

ДИНАМИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ТРОЙНОЙ ЗВЕЗДЫ T TAURI

© 2023 г. О. В. Кияева^{1,*}, Л. Г. Романенко^{1,**}¹ Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург, Россия

*E-mail: kiyeva@list.ru

**E-mail: lrom1962@list.ru

Поступила в редакцию 07.03.2023 г.

После доработки 27.03.2023 г.

Принята к публикации 27.03.2023 г.

Тройная система молодых звезд T Tauri была открыта сравнительно недавно и привлекла внимание многих исследователей. Множество статей посвящено исследованию физических свойств звезд данной системы, окруженных диском из пыли и газа. Наша работа посвящена астрометрическому исследованию тройной системы с использованием метода параметров видимого движения (ПВД). В настоящее время хорошо известна орбита внутренней пары Sa-Sb с периодом 27 лет. С параллаксом Gaia DR3 суммарная масса $M_{Sa+Sb} = 2.49 M_{\odot}$. Методом ПВД по опубликованным высокоточным однородным наблюдениям на телескопах Keck 1 и VLT получены две орбиты внешней пары N-S, одна из которых почти круговая. Для круговой орбиты можно вычислить орбитальные элементы и динамический параллакс для заданной массы, используя только параметры видимого движения. Именно это дало возможность сравнить динамический параллакс с высокоточным из каталога Gaia DR3 и вычислить массы компонентов в зависимости от массы внутренней подсистемы: $M_N = (2.4 \pm 0.2) M_{\odot}$, $M_{Sa} = (2.09 \pm 0.05) M_{\odot}$, $M_{Sb} = (0.40 \pm 0.05) M_{\odot}$. Также оценены границы для орбитального периода: $500 \leq P \leq 700$ лет.

Ключевые слова: тройные звезды, T Tauri, орбиты, массы звезд**DOI:** 10.31857/S0004629923050055, **EDN:** YWPLGZ

1. ВВЕДЕНИЕ

Звезда T Tauri = WDS 04220+1932 = Hip 20390 была открыта как двойная звезда N-S сравнительно недавно, в 1982 г. [1]. В 1983 г. южный компонент был разрешен на два (Sa и Sb), но надежные наблюдения выполняются только с 1997 г. [2].

В каталоге WDS [3] приведены следующие значения для звездных величин и спектральных классов компонентов N, Sa и Sb соответственно: 5.5^m K0-5, 8.2^m G5V, 10.3^m . Однако в работе [4] убедительно показано, что звезды Sa и Sb переменные, и диапазон звездных величин для них меняется от 7^m до 11^m .

Данная работа является продолжением исследования, выполненного нами в 2017 г. Тогда наши результаты были доложены на ежегодной конференции “Современная звездная астрономия” и опубликованы кратко в материалах конференции [5]. Для определения орбит по наблюдениям короткой дуги мы использовали метод параметров видимого движения (ПВД) [6]. Этим методом мы определили орбиты внутренней и внешней пары T Tau по опубликованным наблюдениям, выполненным на 10 м телескопе Keck 1 с адаптивной

оптикой [7], и на VLT с аппаратурой NACO и SPHERE [8]. Кроме позиционных наблюдений, мы использовали параллакс, полученный на VLBA [9], равный 6.8 ± 0.1 мсд (далее mas — milli arc second).

Метод ПВД предназначен для орбит с периодом обращения порядка 1000 лет, но наша орбита внутренней пары Sa-Sb с периодом всего 27 лет хорошо согласовывалась с опубликованными в работах Шефера и др. [7] и Келера и др. [8], и тогда было невозможно определить, какая орбита лучше соответствует всему ряду. Для внешней пары N-S нами были получены орбиты с суммарной массой системы 6.1 и 5.1 масс Солнца.

В настоящее время появились новые наблюдения и более точный параллакс из каталога Gaia DR3 [10], равный 6.89 ± 0.04 mas. В данной работе на примере внутренней пары мы получили возможность оценить, насколько надежна орбита, полученная методом ПВД. Для внешней пары астрометрически получена сумма масс компонентов и более точная круговая орбита. На методе оценки массы системы мы остановимся подробно в разделе 3.

Таблица 1. Элементы орбит пары Sa-Sb

Параметр	Работа			
	Шефер, 2014 [7]	Келер, 2016 [8]	Кияева, 2017 [5]	Шефер, 2020 [4]
a , mas	89 ± 7	85 ± 4	88 ± 2	85.12 ± 0.62
P , год	29 ± 4	27 ± 2	27.4 ± 0.7	27.18 ± 0.72
e	0.49 ± 0.12	0.56 ± 0.09	0.55 ± 0.02	0.551 ± 0.032
i , град	29.8 ± 12	20 ± 10	25.8 ± 2.8	21.1 ± 2.1
ω , град	218 ± 14	228 ± 34	237.5 ± 5.1	225.8 ± 16.9
Ω , град	287 ± 19	272 ± 19	264.7 ± 5.1	274.4 ± 16.9
T_p , год	1995.8 ± 0.9	1991.1 ± 0.8	1996.3 ± 0.4	1996.10 ± 0.38
$M_{\text{Sa+Sb}}, M_{\odot}$	2.56	2.58	2.77	2.495

Примечание. Массы каждой орбиты соответствуют параллаксу из каталога Gaia DR3 [10].

2. СРАВНЕНИЕ ПВД-ОРБИТЫ ЮЖНОЙ ПАРЫ Sa-Sb С НОВЫМИ НАБЛЮДЕНИЯМИ

Для определения орбиты методом ПВД требуется с максимально высокой точностью знать параллакс p , сумму масс компонентов, параметры видимого движения — ρ , θ , μ , ψ , ρ_c — и относительную лучевую скорость ΔV_r для одного момента времени t_0 в середине короткой дуги. Здесь:

ρ — видимое расстояние между компонентами,

θ — позиционный угол относительного положения,

μ — видимая скорость относительного движения,

ψ — позиционный угол направления видимого относительного движения,

ρ_c — радиус кривизны видимой короткой дуги.

Тогда получаем две орбиты, соответствующие положению спутника на момент t_0 симметрично относительно картинной плоскости (ближе или дальше нее). Каждой орбите соответствует угол β между направлением на спутник относительно главной звезды в момент t_0 и его проекцией на картинную плоскость.

Главное достоинство метода ПВД — это то, что можно контролировать качество полученного решения, так как для определения параметров видимого движения нет необходимости использовать все имеющиеся наблюдения, и можно проверить согласованность исходных данных между собой. Все наблюдения используются для контроля качества орбиты, выбора единственного решения и уточнения отдельных неизвестных параметров (например, массы системы). Это принципиально отличает его от методов, где главный критерий — согласие с позиционными наблюдениями, которые позволяют всегда получить орбиту, но плохо работают на короткой дуге.

Для внутренней пары Sa-Sb в нашей работе [5] параметры видимого движения на момент 2010.5 были вычислены по однородным наблюдениям 2008–2014 гг. (7 положений) из статьи [7]. Из статьи [9] мы взяли параллакс, равный 6.8 ± 0.1 mas, который был определен на VLBA. Сумма масс компонентов $M_{\text{Sa+Sb}}$ и относительная лучевая скорость ΔV_r оценивались из сравнения с высокоточными удаленными наблюдениями. Это более ранние наблюдения, начиная с 1997 г., из каталога WDS [3], из статей [7, 8] до 2008 г. Из сравнения с этими наблюдениями легко выбрать одно решение из двух.

С 1997 г. по настоящее время южная пара сделала почти полный оборот. В работе [4] опубликованы наблюдения, выполненные на телескопе Кеск 1 до 2020 г., и новая орбита. В табл. 1 для сравнения мы представляем все рассмотренные выше орбиты внутренней пары Sa-Sb.

Элементы орбиты из работы [4] практически совпадают с элементами, ранее полученными в работе [8], но ошибки значительно меньше, поэтому мы считаем ее лучшей в настоящее время. Параллаксы, полученные на VLBA (6.8 ± 0.1 mas [9]), Gaia DR2 (6.93 ± 0.06 mas [11]) и Gaia DR3 (6.89 ± 0.04 mas [10]) хорошо согласуются. В данной работе мы используем наиболее точный параллакс из каталога Gaia DR3.

Теперь мы можем оценить, насколько надежна наша ПВД-орбита, которая начала систематически отклоняться от наблюдений с 2016 г. (рис. 1). С момента $t_0 = 2010.5$ прошло 5.5 лет. Можно сделать вывод, что если наблюдения высокого качества, то орбиту можно использовать в течение времени, охватывающего приблизительно 20% относительно ее периода. При периоде 1000 лет величина 100–200 лет — хороший срок для эфемерид.

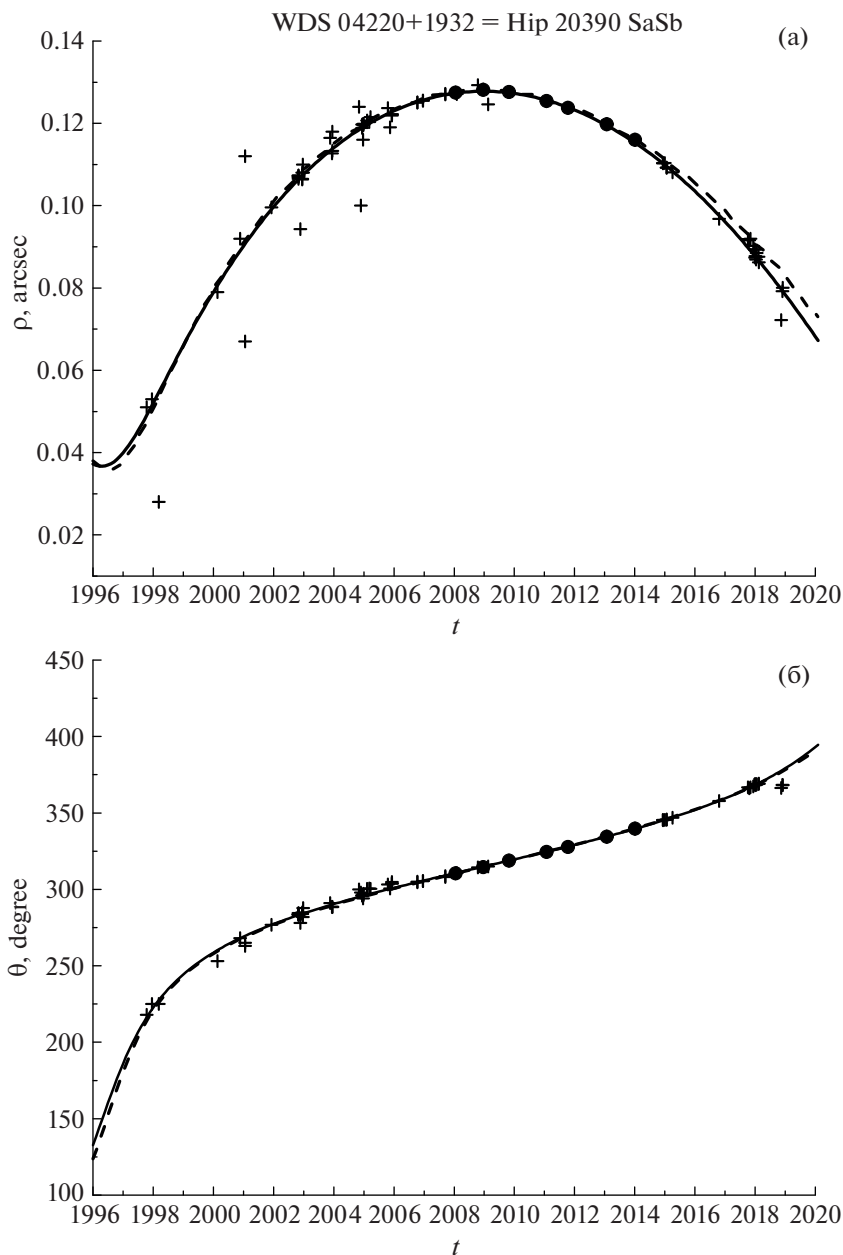


Рис. 1. Сравнение ПВД-орбиты [5] пары Sa-Sb (штриховая линия) с лучшей орбитой (сплошная линия) из работы [4] и с наблюдениями для $\rho(t)$ (а) и $\theta(t)$ (б). Крестиками обозначены наблюдения из WDS [3], кружками показана главная дуга, по которой вычислены ПВД.

3. ПРЕДВАРИТЕЛЬНАЯ ОЦЕНКА МАСС КОМПОНЕНТОВ

Метод астрометрического определения масс в тройной системе без подробного описания мы применили в работе [5]. В данной работе мы подробно опишем этот процесс.

Предположения, которые мы допускаем, приведены ниже.

1) Фотоцентр каждого компонента совпадает с его центром масс.

2) Визуально-тройная система замкнута, и возможные маломассивные спутники не влияют на результат.

3) Динамическая масса внутренней подсистемы $M_{\text{Sa+Sb}} = 2.495 M_{\odot}$, что соответствует параллаксу из каталога Gaia DR3 и элементам орбиты внутренней пары из статьи [4].

Важно то, что имеются два ряда однородных высокоточных измерений всех трех компонентов, отнесенных к одним и тем же моментам вре-

мени, и каждый ряд наблюдался на одном телескопе. Использовались наблюдения, опубликованные в работах [7, 8].

Определим отношения масс каждого компонента к массе внутренней пары.

$$q_1 = M_{\text{Sa}}/M_{\text{Sa+Sb}}, \quad q_2 = M_{\text{Sb}}/M_{\text{Sa+Sb}} = 1 - q_1, \\ q_3 = M_{\text{N}}/M_{\text{Sa+Sb}}.$$

Тогда для каждого опубликованного наблюдения, соответствующего моменту t_i , можно вычислить координаты центра масс тройной звезды x_c, y_c в системе координат относительно северного компонента N:

$$x_c = \frac{(x_1 - x_2)q_1 + x_2}{1 + q_3}, \quad y_c = \frac{(y_1 - y_2)q_1 + y_2}{1 + q_3}. \quad (1)$$

Здесь $x_1 = \rho_i \sin \theta_i$, $y_1 = \rho_i \cos \theta_i$ вычислены по наблюдениям пары N-Sa. Аналогично x_2, y_2 вычислены по наблюдениям пары N-Sb.

Считая центр масс неподвижным, можно по двум наблюдениям в моменты t_i и t_j получить средние скорости движения компонентов Sa и Sb (соответственно V_{Sa} и V_{Sb}) относительно центра масс и сравнить их со скоростью относительного движения ΔV , которая аналогично вычисляется по паре Sa-Sb. Подбираем такую комбинацию значений q_1 и q_3 , при которой функция сравнения

$$F_{i,j}^2 = [V_{x,\text{Sb}} - V_{x,\text{Sa}} - \Delta V_x]^2 + [V_{y,\text{Sb}} - V_{y,\text{Sa}} - \Delta V_y]^2 \quad (2)$$

принимает минимальное значение.

Диапазоны, внутри которых осуществлялся перебор значений q_1 и q_3 , следующие: $0.5 \leq q_1 \leq 0.95$ с шагом 0.01, $0.5 \leq q_3 \leq 2.0$ с шагом 0.01. То, что масса звезды Sa больше, чем масса Sb, очевидно, если сравнить положения фотоцентра пары Sa-Sb относительно компонента N (N-Sab) с положениями N-Sa и N-Sb [4, 5]. Верхняя граница поиска q_3 выбрана нами произвольно, она соответствует массе компонента N, равной $5.0 M_\odot$, что существенно превосходит значение, полученное из анализа распределения спектральной энергии $1.7 \leq M_{\text{N}} \leq 2.2 M_\odot$ [9].

Так как предполагается, что на интервале $(t_i - t_j)$ орбитальное движение равномерное и прямолинейное, выбранные интервалы должны быть достаточно близкими и, в то же время, такие, чтобы скорость вблизи апоастро внутренней орбиты Sa-Sb определялась достаточно уверенно. Мы выполнили два варианта расчетов:

1) t_i и t_j — соседние моменты, представленные авторами статей, $|t_i - t_j| \approx 1$ год;

2) мы искусственно комбинировали пары так, чтобы $|t_i - t_j| \approx 2$ года.

Результаты представлены в табл. 2. В пятом столбце таблицы представлены веса конкретных значений q_1 и q_3 , с которыми они вошли в средние значения. Этот вес равен сумме весов i -го и j -го наблюдений. Вес каждого наблюдения определяется ошибкой σ_p и равен сумме $1/\sigma_p^2$, вычисленных для всех трех пар N-Sa, N-Sb и Sa-Sb.

Из 11 наблюдений, опубликованных в [7], мы заранее исключили наблюдение, соответствующее моменту 2005.9, так как его ошибки у всех трех пар гораздо больше, чем у остальных 10 наблюдений, и оно очевидно ошибочно даже при визуальном просмотре. В той же статье [7] приведены независимые измерения всех трех пар, а в статье [8] — измерения пар N-Sa и Sa-Sb. Положения N-Sb были пересчитаны нами и, соответственно, ошибки этих положений больше, а суммарный вес, представленный в табл. 2, меньше. Мы объединяли в пары только однородные наблюдения, полученные или на обсерватории Ке-ск, или на VLT/NACO.

В 2017 г. для определения параметров q_1 и q_3 мы использовали 29 независимых пар наблюдений. Добавление нескольких пар, опубликованных в работе 2020 г., не может существенно изменить результат, поэтому мы оставили только эти 29. Это несущественно еще и потому, что вычисленные в первом приближении массы являются предварительными и будут уточняться в процессе данного исследования (см. раздел 4).

Значение $q_1 = 0.84 \pm 0.02$ определяется уверенно. Соответственно, $M_{\text{Sa}} = (2.09 \pm 0.05) M_\odot$, $M_{\text{Sb}} = (0.40 \pm 0.05) M_\odot$, $M_{\text{Sb}}/M_{\text{Sa}} = 0.19 \pm 0.04$. Динамические массы, вычисленные в работе [4] с параллаксом из Gaia DR2 [11] для компонентов внутренней пары ($M_{\text{Sa}} = (2.05 \pm 0.14) M_\odot$, $M_{\text{Sb}} = (0.43 \pm 0.06) M_\odot$, $M_{\text{Sb}}/M_{\text{Sa}} = 0.21 \pm 0.03$), хорошо согласуются с нашими результатами.

Разброс значений q_3 охватывает весь диапазон 0.5–2.0 и определяется менее уверенно. Это указывает на то, что центр масс не является неподвижным. Область звездообразования в созвездии Тельца неустойчива. Эсплин и Луман [12] обнаружили в данной области 79 новых членов планетной и звездной массы. Множество статей посвящены исследованию газопылевого диска вокруг звезд данной системы (см., напр., [13]). Среди такого “хаоса” возможно колебание центра масс вокруг некоторого среднего положения, что отражено в табл. 2.

В работе [4] показано, что звездная величина северного компонента N постоянна, но у компонентов Sa и Sb она меняется. То, что мы получили массы звезд внутренней подсистемы уверенно, говорит о том, что колебание центра масс связано с особенностями компонента N. Есть работы, в

Таблица 2. Оценка масс компонентов. Определение коэффициентов q_1 и q_3

t_1	t_2	q_1	q_3	Вес	Ссылка
2002.829	2004.981	0.75	0.54	4.24	[7]
2004.981	2006.963	0.73	0.52	29.92	[7]
2006.963	2008.045	0.80	0.53	68.15	[7]
2008.045	2008.962	0.95	1.34	47.97	[7]
2008.962	2009.817	0.52	0.50	65.03	[7]
2009.817	2011.064	0.92	0.51	79.15	[7]
2011.064	2011.780	0.89	2.00	66.64	[7]
2011.780	2013.074	0.94	1.70	64.51	[7]
2013.074	2014.008	0.93	0.52	33.68	[7]
2001.935	2002.953	0.56	0.50	5.78	[8]
2002.953	2003.944	0.90	0.73	2.95	[8]
2003.944	2004.938	0.68	0.62	3.27	[8]
2004.938	2006.776	0.94	1.13	3.79	[8]
2006.776	2007.707	0.77	1.99	7.26	[8]
2007.707	2008.084	0.92	1.00	57.55	[8]
2008.084	2008.793	0.80	1.21	53.95	[8]
2008.793	2009.132	0.81	1.59	2.21	[8]
Средневзвешенное		0.835 ± 0.033	1.013 ± 0.138		
2002.829	2004.981	0.75	0.54	4.24	[7]
2004.981	2006.963	0.73	0.52	29.92	[7]
2006.963	2008.962	0.94	1.53	35.42	[7]
2008.962	2011.064	0.53	0.50	29.35	[7]
2011.064	2013.074	0.94	1.29	41.33	[7]
2011.780	2014.008	0.92	1.90	58.99	[7]
2001.935	2003.944	0.86	0.90	6.74	[8]
2003.944	2006.776	0.95	1.68	4.44	[8]
2006.776	2008.793	0.71	1.17	3.66	[8]
2002.953	2004.938	0.67	1.59	2.31	[8]
2004.938	2007.707	0.93	1.47	6.09	[8]
2007.707	2009.132	0.88	1.92	5.81	[8]
Средневзвешенное		0.841 ± 0.043	1.286 ± 0.163		

которых дискутируется вопрос о возможном спутнике у звезды N [14–16].

В данной работе мы не рассматриваем физические свойства звезд данной системы, а исследуем ее только с точки зрения астрометрии и динамики. В первом приближении мы принимаем среднее значение $q_3 = 1.1 \pm 0.2$, что соответствует $M_N = 2.7 M_\odot$, $2.2 \leq M_N \leq 3.2 M_\odot$. Это превосходит оценку $1.7 \leq M_N \leq 2.2 M_\odot$ [9]. Определяя орбиту внешней пары, мы рассмотрим диапазон $1.7 \leq M_N \leq 2.7 M_\odot$.

4. ОРБИТА ВНЕШНЕЙ ПАРЫ N-S

Прежде всего для всех наблюдений были вычислены положения компонента N относительно центра масс пары Sa-Sb при условии $M_{Sb}/M_{Sa} = 0.19$. Параметры видимого движения вычислены на основе однородных наблюдений на телескопе Keck I за 2002–2014 гг. и одного наблюдения VLT (2014.9), укладываемого в этот ряд [7, 8] и представлены в табл. 3. В последних строках — СКО в радиальном (σ_r) и тангенциальном ($\sigma_t = \rho \sigma_\theta (\pi/180^\circ)$) направлениях.

Таблица 3. Параметры видимого движения внешней пары N-S

Параметр	Значение
$T_1 - T_2$	2002.8–2014.9
t_0	2009.0
ρ , mas	684.11 ± 0.17
θ , град	187.939 ± 0.015
μ , mas/год	8.45 ± 0.06
ψ , град	289.4 ± 0.4
ρ_c , mas	840 ± 10
σ_ρ , mas	0.68
σ_τ , mas	1.00

Примечание. σ_ρ , σ_τ — ошибки единицы веса, полученные при выравнивании; $\sigma_\tau = \rho \sigma_\theta (\pi/180^\circ)$.

Вначале мы принимаем $M_{N+S}/M_\odot = 2.7 + 2.495 \approx 5.2$. Для определения орбиты методом ПВД не хватает только относительной лучевой скорости. Мы оценили этот параметр, используя позиционные наблюдения 1989–2000 гг. согласно алгоритму, который был предложен в работе [17], где сравниваются не непосредственно наблюдения, а элементы Тиле–Иннеса A , B , F , G , вычисленные двумя путями: по геометрическим эле-

ментам ПВД-орбиты (a , i , ω и Ω) и в качестве решения методом наименьших квадратов системы линейных уравнений, где наряду с наблюдаемыми координатами используются динамические элементы ПВД-орбиты (P , T и e). В идеале эти значения должны совпадать. Мы ищем минимум функции сравнения S ,

$$S = (\Delta A^2 + \Delta B^2 + \Delta F^2 + \Delta G^2)^{1/2}. \quad (3)$$

Для данной звезды минимум S определяется неуверенно, $1.0 < |\Delta V_r| < 2.5$ км/с (см. рис. 2). Мы принимаем среднее значение $|\Delta V_r| = 1.7 \pm 0.8$ км/с. Следует отметить, что для такой далекой звезды даже незначительное изменение параллакса сказывается на выборе $|\Delta V_r|$. Здесь мы использовали параллакс из Gaia DR3 6.89 ± 0.04 mas. В нашей работе 2017 г. [5] с параллаксом 6.8 ± 0.1 mas среднее значение составляло $|\Delta V_r| = 2.1 \pm 1.0$ км/с.

Методом ПВД мы получили две равновероятные орбиты, для которых положения спутника в момент t_0 симметричны относительно картинной плоскости. Они имеют два одинаковых параметра — период $P = 507$ лет и большую полуось $a = 759$ mas (117 а.е.), и различающиеся остальные параметры. Эти орбиты представлены в табл. 4. Обращаем внимание на то, что одно из решений соответствует почти круговой орбите, а относительная

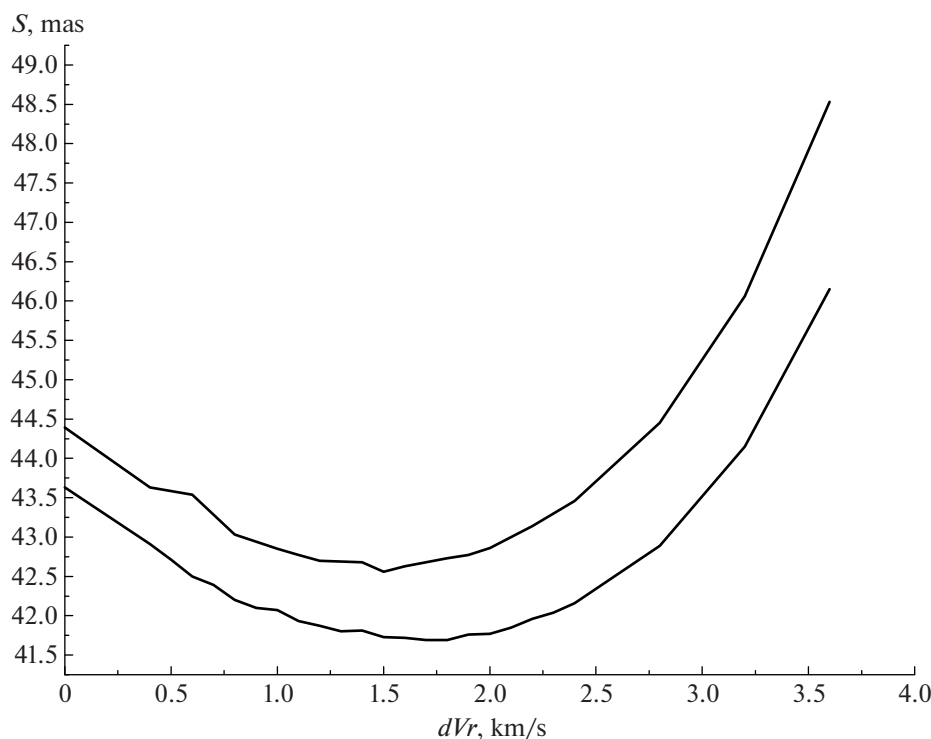


Рис. 2. Поиск $|\Delta V_r|$ для пары N-S по минимуму функции S при фиксированных массах системы $5.2 M_\odot$ (нижняя кривая) и $4.9 M_\odot$ (верхняя кривая).

Таблица 4. Элементы ПВД-орбит внешней пары N-S

Параметр	Значение				
$M_{\text{N+S}}, M_{\odot}$	5.2		4.9	4.9	
ΔV_r , км/с	1.7 ± 0.8		—	1.5 ± 0.8	
a , а.е.	$110.1^{+5.3}_{-9.7}$		115.1 ± 0.5	$110.1^{+4.8}_{-9.3}$	
a , mas	759^{+37}_{-67}		793 ± 4	759^{+33}_{-64}	
P , годы	507^{+37}_{-68}		558^{+4}_{-5}	522^{+35}_{-68}	
β , град	+32	−32	+30.4	+30	−30
e	$0.07^{+0.02}_{-0.07}$	$0.32^{+0.04}_{-0.05}$	0.00	$0.06^{+0.02}_{-0.08}$	$0.30^{+0.05}_{-0.05}$
i , град	$37.3^{+2.7}_{-3.1}$	$33.2^{+1.1}_{-2.1}$	$36.8^{+0.8}_{-0.7}$	$35.0^{+2.7}_{-3.2}$	$31.1^{+1.1}_{-2.1}$
Ω , град	$132.0^{+9.7}_{-7.9}$	$262.8^{+11.1}_{-12.4}$	$136.5^{+0.6}_{-0.7}$	$131.0^{+10.7}_{-8.6}$	$264.1^{+12.1}_{-13.5}$
ω , град	$232.6^{+16.3}_{-109.0}$	$42.3^{+2.0}_{-2.7}$	—	$203.1^{+13.8}_{-173.5}$	$37.3^{+3.3}_{-2.2}$
T , годы	2248^{+150}_{-160}	2128^{+13}_{-15}	—	2207^{+257}_{-15}	2128^{+14}_{-15}

Примечание. Для определения эллиптических орбит использовался параллакс из каталога Gaia DR3 [10], равный 6.89 ± 0.04 mas.

лучевая скорость определена с большой ошибкой. Поэтому целесообразно предположить, что орбита круговая. Тогда знание лучевой скорости не требуется, а для вычисления расстояния между компонентами в астрономических единицах $r = a$ и динамического параллакса p_d с заданной массой требуются только параметры видимого движения [6, 18].

Расстояние между компонентами вычисляется по формуле:

$$r^3 = 4\pi^2 M_{N+S} \frac{\rho \rho_c}{\mu^2} |\sin(\theta - \psi)|. \quad (4)$$

Расстояние до звезды в парсеках Δ получаем в результате решения биквадратного уравнения:

$$q\Delta^4 + b\Delta^2 + 1 = 0,$$

где

$$q = \frac{\mu^2 \rho \sin^2(\theta - \psi)}{k^2 r},$$

$$b = -\frac{\rho^2}{r^2} + \frac{\mu^2 r}{k^2}, \quad k^2 = 4\pi^2 M_{N+S}.$$

В работе [18] показано, что из четырех корней данного уравнения только один удовлетворяет условию проекции $\rho\Delta \leq r$.

$$p_d = \frac{1}{\Delta} = \left(-\frac{b + \sqrt{b^2 - 4q}}{2q} \right)^{-0.5}. \quad (5)$$

В табл. 5 представлены значения r и p_d для разных значений масс. Как видно из таблицы, динами-

ческий параллакс равен тригонометрическому из Gaia DR3 в пределах 3σ , если масса северного компонента $M_N = (2.4 \pm 0.2)M_{\odot}$, что немного превышает фотометрическую оценку $M_N \leq 2.2M_{\odot}$ [9].

С массой $M_{N+S} = (2.4 + 2.495)M_{\odot} \approx 4.9M_{\odot}$ и подобранной лучевой скоростью $\Delta V_r = 1.5 \pm 0.8$ км/с (см. рис. 2) методом ПВД были получены новые элементы двух эллиптических орбит. Они представлены в табл. 4 и на рис. 3. Там же представлена круговая орбита.

Таблица 5. Определение массы компонента N

$M_N, M_{\odot}$	$M_{S+N}, M_{\odot}$	r , а.е.	p_d , mas
1.7	4.2	109.4	7.24
1.8	4.3	110.2	7.19
1.9	4.4	111.1	7.13
2.0	4.5	111.9	7.09
2.1	4.6	112.7	7.06
2.2	4.7	113.5	6.98
2.3	4.8	114.3	6.93
2.4	4.9	115.1	6.89
2.5	5.0	115.9	6.84
2.6	5.1	116.7	6.80
2.7	5.2	117.4	6.75

Примечание. Используется сравнение динамического параллакса p_d с тригонометрическим $p_t = 6.89 \pm 0.04$ mas (Gaia DR3 [10]), соответствующая строка выделена жирным шрифтом.

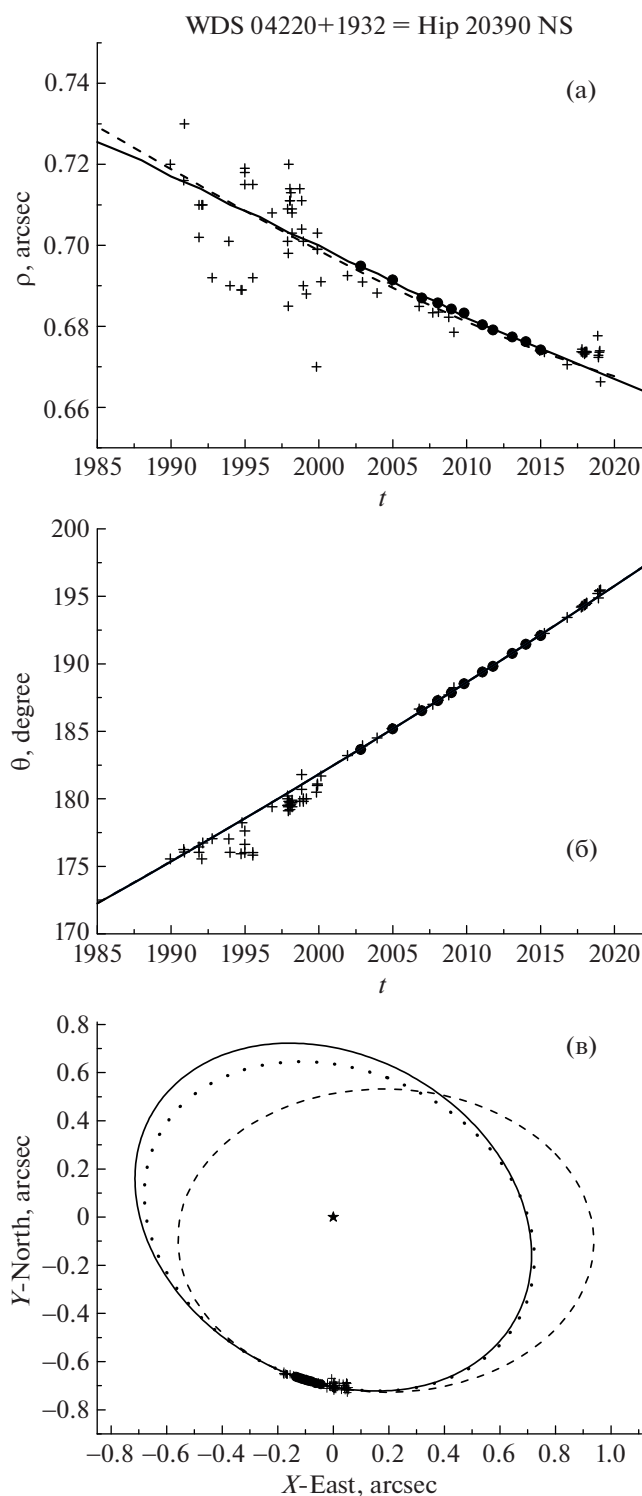


Рис. 3. Сравнение с наблюдениями круговой орбиты пары N-S (сплошная линия) и двух эллиптических орбит (пунктирная линия — для $\beta = +30^\circ$, штриховая — для $\beta = -30^\circ$) с массой $4.9 M_\odot$ для $\rho(t)$ (а) и $\theta(t)$ (б), показаны также орбиты в картинной плоскости (в). Крестиками обозначены наблюдения пары N-Sab (центр масс) из WDS [3]; главная дуга, по которой вычислены ПВД — кружки; главный компонент — звездочка.

Ошибки элементов ПВД-орбит определяются ошибками исходных данных, но ошибка суммарной массы не учитывается, так как она функционально связана с параллаксом. Ошибки несимметричны относительно решения, поэтому мы приводим отклонения в отрицательную и положительную стороны относительно вычисленного решения. Ошибки полученных здесь эллиптических орбит определяются, в основном, большой ошибкой относительной лучевой скорости.

Параметры Ω и ω определяются с точностью до 180° . Две эллиптические орбиты, полученные методом ПВД, равновероятны, но, учитывая то, что звезды молодые, мы отдаем предпочтение орбите, близкой к круговой.

5. УСТОЙЧИВОСТЬ СИСТЕМЫ

Условие устойчивости тройной системы накладывает ограничение на отношение больших полуосей внешней пары N-S и внутренней Sa-Sb.

В нашей работе [5] была вычислена вероятность распада тройной системы тремя методами, опубликованными в работах [19–21], а также с помощью численного моделирования. В результате мы получили, что система устойчива с вероятностью не менее 70%.

В данной работе мы упростили задачу и использовали критерий устойчивости из книги Аарсета [20] как один из наиболее надежных [22]. Тогда

$$\lambda_1 = a_{\text{out}}(1 - e_{\text{out}})^{1.2}(1 + e_{\text{out}})^{-0.4} > 2.8a_{\text{in}}(M_{\text{N+S}}/M_{\text{Sa+Sb}})^{0.4} = \lambda_2. \quad (6)$$

С учетом ошибок мы задаем значения $a_{\text{out}} = 0.7''$ и $e_{\text{out}} = 0.4$ в соответствии с их ошибками, которые обеспечивают минимальное значение $\lambda_1 = 0.331''$.

Если $M_{\text{N+S}} = 4.9 M_\odot$, то $\lambda_2 = 0.312''$; $\lambda_2 = \lambda_1$, если $M_{\text{N+S}} = 5.67 M_\odot$, что в данном случае маловероятно.

Таким образом, наше исследование показало, что данная тройная система устойчива.

6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Звезде Т Тауги посвящено огромное количество работ, анализирующих физические свойства компонентов, но очень мало работ, рассматривающих данную звезду с динамической точки зрения. Метод ПВД для определения орбит по коротким дугам позволяет это сделать.

В нашей работе мы подтвердили надежность метода ПВД на примере тесной пары Sa-Sb. Этим методом получена новая орбита внешней пары N-S с периодом 560 лет, которая определена уве-

ренно и существенно отличается от орбит, полученных в работах [4, 8] с периодами 500–5000 лет. Сами авторы подтверждают, что их орбиты являются оценочными и указывают огромный диапазон значений для каждого элемента, куда, естественно, попадает и наше решение.

Полученная нами масса северного компонента $M_N = 2.4 M_\odot$ несколько завышена по сравнению с оценками распределения энергии $1.7 \leq M_N \leq 2.2$ [9]. Возможно, у него есть еще не открытый маломассивный спутник. Возможно также, что это связано с особенностями, касающимися физических свойств молодых звезд, которые нами в данной работе не исследовались.

Мы также вычислили внешнюю орбиту с минимальной допустимой массой $M_N = 1.7 M_\odot$ ($M_{N+S} = 4.2 M_\odot$). Получили орбиту с периодом $P = 582$ года с максимальной ошибкой 100 лет. Это дает возможность ограничить орбитальный период $500 \leq P \leq 700$ лет. Данный результат является безусловно новым.

Массы компонентов данной тройной системы получены астрометрически двумя методами, причем результаты отличаются всего на $0.3 M_\odot$. В первом случае это удалось благодаря тому, что все три компонента наблюдались одновременно на одном телескопе. Мы предполагали, что система замкнута и центр масс неподвижен, но в результате получили, что центр масс колеблется относительно среднего положения. Во втором случае получить динамическую массу удалось благодаря тому, что при любой заданной массе одна из эллиптических орбит оказалась близка к круговой. Этот новый результат мы считаем главным в данном исследовании, а орбиту, близкую к круговой, наиболее вероятной.

В работе используются данные из CDS и каталога WDS. Авторы выражают благодарность создателям этих каталогов, а также наблюдателям на телескопах Keck и VLT.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. H. M. Dyck, T. Simon, and B. Zuckerman, *Astrophys. J.* **255**, 103 (1982).
2. C. D. Koresko, *Astrophys. J.* **531**, 147 (2000).
3. B. D. Mason, G. L. Wycoff, W. I. Hartkopf, G. Douglass, and C. Worley, *The Washington Visual Double Star Catalogue* (Washington: US Naval Observatory, 2016), <http://ad.usno.navy.mil/wds/wds.html>.
4. G. H. Schaefer, T. L. Beck, L. Prato, and M. Simon, *Astron. J.* **160**, id. 35 (2020).
5. O. V. Kiyaeva and R. Ya. Zhuchkov, *Open Astronomy* **26**, 64 (2017).
6. A. A. Kuseliev, O. B. Kiyaeva, *Астрон. журн.* **57**, 1227 (1980).
7. G. H. Schaefer, L. Prato, M. Simon, and J. Patience, *Astron. J.* **147**(6), id. 157 (2014).
8. R. Köhler, M. Kasper, T. Herbst, and G. H.-M. Bertrang, *Astron. and Astrophys.* **587**, id. 35 (2016).
9. L. Loinard, R. M. Torres, A. J. Mioduszewski, L. F. Rodriguez, et al., *Astrophys. J.* **671**, 546 (2007).
10. Gaia Collaboration, *VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part I. Main source* (Gaia Collaboration, 2022), I/355.
11. A. G. A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, et al., *Astron. and Astrophys.* **616**, id. A1 (2018).
12. T. L. Esplin and K. L. Luhman, *Astrophys. J.* **158**, id. 54 (2019).
13. K. Perraut, L. Labadie, J. Bouvier, F. Menard, et al., *Astron. and Astrophys.* **655**, id. A73 (2021).
14. P. Nisenson, R. V. Stachnik, M. Karovska, and R. Noyes, *Astrophys. J.* **297**, L17 (1985).
15. T. Maihara and H. Kataza, *Astron. and Astrophys.* **249**, 392 (1991).
16. G. Csépany, M. van den Ancker, P. Ábrahám, W. Brandner, and F. Hermuth, *Astron. and Astrophys.* **578**, id. L9 (2015).
17. O. B. Kiyaeva, *Астрон. журн.* **60**, 1208 (1983).
18. O. B. Kiyaeva, *Изв. ГАО в Пулковке* **199**, 13 (1982).
19. B. B. Орлов, P. Я. Жучков, *Астрон. журн.* **82**(3), 231 (2005).
20. S. Aarset, *Gravitational N-Body Simulations* (Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2003), p. 430.
21. M. Valtonen, A. Myllari, V. Orlov and A. Rubinov, *The problem of three stars: stability limit*, in *Dynamical Evolution of Dense Stellar Systems* (Cambridge: Cambridge University Press), IAU Symp. **246**, p. 209 (2008).
22. P. Я. Жучков, O. B. Kiyaeva, B. B. Орлов, *Астрон. журн.* **87**(1), 43 (2010).