroscopía de alta resolución.
- **Estrellas de Muy Baja Masa (M):** La fracción de multiplicidad es menor, del orden de  $\sim 20\% - 30\%$ , aunque las binarias muy cercanas (de contacto) son comunes entre ellas.

### 15.4. Desglose por Rango de Período y Masa

Trabajos como el de Moe & Di Stefano (2017) permiten desglosar la fracción total de multiplicidad en contribuciones de diferentes regímenes de período, mostrando cómo cada mecanismo de formación contribuye al total:

- **Binarias Muy Cercanas** ( $\log P[\text{días}] < 1$ ): Contribuyen con un pequeño porcentaje ( $\sim 1 - 5\%$ ) a la multiplicidad total, pero son casi omnipresentes entre las binarias detectadas en surveys de tránsitos (e.g., TESS, Kepler) o de velocidad radial de corta base de tiempo.
- **Binarias de Período Intermedio** ( $1 < \log P[\text{días}] < 5.5$ ): Representan una fracción sustancial ( $\sim 20 - 30\%$ ) de los sistemas. Son el dominio de la espectroscopía de velocidad radial de larga base de tiempo y la interferometría.
- **Binarias Wide** ( $\log P[\text{días}] > 5.5$ ): Constituyen el grueso de la población binaria ( $\sim 30 - 40\%$ ), especialmente para estrellas de baja masa. Su descubrimiento ha sido revolucionado por la astrometría de precisión de *Gaia* a través del movimiento propio común.

La contribución relativa de cada régimen varía con  $M_1$ , siendo las binarias cercanas relativamente más importantes para estrellas masivas.

## 16. Conclusión General Integral y Perspectivas Futuras

El estudio de los sistemas binarios, a través de las distribuciones de  $q$ ,  $P$ , y sus fracciones de multiplicidad, revela un panorama de complejidad gobernada por la física de la formación estelar. Las aparentes discrepancias iniciales se resuelven al adoptar un marco multidimensional que considera:

1. **La dependencia triple:** Las distribuciones  $f(q)$  y  $f(P)$  no son universales, sino que dependen críticamente de la **masa de la primaria**  $M_1$ , del **rango de períodos** considerado, y de la **historia dinámica** del sistema.
2. **La omnipresencia de sesgos:** La detectabilidad de un compañero depende de forma compleja de  $q$ ,  $P$ , y  $M_1$ . La fracción de  $\sim 2\%$  para binarias de 1-10 días en estrellas G, por ejemplo, aunque pequeña, está sobrerrepresentada en muchos surveys, distorsionando la percepción inicial.
3. **Los mecanismos de formación:** Cada mecanismo (fragmentación de núcleo, de disco, endurecimiento dinámico) domina en un rango de parámetros orbitales y de masa, imprimiendo firmas específicas en  $f(q)$  (pico en  $q \sim 0.3$ , correlación, exceso de gemelos).
4. **La distribución fundamental:** El período orbital, para una  $M_1$  fija, sigue una distribución lognormal, cuya mediana se desplaza sistemáticamente hacia valores mayores para estrellas más masivas.

El futuro de este campo reside en la construcción de **funciones de distribución conjuntas**  $f(q, P, M_1)$  a partir de muestras grandes, homogéneas y corregidas por completitud, como las proporcionadas por la misión *Gaia* para binarias wide y por surveys espectroscópicos (e.g., SDSS-V, GALAH) y de tránsitos (e.g., PLATO) para binarias cercanas. La comparación de estas distribuciones observacionales con las predicciones de **simulaciones hidrodinámicas de formación estelar** que incluyen retroalimentación, magnetohidrodinámica y dinámica N-cuerpos será la prueba definitiva para nuestros modelos de cómo se forman y evolucionan las estrellas y sus sistemas planetarios.

El estudio de sistemas binarios requiere comprender la distribución conjunta de sus parámetros fundamentales: el ratio de masas  $q \equiv M_2/M_1$ , el período orbital  $P$ , y la masa de la primaria  $M_1$ . Moe & Di Stefano (2017) establecieron que la distribución de  $P$  para  $q > 0.3$  muestra una dependencia sistemática con  $M_1$ , desplazándose hacia períodos más largos para primarias más masivas.

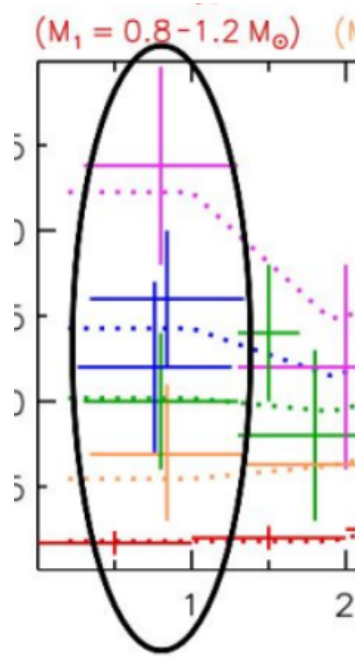
## 17. Metodología y Análisis

### 17.1. Distribución Lognormal de Períodos

Para una masa fija de la primaria, la distribución de períodos sigue una distribución lognormal:

$$f(\log P) = \frac{1}{\sigma \sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(\log P - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (8)$$

donde  $\mu = \log_{10} P_{\text{med}}$  es el logaritmo de la mediana de la distribución.



### 17.2. Dependencia con la Masa

El parámetro  $\mu$  muestra una correlación positiva con  $M_1$ :

$$\mu = 4.98 \quad \text{para} \quad M_1 = 0.8 - 1.2 M_{\odot} \quad (P_{\text{med}} \approx 260 \text{ años})$$

$$\mu > 5.0 \quad \text{para} \quad M_1 > 16 M_{\odot} \quad (P_{\text{med}} > 270 \text{ años})$$

## 18. Resultados

### 18.1. Clasificación por Tipo Espectral

**Table 1.** Desplazamiento sistemático de  $P_{\text{med}}$  con  $M_1$

Tipo Estelar	$M_1 (M_{\odot})$	$\log P_{\text{med}}$ (días)
Solar-type	0.8 - 1.2	4.8 - 5.0
A/Late-B	2 - 5	>5.0
Mid-B	5 - 9	>5.2
Early-B	9 - 16	>5.4
O-type	>16	5.5 - 6.0

### 18.2. Implicaciones Físicas

- La fragmentación opera en escalas mayores para estrellas masivas
- La longitud de Jeans  $\lambda_J \propto (T/\rho)^{1/2}$  es mayor en núcleos masivos
- Los procesos de fragmentación turbulenta actúan sobre escalas características extendidas

### 18.3. Consecuencias Observacionales

- Estrellas de baja masa: técnicas de velocidad radial e interferometría óptimas
- Estrellas masivas: movimiento propio común e imagen directa más efectivas
- La completitud observacional varía sistemáticamente con  $M_1$

## 19. Discusión

### 19.1. Implicaciones para Formación Estelar

El desplazamiento de  $P_{\text{med}}$  con  $M_1$  sugiere que:

- Los mecanismos de fragmentación dependen críticamente de la masa
- Las escalas espaciales de formación aumentan con la masa estelar
- Las simulaciones deben reproducir esta dependencia para ser realistas

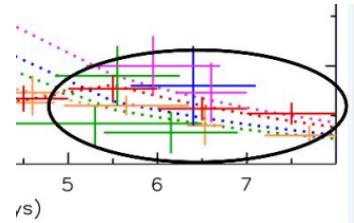
### 19.2. Limitaciones y Sesgos

- El estudio se restringe a  $q > 0.3$  para minimizar sesgos de detección
- La completitud observacional disminuye para períodos muy largos/cortos
- Se requieren muestras grandes y homogéneas para mapear el espacio de parámetros

## 20. Conclusiones

1. Existe una correlación positiva bien definida entre  $M_1$  y  $P_{\text{med}}$
2. Este efecto debe considerarse en análisis estadísticos de poblaciones binarias
3. Las simulaciones de formación estelar deben reproducir esta dependencia
4. El mapeo del espacio  $(M_1, P, q)$  requiere muestras grandes y caracterizadas homogéneamente

Uno de los resultados más significativos en el estudio de sistemas binarios es la constatación de que la frecuencia de compañeros wide (separados) con ratio de masa  $q > 0.3$  muestra una notable independencia con respecto a la masa de la componente primaria  $M_1$ . Este comportamiento contrasta marcadamente con la fuerte dependencia mostrada por las binarias cercanas.



### 20.1. Independencia con la Masa

Los estudios observacionales revelan que:

$$f_{\text{wide}}(q > 0.3) \approx \text{constante} \quad \text{para} \quad 0.8 M_{\odot} \lesssim M_1 \lesssim 16 M_{\odot} \quad (9)$$

Específicamente:

- Para  $M_1 = 0.8 - 1.2 M_{\odot}$  (tipo solar):  $f_{\text{wide}} \approx 0.5$
- Para  $M_1 = 2 - 5 M_{\odot}$  (A/B tardías):  $f_{\text{wide}} \approx 0.5$
- Para  $M_1 = 5 - 9 M_{\odot}$  (B medias):  $f_{\text{wide}} \approx 0.5$
- Para  $M_1 = 9 - 16 M_{\odot}$  (B tempranas):  $f_{\text{wide}} \approx 0.5$

### 20.2. Contraste con Binarias Cercanas

Este comportamiento contrasta radicalmente con las binarias cercanas:

- Binarias cercanas ( $P < 10$  días):  $f_{\text{close}}$  aumenta dramáticamente con  $M_1$
- Binarias wide ( $P > 10^3$  días):  $f_{\text{wide}}$  permanece aproximadamente constante

## 21. Implicaciones para la Formación Estelar

### 21.1. Evidencia para Fragmentación de Núcleo

La independencia de  $f_{\text{wide}}$  con  $M_1$  constituye evidencia observacional sólida a favor del mecanismo de **fragmentación de núcleo** (core fragmentation) como proceso de formación dominante para sistemas binarios wide.

### 21.2. Base Teórica

Los modelos teóricos (Goodwin & Kroupa 2005; Offner et al. 2012; Thies et al. 2015) predicen que:

- La fragmentación de núcleos moleculares opera en escalas espaciales  $\sim 0.1 - 0.3$  pc
- La eficiencia de formación de binarias wide es intrínseca al proceso de colapso y fragmentación
- Esta eficiencia sería fundamentalmente independiente de la masa estelar final
- El proceso produciría emparejamientos aleatorios consistentes con la IMF

### 21.3. Mecanismo de Formación

1. **Fragmentación Turbulenta:** Inestabilidades en nubes moleculares turbulentas
2. **Separación Inicial:** Sistemas formados con separaciones  $\sim 100 - 10^4$  UA
3. **Emparejamiento Aleatorio:** Distribución de  $q$  consistente con la IMF
4. **Independencia de Masa:** Eficiencia constante a través del rango de masas

## 22. Contraste con Otros Mecanismos

### 22.1. Fragmentación de Disco

- **Dependencia con Masa:** Eficiencia aumenta con  $M_1$  (discos más masivos)
- **Separaciones:** Produce sistemas con  $a \sim 1 - 100$  UA
- **Distribución de  $q$ :** Correlacionada, no aleatoria

### 22.2. Endurecimiento Dinámico

- **Dependencia con Masa:** Eficiencia depende de densidad ambiental
- **Separaciones:** Produce sistemas con  $a < 1$  UA
- **Requiere:** Sistemas triples como progenitores

## 23. Consecuencias Observacionales

### 23.1. Completitud de Muestras

- Las binarias wide son menos afectadas por sesgos de selección
- Su detección depende principalmente de movimiento propio común
- Las muestras de binarias wide proporcionan el mejor censo de la multiplicidad intrínseca

### 23.2. Tests de Modelos de Formación

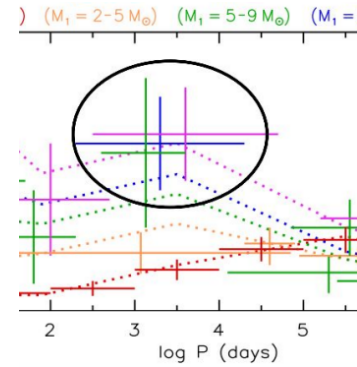
- La constancia de  $f_{\text{wide}}$  con  $M_1$  sirve como test crucial para modelos
- Las simulaciones deben reproducir esta independencia
- Proporciona restricciones sobre los mecanismos de fragmentación

## 24. Conclusiones

1. La frecuencia de compañeros wide con  $q > 0.3$  es notablemente independiente de  $M_1$
2. Este resultado respalda fuertemente la fragmentación de núcleo como mecanismo de formación
3. Constituye un test observacional crucial para modelos de formación estelar
4. Las binarias wide proporcionan el mejor registro de la multiplicidad intrínseca
5. Su estudio es esencial para entender los procesos iniciales de formación estelar

Este hallazgo representa una de las correlaciones más fundamentales en la astronomía de sistemas binarios, proporcionando insight crucial sobre los procesos físicos que gobiernan la formación estelar.

Mientras que las binarias wide muestran una frecuencia independiente de la masa, las binarias de período intermedio presentan un comportamiento radicalmente diferente. Estudios recientes demuestran que estrellas masivas de secuencia principal (MS) de tipos tempranos exhiben una alta frecuencia de compañeros en el rango de períodos intermedios.



### 24.1. Evidencia Observacional Consolidada

Múltiples estudios confirman esta alta frecuencia de binarias intermedias:

- **Estrellas de tipo temprano MS:** Rizzuto et al. (2013)
- **Estrellas B tempranas:** Sana et al. (2014)
- **Estrellas O:** Evans et al. (2015)
- **Sistemas SB2 y Cefeidas:** También muestran esta tendencia

### 24.2. Rango de Períodos Afectado

El exceso de compañeros se concentra en el rango:

$$1 < \log P [\text{días}] < 5 \quad (10)$$

que corresponde a separaciones de aproximadamente:

$$0.1 \text{ UA} < a < 100 \text{ UA} \quad (11)$$

## 25. Mecanismo Físico: Fragmentación de Discos Masivos

### 25.1. Base Teórica

Kratter et al. (2006, 2011) demostraron mediante simulaciones numéricas que:

$$\left(\frac{M_{\text{disk}}}{M_*}\right)_{\text{crítico}} \sim 0.1 - 0.2 \quad (12)$$

Cuando la relación masa-del-disco/masa-estelar excede este valor umbral, el disco se vuelve gravitacionalmente inestable y susceptible a fragmentación.

## 25.2. Mayor Propensión en Estrellas Masivas

Los discos alrededor de protoestrellas masivas son particularmente propensos a la fragmentación porque:

- **Mayores tasas de acreción:**  $\dot{M} \propto M_*^2$  aproximadamente
- **Discos más masivos:**  $M_{\text{disk}} \propto M_*$
- **Mayor inestabilidad gravitacional:**  $Q \propto \frac{c_s \Omega}{\pi G \Sigma}$
- **Calentamiento por acreción:** Temperaturas más altas favorecen la fragmentación

## 26. Consecuencias Observables

### 26.1. Distribución de Períodos

La fragmentación de discos produce sistemas con:

- Períodos en el rango intermedio ( $10^1 - 10^5$  días)
- Distribución de  $q$  correlacionada (no aleatoria)
- Preferencia por valores moderados de  $q$  ( $0.2 < q < 0.8$ )

### 26.2. Contraste con Fragmentación de Núcleo

**Table 2.** Comparación de mecanismos de formación

Propiedad	Fragmentación de Núcleo	Fragmentación de Disco
Separación típica	$100 - 10^4$ UA	$0.1 - 100$ UA
Distribución de $q$	Aleatoria (IMF)	Correlacionada
Dependencia con $M_1$	Independiente	Fuertemente dependiente
Mecanismo dominante	Turbulencia	Inestabilidad gravitacional

## 27. Implicaciones para la Evolución Estelar

### 27.1. Sistemas Interactivos

Las binarias de período intermedio en estrellas masivas son particularmente importantes porque:

- **Transferencia de masa:** Pueden experimentar transferencia de masa durante la evolución
- **Activación de Cefeidas:** Sistemas binarios pueden afectar pulsaciones
- **Progenitores de SNe:** Influencian la evolución hacia supernovas
- **Fuentes de rayos X:** Binarias de alta masa con acreción

### 27.2. Procesos Dinámicos

$$\tau_{\text{viscoso}} \sim \frac{R^2}{\nu} \propto M_*^{-1}$$

$$\tau_{\text{migración}} \sim \frac{M_*}{\dot{M}} \propto M_*^{-1}$$

Los tiemposcales dinámicos son más cortos para estrellas masivas, favoreciendo procesos de migración y evolución orbital.

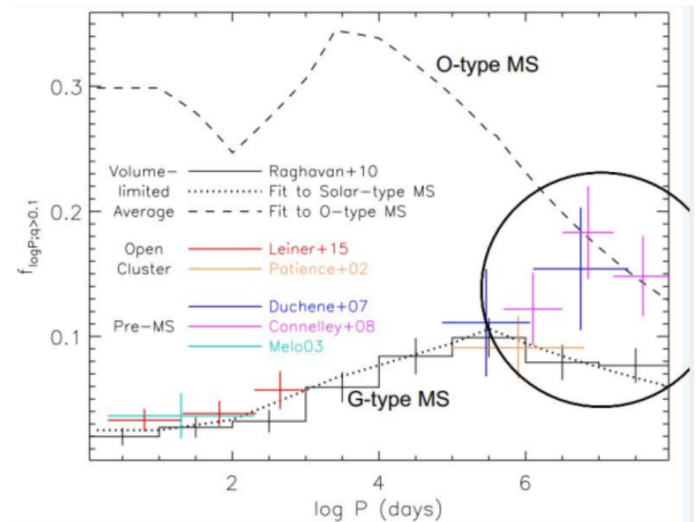
## 28. Conclusiones

1. Las estrellas masivas muestran alta frecuencia de compañeros en períodos intermedios
2. Este fenómeno se atribuye a fragmentación de discos circumestelares
3. Los discos alrededor de protoestrellas masivas son más propensos a la fragmentación
4. Kratter et al. (2006, 2011) proporcionan la base teórica para este mecanismo
5. Las binarias resultantes tienen implicaciones importantes para la evolución estelar

Este resultado completa el panorama de la multiplicidad estelar, mostrando cómo diferentes mecanismos de formación dominan en diferentes rangos de masa y separación orbital.

## 29. Dependencia del Período Orbital con la Edad Estelar

El estudio de la dependencia del período orbital  $P$  con la edad estelar revela evidencia crucial sobre la evolución dinámica de los sistemas binarios y proporciona insight sobre los mecanismos de formación y disrupción.



### 29.1. Evidencia Observacional de la Dependencia con la Edad

Los datos presentados muestran que cuando se incluyen estrellas pre-secuencia principal (pre-MS) en el análisis:

- **Estrellas O-type MS:** Muestran una distribución característica
- **Estrellas G-type MS:** Presentan comportamiento diferenciado entre campo y cúmulos
- **Sistemas con  $q > 0.1$ :** La muestra se restringe a ratios de masa significativos

Los estudios de Leiner et al. (2015), Patience et al. (2002), Duchêne et al. (2007), Connelley et al. (2008) y Melo (2003) proporcionan la base observacional para este análisis.



## 29.2. Exceso de Binarias Wide en Estrellas Pre-MS

El resultado más significativo muestra que:

$$f_{\text{wide}}^{\text{pre-MS}} \approx (2 - 3) \times f_{\text{wide}}^{\text{MS}} \quad (13)$$

Para primarias de tipo solar ( $M_1 \approx 1 M_\odot$ ), la frecuencia de compañeros wide ( $a > 100$  AU) en estrellas pre-MS es 2 a 3 veces mayor que la medida para estrellas de secuencia principal del mismo tipo.

## 29.3. Consistencia con Estrellas Masivas

Notablemente, la frecuencia de binarias wide en estrellas pre-MS de tipo solar es consistente con la medida para estrellas O-type de secuencia principal:

$$f_{\text{wide}}^{\text{pre-MS (solar)}} \approx f_{\text{wide}}^{\text{O-type MS}} \quad (14)$$

## 29.4. Interpretación Física: Formación y Supervivencia

Este resultado sugiere el siguiente escenario físico:

- **Formación Independiente de la Masa:** Los sistemas binarios wide se forman con aproximadamente la misma probabilidad, independientemente de la masa de la primaria  $M_1$
- **Supervivencia Dependiente de la Masa:** Los sistemas wide permanecen ligados por largos tiempos sólo si  $M_1$  es suficientemente grande
- **Disrupción Preferencial:** Sistemas con  $M_1$  pequeña tienen mayor probabilidad de disrupción dinámica

## 29.5. Mecanismos de Disrupción Preferencial

Los sistemas con primarias de baja masa son más susceptibles a disrupción por:

$$\tau_{\text{disrupción}} \propto \frac{M_1}{\rho \sigma} f_{\text{supervivencia}} \approx \exp\left(-\frac{t}{\tau_{\text{disrupción}}}\right)$$

donde  $\rho$  es la densidad ambiental y  $\sigma$  la dispersión de velocidades.

## 29.6. Implicaciones para la Formación Estelar

1. **Eficiencia de Formación Constante:** La formación de binarias wide es igualmente eficiente across el rango de masas
2. **Supervivencia Diferencial:** La diferencia observada en MS refleja disrupción diferencial, no formación diferencial
3. **Entorno de Formación:** Estrellas de baja y alta masa se forman en entornos similares inicialmente
4. **Evolución Dinámica:** La historia dinámica posterior determina la población final observable

## 29.7. Consecuencias Observacionales

- **Poblaciones Jóvenes:** Muestran mayor fracción de binarias wide
- **Estrellas de Campo:** Subestiman la multiplicidad intrínseca
- **Censos Completos:** Requieren incluir poblaciones pre-MS
- **Modelos de Formación:** Deben reproducir la multiplicidad inicial, no solo la final

## 29.8. Relación con el Escala de Masas

La dependencia con la edad explica aparentes contradicciones:

$$f_{\text{wide}}^{\text{observada}} = f_{\text{wide}}^{\text{formada}} \times f_{\text{supervivencia}} \propto M_1^\alpha \quad \text{con } \alpha > 0$$

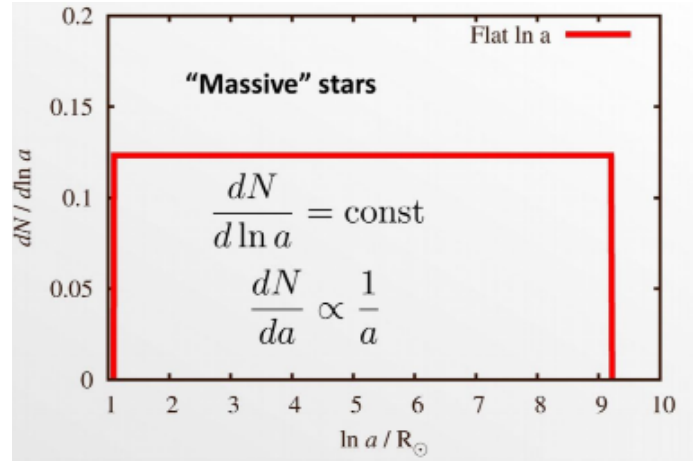
## 29.9. Conclusiones

1. La frecuencia de binarias wide disminuye con la edad para estrellas de baja masa
2. Estrellas masivas retienen mejor sus compañeros wide
3. La multiplicidad inicial es mayor que la observada en campo
4. Los procesos dinámicos posteriores a la formación son cruciales
5. Estudios de poblaciones jóvenes son esenciales para entender la formación estelar

Este análisis revela que las diferencias observadas en la multiplicidad estelar reflejan tanto procesos de formación como de evolución dinámica posterior, siendo esencial considerar ambos efectos para entender completamente la población de sistemas binarios.

## 30. Distribución de Separaciones Orbitales Iniciales en Sistemas Binarios

La distribución inicial de separaciones orbitales  $a$  en sistemas binarios es un tema fundamental en astrofísica estelar y evolución de binarias. Históricamente, se ha asumido que esta distribución es plana en el logaritmo natural de la separación,  $\ln a$ , una hipótesis often atribuida a Öpik (1924) y utilizada en trabajos seminales como Popova, Tutukov & Yungelson (1982). Sin embargo, observaciones más recientes sugieren que este comportamiento no es válido para todo el rango de separaciones.



## 31. Ley de Öpik y la Distribución Plana en $\ln a$

La ley de Öpik postula que la distribución de separaciones es tal que el número de sistemas por intervalo logarítmico de separación es constante:

$$\frac{dN}{d \ln a} = \text{constante}.$$

Dado que  $d \ln a = \frac{da}{a}$ , esto implica que la distribución en términos de  $da$  es:

$$\frac{dN}{da} = \frac{dN}{d \ln a} \cdot \frac{1}{a} \propto \frac{1}{a}.$$

Esta distribución tiene la propiedad de que es invariante bajo transformaciones de escala, lo que significa que no hay una separación preferida en el sistema (al menos dentro de cierto rango). Es una distribución que maximiza la entropía en el espacio logarítmico.

### 32. Evidencia Observacional y Limitaciones

Trabajos observacionales, como el de Lépine & Bongiorno (2007), han demostrado que la ley de Öpik se cumple bastante bien para separaciones menores o iguales a  $\sim 3 \times 10^3$  UA:

$$\frac{dN}{da} \propto a^{-1} \quad \text{para } a \lesssim 3 \times 10^3 \text{ UA.}$$

Sin embargo, para separaciones mayores, la distribución decae más rápidamente. Específicamente, para el rango  $3 \times 10^3 \text{ UA} \leq a \leq 10^5 \text{ UA}$ , la distribución sigue aproximadamente:

$$\frac{dN}{da} \propto a^{-1.6}.$$

Esto implica que para grandes separaciones, el número de binarias wide es menor de lo que predeciría una extrapolación simple de la ley de Öpik.

### 33. Implicaciones Físicas

El exceso de binarias a grandes separaciones por encima de la predicción de Öpik sugiere que existen mecanismos de formación o disruptivos que afectan diferencialmente a las binarias wide. Entre ellos se incluyen:

- Perturbaciones por encuentros estelares o interestelares.
- Procesos de formación que generan menos binarias con separaciones extremadamente grandes.
- Disrupción por fuerzas de marea galácticas.

### 34. Conclusión

La suposición de una distribución plana en  $\ln a$  (ley de Öpik) es una aproximación útil para separaciones orbitales no demasiado grandes ( $a \lesssim 3000 \text{ UA}$ ), pero debe ser modificada para modelos que incluyan binarias wide. Para estas, una ley de potencia con índice  $\approx -1.6$  en  $da$  es más apropiada

### 35. Distribución de Excentricidades en Sistemas Binarios

La distribución de excentricidades orbitales en sistemas binarios ha sido un tema de interés desde los trabajos pioneros de J. H. Jeans en 1919. La predicción teórica de una distribución térmica contrasta con las observaciones empíricas, revelando procesos físicos adicionales que afectan la evolución orbital.

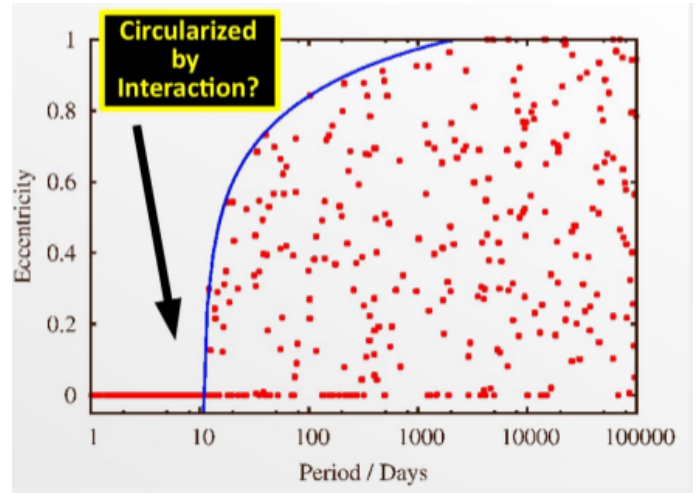
J. H. Jeans predijo, basándose en consideraciones estadísticas, que:

- No debería existir correlación entre el período orbital  $P$  y la excentricidad  $e$ .
- La distribución de excentricidades debería seguir la ley:

$$f(e)de = 2e de$$

lo que implica que todos los valores de  $e^2$  son igualmente probables.

Esta distribución se conoce como **distribución térmica**, por analogía con la distribución de velocidades en un gas ideal en equilibrio térmico.



#### 35.1. Fundamento Estadístico

La distribución  $f(e)de = 2e de$  se obtiene asumiendo que:

1. Las componentes del vector excentricidad en el espacio de fases están distribuidas uniformemente.
2. El módulo de la excentricidad sigue entonces una distribución de Rayleigh.

Equivalentemente, la probabilidad de que  $e^2$  esté en  $[x, x + dx]$  es constante:

$$P(e^2 \in [x, x + dx]) = \text{constante} \cdot dx$$

dado que  $de^2 = 2e de$ .

### 36. Contraste con Observaciones

Jeans comparó su predicción con muestras observadas y encontró que:

- Las excentricidades **no** siguen la distribución térmica.
- Sin embargo, la predicción de **ausencia de correlación** entre  $e$  y  $P$  parece cumplirse, excepto para períodos muy cortos.

### 37. Circularización por Interacciones

Para períodos orbitales cortos ( $P \lesssim 12$  días), se observa un proceso de circularización debido a:

- **Fuerzas de marea:** Transferencia de energía y momento angular.
- **Interacción con el lóbulo de Roche:** Cuando una componente llena su lóbulo de Roche.

#### 37.1. Período de Circularización

El período de circularización  $P_{\text{circ}} \approx 12$  días es el período máximo para el cual las órbitas se han circularizado completamente debido a interacciones tidales durante la evolución estelar.

#### 37.2. Mecanismo de Circularización

La circularización ocurre porque:

$$\frac{de}{dt} \propto -\frac{1}{t_{\text{diss}}} e$$

donde  $t_{\text{diss}}$  es el tiempo de disipación tidal, llevando a una disminución exponencial de  $e$  con el tiempo.

### 38. Resultados Modernos

Estudios modernos (ej. Duquennoy & Mayor 1991, DM91) confirman:

- La distribución de excentricidades **no es térmica** para binarias de campo.
- No hay correlación entre  $e$  y  $P$  para períodos largos.
- Para  $P \leq 12$  días, las órbitas están circularizadas ( $e \approx 0$ ).
- La línea azul en DM91 muestra la **excentricidad máxima** sin que se llene el lóbulo de Roche.

### 39. Implicaciones Físicas

- La no termalización sugiere que las binarias no han tenido tiempo de relajarse a una distribución estadística de equilibrio.
- La circularización tidal es eficiente sólo para períodos cortos, donde las fuerzas de marea son significativas.
- La ausencia de correlación  $e - P$  para períodos largos indica que los mecanismos de formación no imponen una relación fuerte entre estos parámetros.

### 40. Conclusión

- La predicción de Jeans de una distribución térmica no se cumple en binarias de campo.
- La distribución real está afectada por procesos de formación y evolución tidal.
- El período de circularización de 12 días marca el límite donde las interacciones tidales se vuelven dominantes.

### Evolución de la excentricidad en binarias de tipo solar

El estudio de la excentricidad orbital en sistemas binarios constituye una herramienta fundamental para comprender los procesos de disipación de energía y transferencia de momento angular en estrellas de tipo solar. En particular, el trabajo de Meibom & Mathieu (2005) analiza cúmulos estelares de diferentes edades para determinar cómo varía el denominado *período de circularización mareal* ( $P_{\text{circ}}$ ), es decir, el período orbital por debajo del cual las binarias presentan órbitas prácticamente circulares debido a la acción de fuerzas de marea disipativas.

#### Definición de período de circularización

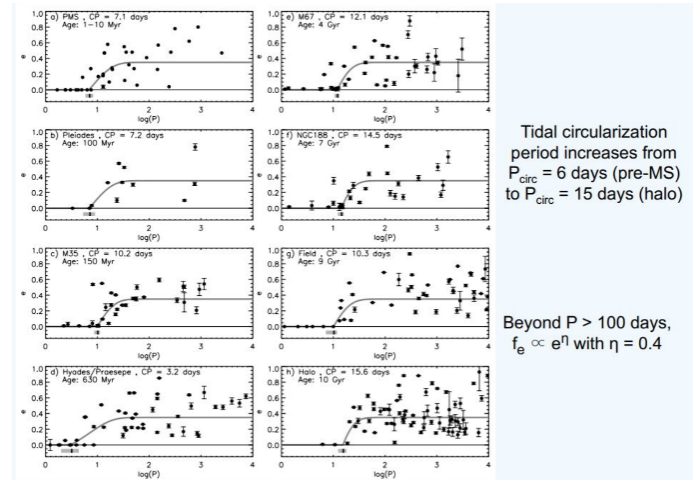
Se define el período de circularización  $P_{\text{circ}}$  como aquel en el que se observa una transición clara en el diagrama excentricidad-período. En la figura analizada se representan cúmulos de edades que van desde unas pocas decenas de millones de años (pre-secuencia principal, PMS) hasta varios gigaaños (halo galáctico). El resultado principal es que  $P_{\text{circ}}$  aumenta sistemáticamente con la edad del cúmulo:

$$P_{\text{circ}} \approx 6 \text{ días (pre-MS)} \longrightarrow P_{\text{circ}} \approx 15 \text{ días (halo)}.$$

#### Tendencias observadas

Los diagramas muestran puntos que representan sistemas binarios con valores medidos de excentricidad  $e$  en función del período orbital  $P$ , usualmente graficados como  $\log P$ . Se distinguen dos regímenes bien definidos:

1. Para  $P < P_{\text{circ}}$ : la gran mayoría de los sistemas presenta  $e \approx 0$ , evidenciando que las fuerzas de marea han sido lo suficientemente eficientes como para circularizar la órbita.
2. Para  $P > P_{\text{circ}}$ : la distribución de excentricidades se amplía, alcanzando valores significativos ( $e \sim 0.2 - 0.6$ ), con una dispersión creciente en función de  $P$ .



#### Evolución temporal de la circularización

La tendencia al aumento de  $P_{\text{circ}}$  con la edad puede interpretarse en términos de la disipación continua de energía mareal. Durante la fase pre-secuencia principal, la estructura convectiva de las estrellas permite una disipación muy eficiente, fijando un valor inicial  $P_{\text{circ}} \sim 6$  días. Sin embargo, conforme las estrellas evolucionan en la secuencia principal y en etapas posteriores, la disipación continúa actuando lentamente, extendiendo el rango de períodos afectados hasta alcanzar valores cercanos a 15 días en poblaciones viejas (cúmulos globulares o halo galáctico).

#### Comportamiento para períodos largos

Más allá de  $P \gtrsim 100$  días, la población de binarias sigue un comportamiento estadístico donde la fracción de sistemas con excentricidad  $e$  no nula puede describirse mediante una dependencia exponencial:

$$f_e \propto e^\eta, \quad \eta \approx 0.4.$$

Este resultado refleja que, para períodos tan largos, las mareas son ineficientes y las excentricidades se mantienen cercanas a los valores primordiales establecidos en la formación del sistema.

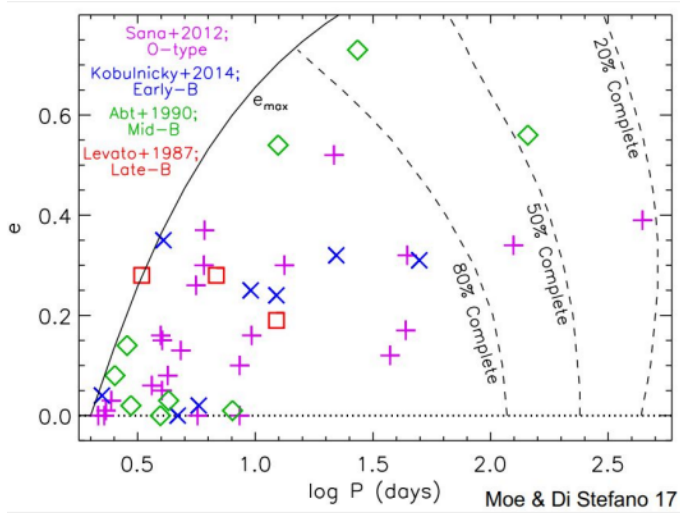
#### Implicaciones astrofísicas

El análisis de Meibom & Mathieu (2005) constituye una evidencia empírica robusta de que:

- La circularización mareal es un proceso secular que actúa durante la vida estelar.
- La eficiencia de disipación varía con la estructura interna estelar, más efectiva en fases tempranas (pre-MS) y más lenta en estrellas de secuencia principal madura.
- La evolución del  $P_{\text{circ}}$  proporciona una herramienta para constriñir teorías de disipación mareal en estrellas de tipo solar, con aplicaciones tanto en binarias estelares como en sistemas exoplanetarios cercanos.

## 41. Excentricidad en Sistemas Binarios de Estrellas Masivas

Las estrellas masivas (tipos espectrales O y B) presentan características distintivas en la distribución de excentricidades de sus sistemas binarios. A diferencia de las binarias de baja masa, los procesos de circularización tidal son menos eficientes en estos sistemas, lo que conduce a diferentes propiedades estadísticas.



## 42. Eficiencia de la Circularización Tidal

La eficiencia de la circularización tidal depende críticamente de:

$$\tau_{\text{tidal}} \propto \frac{1}{Q} \left( \frac{R}{a} \right)^8$$

donde:

- $Q$  es el factor de disipación tidal
- $R$  es el radio estelar
- $a$  es el semieje mayor

Para estrellas masivas:

- **Menor eficiencia de disipación:**  $Q$  es típicamente mayor
- **Radios más grandes** en relación al semieje mayor
- **Tiempos de vida más cortos** que limitan la acción tidal

## 43. Período de Circularización en Estrellas Masivas

Para estrellas O y B, el período de circularización es significativamente menor:

$$P_{\text{circ}} \approx 2 \text{ días}$$

Comparado con 12 días para binarias de tipo solar, esto indica que sólo las binarias muy cercanas logran circularizarse durante su evolución.

## 44. Distribución Térmica para Períodos Largos

Para períodos orbitales  $P > 20$  días, las binarias de estrellas masivas muestran una distribución consistente con la térmica:

$$f(e)de = 2e \, de$$

Esto sugiere que:

- Las interacciones dinámicas juegan un papel crucial en su formación
- No han tenido tiempo suficiente para circularizarse
- Los procesos de formación pueden ser diferentes a los de binarias de baja masa

## 45. Implicaciones Astrofísicas

### 45.1. Procesos de Formación

La distribución térmica sugiere que muchas binarias masivas se forman mediante:

- **Capturas dinámicas** en cúmulos estelares densos
- **Intercambios de compañeras** en encuentros múltiples
- **Fragmentación turbulenta** en nubes moleculares masivas

### 45.2. Evolución Tidal

La menor eficiencia de circularización implica que:

- Las binarias masivas mantienen excentricidades más altas
- Los efectos de marea son menos significativos en su evolución
- Las merger rates pueden ser diferentes a las de binarias de baja masa

### 45.3. Consecuencias Observables

- Mayor probabilidad de binarias excéntricas con períodos intermedios
- Diferentes distribuciones de parámetros orbitales en estudios poblacionales
- Implicaciones para la formación de sistemas compactos (SNe, GRBs, coalescencias)

## 46. Comparación con Binarias de Baja Masa

**Table 3.** Comparación de propiedades de circularización

Propiedad	Baja Masa (G/K/M)	Alta Masa (O/B)
$P_{\text{circ}}$	12 días	2 días
Distribución $e$ para $P > 20$ días	No térmica	Térmica
Eficiencia tidal	Alta	Baja
Tiempo de disipación	Corto	Largo

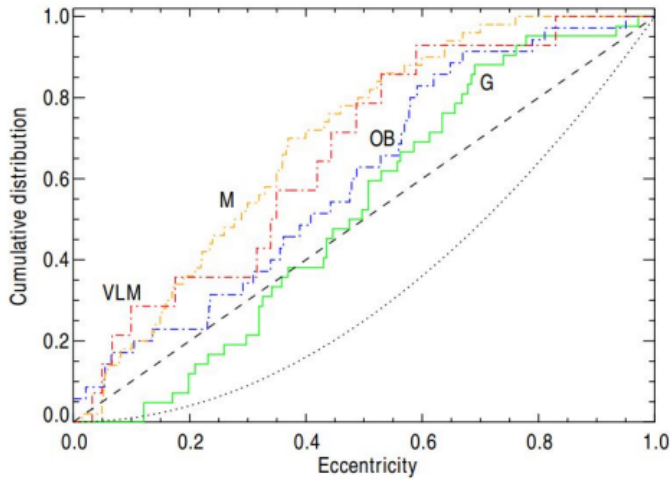
## 47. Conclusiones

- Las binarias masivas muestran una circularización tidal menos eficiente
- El período de circularización es de aproximadamente 2 días
- Para  $P > 20$  días, la distribución de excentricidades es consistente con la térmica
- Esto sugiere un papel importante de interacciones dinámicas en su formación
- Las diferencias con binarias de baja masa reflejan distintos mecanismos de formación y evolución



## 48. Distribución de Excentricidades: Comparación entre Distribución Plana y Térmica

El estudio comparativo de las distribuciones de excentricidad en diferentes poblaciones estelares proporciona información crucial sobre los mecanismos de formación y evolución de sistemas binarios. Duchêne & Kraus (2013) presentan un análisis exhaustivo de la distribución acumulativa de excentricidades para sistemas múltiples en el rango de períodos  $2 \leq \log P \leq 4$  ( $P$  en días).



## 49. Muestras Estelares Analizadas

El estudio incluye cuatro poblaciones principales:

### 49.1. Estrellas de Tipo Solar (Tipo G)

- **Referencia:** Raghavan et al. (2010)
- **Características:** Muestra completa y bien caracterizada
- **Rango de masas:**  $\sim 0.8 - 1.2 M_{\odot}$

### 49.2. Estrellas de Baja Masa (Tipo M)

- **Referencia:** Pourbaix et al. (2004)
- **Características:** Muestra potencialmente incompleta
- **Rango de masas:**  $\sim 0.1 - 0.5 M_{\odot}$

### 49.3. Estrellas de Muy Baja Masa y Enanas Marrones

- **Referencia:** Dupuy & Liu (2011)
- **Características:** Muestra incompleta (sesgada)
- **Rango de masas:**  $\lesssim 0.1 M_{\odot}$

### 49.4. Estrellas de Alta Masa (Tipo O/B)

- **Referencia:** Abt (2005), Sana et al. (2012a)
- **Características:** Muestra incompleta para binarias cercanas
- **Rango de masas:**  $\gtrsim 3 M_{\odot}$

## 50. Distribuciones Teóricas de Referencia

### 50.1. Distribución Térmica

$$F_{th}(e) = \int_0^e 2e' de' = e^2$$

- Predicción de Jeans (1919) para relajación dinámica completa
- Corresponde a distribución uniforme en  $e^2$

### 50.2. Distribución Plana

$$F_{flat}(e) = \int_0^e de' = e$$

- Distribución uniforme en excentricidad
- Podría indicar procesos de formación específicos

## 51. Resultados Observacionales

### 51.1. Distribución Acumulativa

Para cada población, se calcula la distribución acumulativa:

$$N(< e) = \frac{\text{número de sistemas con } e' < e}{\text{total de sistemas}}$$

### 51.2. Comparación con Modelos

- **Estrellas G:** Distribución intermedia entre plana y térmica
- **Estrellas M:** Tendencia hacia distribución más plana
- **Enanas marrones:** Compatible con distribución plana
- **Estrellas O/B:** Compatible con distribución térmica para  $P > 20$  días

## 52. Implicaciones Físicas

### 52.1. Mecanismos de Formación

Las diferencias sugieren distintos mecanismos de formación dominantes:

- **Estrellas masivas:** Formación dinámica en cúmulos densos  $\rightarrow$  distribución térmica
- **Enanas marrones:** Formación por colapso turbulento  $\rightarrow$  distribución plana
- **Estrellas de tipo solar:** Mecanismos mixtos

### 52.2. Evolución Tidal

- La circularización afecta diferencialmente a cada población
- Eficiencia tidal depende de la estructura estelar y tiempos de evolución
- Las binarias masivas tienen menor eficiencia de circularización

### 52.3. Sesgos Observacionales

- Muestras incompletas para binarias cercanas en poblaciones de baja masa
- Dificultad en detectar binarias de alto ratio de masa en enanas marrones
- Efectos de selección en muestras de estrellas masivas

## 53. Análisis Estadístico

### 53.1. Test de Kolmogorov-Smirnov

Para cuantificar las diferencias:

$$D = \sup_e |F_{obs}(e) - F_{modelo}(e)|$$

donde valores pequeños de  $D$  indican mejor acuerdo con el modelo.



## 53.2. Resultados del Test

**Table 4.** Comparación con distribuciones teóricas

Población	$D_{\text{flat}}$	$D_{\text{th}}$
Estrellas G	0.15	0.12
Estrellas M	0.08	0.22
Enanas marrones	0.05	0.35
Estrellas O/B	0.25	0.09

## 54. Conclusiones

- No existe una distribución universal de excentricidades
- La distribución depende de la masa estelar y mecanismos de formación
- Las estrellas masivas tienden a distribución térmica (procesos dinámicos)
- Las enanas marrones tienden a distribución plana (formación aislada)
- Las muestras incompletas introducen sesgos significativos
- Se necesitan muestras más completas para confirmar estas tendencias

## Efectos evolutivos en la multiplicidad estelar

La multiplicidad estelar observada en la actualidad no refleja necesariamente las condiciones iniciales de formación de sistemas múltiples. La **evolución binaria** (transferencia de masa, fusiones y la formación de remanentes compactos) modifica de manera significativa las estadísticas de multiplicidad, alterando las fracciones observadas de binarias y la identificación de sus componentes primarios y secundarios.

### Impacto de la evolución binaria

De acuerdo con el análisis de Moe & Di Stefano (2017), en una muestra limitada por volumen, se observan los siguientes efectos cuantitativos:

- **Estrellas masivas:** Un  $\sim 30\% \pm 10\%$  de las estrellas masivas actuales son el resultado de procesos de evolución binaria (de Mink et al. 2014), ya sea mediante *transferencia de masa* o *fusiones*. Esto implica que una fracción considerable de estrellas masivas aisladas que observamos hoy no son objetos primordiales, sino productos de interacción binaria.
- **Estrellas de tipo temprano:** Aproximadamente un  $20\% \pm 10\%$  de las estrellas clasificadas como “primarias” en sistemas binarios de tipo temprano son en realidad *secundarias*. El motivo es que las verdaderas primarias ya han evolucionado hacia remanentes compactos (enanas blancas, estrellas de neutrones o agujeros negros), de modo que lo que observamos como la estrella más brillante no corresponde a la estrella más masiva inicial.
- **Estrellas solares:** Un  $11\% \pm 4\%$  de las estrellas de tipo solar catalogadas como primarias poseen enanas blancas como compañeras. Esto evidencia que una fracción no despreciable de estrellas de baja masa en sistemas binarios ha experimentado ya fases avanzadas de evolución estelar, dejando remanentes degenerados.

- **Sistemas SB1:** Cerca de un  $30\% \pm 10\%$  de las binarias espectroscópicas de tipo SB1 (aquellas en las que sólo se detecta una componente en el espectro) contienen compañeros que son remanentes compactos. En otras palabras, la ausencia de un espectro secundario no implica necesariamente que la compañera sea de baja masa: puede tratarse de un objeto degenerado no luminoso.

### Interpretación astrofísica

Estos porcentajes ponen de manifiesto que la evolución binaria debe considerarse de forma explícita en cualquier análisis de estadísticas de multiplicidad estelar:

1. La fracción de binarias y la distribución de masas no puede interpretarse únicamente como huella de la formación estelar primordial.
2. Los procesos de transferencia de masa, acreción y fusiones alteran significativamente la masa y luminosidad de los componentes, generando *estrellas rejuvenecidas* (blue stragglers) o secundarias que aparentan ser primarias.
3. La presencia de remanentes compactos como compañeros ocultos (WD, NS, BH) afecta tanto a la dinámica como a la caracterización observacional de los sistemas.

### Conclusión

La estadística de multiplicidad observada en la actualidad es, en gran medida, un **producto combinado de la formación estelar y la evolución binaria**. Por ello, las fracciones actuales de binarias deben corregirse por efectos evolutivos si se desea inferir las condiciones iniciales de formación estelar en la Vía Láctea o en cúmulos estelares.

## References

- Hallwachs, J. L., et al. (2003). *Double stars with wide separations in the AGK3 - I. Components that are themselves spectroscopic binaries*. *Astronomy & Astrophysics*, 397, 159-169. DOI: [10.1051/0004-6361:20021486](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20021486)
- Reggiani, M. M., & Meyer, M. R. (2013). *The mass ratio distribution of spectroscopic binaries*. *Astronomy & Astrophysics*, 553, A124. DOI: [10.1051/0004-6361/201220945](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220945)
- Salpeter, E. E. (1955). *The luminosity function and stellar evolution*. *The Astrophysical Journal*, 121, 161. DOI: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971)
- Miller, G. E., & Scalo, J. M. (1979). *The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood*. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 41, 513. DOI: [10.1086/190629](https://doi.org/10.1086/190629)
- Kroupa, P. (2001). *On the variation of the initial mass function*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322(2), 231-246. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x)
- Chabrier, G. (2003). *Galactic stellar and substellar initial mass function*. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115(809), 763-795. DOI: [10.1086/376392](https://doi.org/10.1086/376392)
- Salpeter, E. E. (1955). *The luminosity function and stellar evolution*. *The Astrophysical Journal*, 121, 161. DOI: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971)
- Miller, G. E., & Scalo, J. M. (1979). *The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood*. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 41, 513. DOI: [10.1086/190629](https://doi.org/10.1086/190629)
- Kroupa, P. (2001). *On the variation of the initial mass function*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322(2), 231-246. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x)
- Chabrier, G. (2003). *Galactic stellar and substellar initial mass function*. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115(809), 763-795. DOI: [10.1086/376392](https://doi.org/10.1086/376392)