Karel Vodička

O geometrických a fysikálních methodách k určení parallaxy sluneční. [VII.]

Časopis pro pěstování mathematiky a fysiky, Vol. 42 (1913), No. 1, 43--58

Persistent URL: http://dml.cz/dmlcz/122110

O geometrických a fysikálních methodách k určení parallaxy sluneční.

Napsal Dr. **Karel Vodička.**

(Pokračování.)

III. **Fysikální methody k určení parallaxy sluneční.**

Parallaxa měsíce. Methody fysikální, analytické, stanoví parallaxu sluneční jednak z rychlosti světla a s tím souvisící velikosti aberrace, jednak ze změn v pohybu měsíce, země, Marta a Venuše. Jedna z posledně jších method odvozuje parallaxu též z hmoty zemské. Lze tedy methody fysikální děliti na dvě skupiny, na methody optické a gravitační. Tyto vyžadují přesnou znalost pohybů měsíčních a jeho parallaxy. Jest známo, že poprvé parallaxa měsíce byla současně s parallaxou sluneční stanovena *Hipparchem* ve velikosti $57' = 3420''$, kterážto hodnota dosti dobře souhlasí s novějšími určeními. Jinak měří se k stanovení paralaxy měsíce zenitové distance severního nebo jižního jeho okraje za doby kulminace, a to na dvou místech zeměkoule značně od sebe vzdálených a skoro v témž meridianu ležících. Takto ustanovili roku 1752 *Lacaille* a *Lalande* pro aequatorealní horizontální parallaxu měsíce, platící pro střední vzdálenost měsíce od země, hodnotu $3424{\cdot}7''$.

Vedle toho lze určiti parallaxu měsíce z jeho pohybu. Pohyb měsíce vykazuje totiž množství nerovnin, z nichž některé mají svůj původ v elliptickém tvaru země; bude tedy parallaxa měsíce P_0 záviseti také na rozměrech a tvaru země. Za předpokladu, že země jest přibližně rotačním ellipsoidem, platí pro urychlení tíže (17)

$$g = g_0 (1 + f \sin^2 \varphi');$$

označíme-li $f'_0 = \dfrac{\omega^2 a}{g_0}$ poměr síly odstředivé k tíži na rovníku, jest dle theoremu *Clairaut-Laplaceova* (23)

$$f = \tfrac{5}{2} f'_0 - \varepsilon. \qquad (64)$$

Z rovnice (18) pro $R = a$, $\varphi' = 0$ plyne

$$g_0 = \frac{mk^2}{a^2}\left[1 = \frac{3(C - A)}{2ma^2} - \frac{\omega^2 a^3}{mk^2}\right] = \frac{mk^2}{a^2}(1 - f + f'_0),$$

tedy

$$\frac{mk^2}{a^2} = \frac{g_0}{1 - f + f'_0}. \tag{65}$$

Do rovnice této zaveďme hodnotu

$$G = g_0\left(1 + \frac{f}{3}\right) \tag{66}$$

a eliminujme pak f z rovnice

$$\frac{mk^2}{a^2} = \frac{g}{\left(1 + \frac{f}{3}\right)(1 - f + f'_0)}$$

pomocí rovnice (64); bude pak až na veličiny vyšších řádů

$$\frac{mk^2}{a^2} = \frac{g}{1 + \frac{2}{3}(\varepsilon - f'_0}. \tag{67}$$

Kdyby dráha měsíce byla kruhová o radiu a', mohla by existovati jen tehdy, kdyby centrifugální urychlení $a' n'^2$ odpovídající úhlové rychlosti n' bylo vyváženo vzájemnou přitažlivostí měsíce a země. Země měsíci uděluje zrychlení $\frac{mk^2}{a'^2}$, měsíc o hmotě m' zemi zrychlení $\frac{m'k^2}{a'^2}$, a musilo by tedy vyjíti

$$\frac{(m + m')\,k^2}{a'^2} = a'n'^2. \tag{68}$$

Rovnice tato zůstává v platnosti i pro elliptickou dráhu měsíce, značí-li jen a' velkou poloosu dráhy měsíční, n' střední úhlovou rychlost. Přítomností slunce se jednotlivé síly gravitační pozmění, neboť slunce o hmotě M porušuje vzájemnou přitažlivost mezi měsícem a zemí, a sice zmenšuje ji asi o $\frac{1}{358}$. Abychom toto zmenšení vyšetřili, mysleme si pro jednoduchost dráhu měsíce v ekliptice. Slunce zemi uděluje zrychlení $\frac{Mk^2}{a_1^2}$ ve směru ZS, měsíci $\frac{Mk^2}{r^2}$, ve směru MS (obr. 9.). Ježto v úvahu přichází pouze relativní pohyb měsíce vůči zemi, můžeme zemi považovati za klidnou, a pak urychlení $\frac{Mk^2}{a_1^2}$ působí stále rovnoběžně ke spojce ZS. Ve směru ZM působí pak komponenta

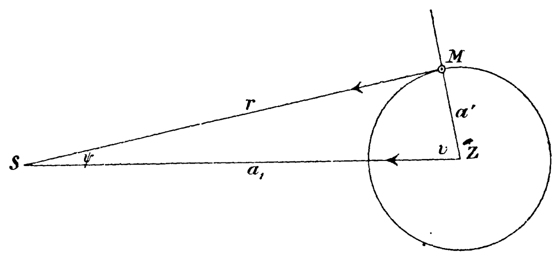
$$Mk^2\left(\frac{\cos(\psi+v)}{r^2}-\frac{\cos v}{a_1^2}\right),$$

nebo, ježto

$$r\cos\psi = a_1 - a'\cos v,$$

komponenta

$$\frac{Mk^2}{a_1^2}\left(\frac{\cos^2\psi\cos(\psi+v)}{\left(1-\frac{a'}{a_1}\cos v\right)^2}-\cos v\right).$$



Obr. 9.

Vynecháme-li již druhé mocniny malého poměru $\frac{a'}{a_1}$ a položíme tedy $\sin\psi = \frac{a'}{a^1}\sin v$, $\cos\psi = 1$, bude ona komponenta rovna

$$\frac{Mk^2a'}{a_1^3}(3\cos^2 v - 1).$$

Všechny takovéto komponenty závislé od v máme sečísti od $v = 0$ do $v = 2\pi$ a vzíti z nich středˇ, t. j. stanoviti výraz

$$\frac{Mk^2a'}{a_1^3}\int_0^{2\pi}(3\cos^2 v - 1)\,dv : \int_0^{2\pi} = \frac{Mk^2a'}{2a_1^3}.$$

Zanedbáme-li malou hmotu země vůči hmotě sluneční a označíme-li n střední úhlovou rychlost země v dráze, bude

$$\frac{Mk^2}{a_1^2} = a_1 n^2,$$

a tedy porucha sluneční v normálovém směru dráhy měsíční dána jednoduše výrazem $\frac{1}{2}a'n^2$; ježto tangenciální komponenta poruchy v intervallu $v = 0$ do $v = 2\pi$ jest nullová, zní rovnice (68)

$$\frac{(m + m') k^2}{a'^2} = a' (n'^2 + \tfrac{1}{2} n^2). \tag{69}$$

Eliminujeme-li z rovnice (67) a (69) k^2 a položíme pro ekvatoreální horizontální parallaxu měsíce P_0

$$\sin P_0 = \frac{a}{a'},$$

obdržíme vztah

$$a = G\left(1 + \frac{m'}{m}\right) \frac{\sin^3 P_0}{n'^2 \left(1 + \frac{n^2}{2\, n'^2}\right) [1 + \frac{2}{3}(\varepsilon - f'_0)]}. \tag{70}$$

Rovnice ta není ovšem přesnou úplně, ježto rovnice (69) nevystihuje zcela pohyb měsíce, ale s ohledem na přesnost, s jakou P_0 jest určeno z pozorování, poskytuje dostatečnou přesnost k určení rozměrů zemských.

Vztah mezi pohybem měsíce kolem země a mezi tíží na povrchu zemském tvořil *Newtonovi* základ k vyslovení všeobecného gravitačního zákona. V druhé polovici století 18. vyslovil *Lambert* myšlenku, pomocí tohoto vztahu z rozměrů země a tíže usuzovati naopak na parallaxu měsíční (*Seidel*, Astr. Nach. 50), ač teprve *Laplace* 1799 tímto způsobem parallaxu měsíční počítal (Traité de mechanique céleste, tome 1. a 3.). Také r. 1840 *Hausen* (Darlegung der theoretischen Berechnung der in den Mondtafeln angewandten Störungen. Abhandl. der k. sächs. Ges. Bd. IX., math.-fys. Classe Bd. VI.) a *Adams* (On new tables of .... Appendix to the English Naut. Al. for 1856 nebo Month. Not. 13) při Besselově hodnotě pro a počítali tímto způsobem parallaxu měsíce a našli skoro stejně $P_0 = 3422{\cdot}27''$.

Jiná určení parallaxy měsíční odvozena jsou z pozorování deklinací měsíce jednak na Mysu dobré naděje, jednak v Evropě.

Olufsen (Untersuchungen über den Werth der Mondparallaxe, ... Astr. Nachr. 1837) srovnáním Lacaillových pozorování na Mysu dobré naděje s pozorováními vykonanými v Greenwichi, Paříži, Berlíně a Bologni v létech 1751—1753, celkem z 59 korrespondujících pozorování zenitových distancí v meridianu našel

$$sin\ P_0 = 0{\cdot}01651233 + 0{\cdot}02449201\ \varepsilon - 0{\cdot}00000162\ dL,$$

nebo násobením

$$\frac{3423{\cdot}3''}{sin\ 3423{\cdot}3} = 206274{\cdot}28$$

$$P_0 = 3406{\cdot}069'' + 5052{\cdot}072''\varepsilon - 0{\cdot}334\ dL \pm 0{\cdot}45'',$$

kde dL značí chybu v přijaté délce Mysu dobré naděje, vyjádřenou v minutách časových; vynecháme-li ji, obdržíme pro

Besselovu hodnotu $\varepsilon = 1 : 299{\cdot}15$ $P_0 = 3422{\cdot}80'' \pm 0{\cdot}45''$
Clarkeovu hodnotu $\varepsilon = 1 : 293{\cdot}466$ $P_0 = 3423{\cdot}284'' \pm 0{\cdot}45''$.

Henderson Th. (The constant quantity of the moon's equatorial horizontal parallax, . . . Mem. R. A. S. 1837) z vlastních pozorování měsíce na Mysu dobré naděje spojených s pozorováními vykonanými v Greenwichi a Cambridgi v létech 1832 až 1833 odvodil dvě hodnoty a to jednu dle tabulek *Burckhardtových*, druhou dle tabulek *Damoiseauových*; dle těchto jest

$$P_0 = 3422{\cdot}46'' + 5062''\ \delta\varepsilon - 0{\cdot}05''\ \delta t - 0{\cdot}12\ \delta s - 0{\cdot}14\ \delta s',$$

kde délka hvězdárny $= 1^h\ 13^m 55^s + \delta t^s$, $\delta\varepsilon = \varepsilon - \frac{1}{300}$, δs a $\delta s'$ značí pak korrekce pro konstantní rozdíly existující vlivem různých strojů a různých pozorovatelů. Vynecháme-li je a položíme-li dle novějších určení

$$\delta t = -0{\cdot}35^s,\ \delta\varepsilon = \frac{1}{293{\cdot}466} - \frac{1}{300} = 0{\cdot}00007422,$$

bude

$$P_0 = 3422{\cdot}46'' + 0{\cdot}376'' + 0{\cdot}018'' = 3422{\cdot}854''.$$

Breen (On the constant of the moon's hor. equat. parallax, ... Mem. R. A. S. 1863) kombinací 123 pozorování na Mysu dobré naděje v letech 1830—37 vykonaných s korrespondujícími pozorováními v Greenwichi, Edinburgu a Cambridgi našel

$$P_0 = 3422{\cdot}696'' - 0{\cdot}013''\ \delta t,$$

kde dle předešlého $\delta t = -0{\cdot}35^s$ jako korrekce přijaté délky Mysu dobré naděje. Za sploštění vzato $\varepsilon = \frac{1}{300}$; pro Clarkeovo sploštění $\varepsilon = 1 : 293{\cdot}466$ bude tedy

$$P_0 = 3422{\cdot}696'' + 0{\cdot}376'' + 0{\cdot}005'' = 3423{\cdot}077''.$$

Stone (Constant of lunar parallax. Mem. R. A. S. 1865) kombinací 239 pozorování měsíčních na Mysu dobré naděje v létech 1856—1861 vykonaných s korrespondujícími pozorováními v Greenwichi našel

$$P_0 = 3422{\cdot}707'' \pm 0{\cdot}049'';$$

při tom neudává, jakého užil splošténí. Užil-li hodnoty $\varepsilon = 1 : 300$, bylo by dle předchozího nutno přidati korrekci 0·376″, abychom údaj přivedli na sploštění Clarkeho, a bylo by pak

$$P_0 = 3423{\cdot}083'' \pm 0{\cdot}049''.$$

Z posledních dvou hodnot odvodil *Harkness* (The solar parallax . . . .) hodnotu

$$P_0 = 3423{\cdot}08'' \pm 0{\cdot}05''.$$

Parallaxa měsíce jakož i jiné konstanty s parallaxou sluneční souvisící závisí na sploštění zemském, a Harkness tedy vyšetřuje, jaký vliv má chyba v sploštění na dotyčné veličiny. Pro sploštění a parallaxu měsíce dospívá tím k hodnotám

$$\varepsilon = 1 : (300{\cdot}205 \pm 2{\cdot}964)$$
$$P_0 = 3422{\cdot}54216'' \pm 0{\cdot}12533''.$$

Při úvahách o sploštění zemském nelze se ovšem omeziti jen na měření stupňová a kyvadlová, ježto tato dávají dosti různé výsledky. Větší váhu nutno tu přičítati methodám, které určují sploštění země z pohybu měsíce, ku př. z rovnice (70). Výsledky zde docílené jsou:

Sploštění stanovené z poruchu pohybu měsíce obnáší (*Harkness*) . . . . 1 : 294 93

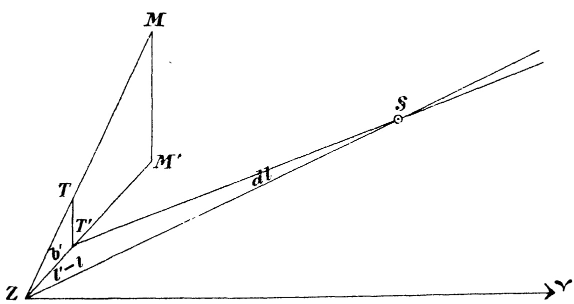
Sploštění z precesse a nutace kombinované s Legendreovým zákonem o hustotě zemské jest (*Harkness*) . . . . 1 : 297·67

Helmert (Die math. und phys. Theorien der höh. Geodaesie II. díl) udává . . . . . . 1 : 297·8 ± 2·2.

Rovnice měsíční v theorii pohybu země. Z gravitačního zákona *Newtonova* plyne důležitá věta mechaniky nebeské, že těžiště systému libovolného počtu těles nebeských, působících na se silami přitažlivými, nedozná vlivem všech těch sil přitažlivých žádné změny. Jednotlivé planety neobíhají tedy kolem slunce jako centra, nýbrž kolem těžiště naší sluneční soustavy, kolem kterého se též slunce pohybuje. Vzhledem k nepatrné hmotě všech těles sluneční soustavy proti hmotě slunce samotného spadá společné těžiště do nitra slunečního. Podobně jest tomu při parciálních systémech planet s měsíci. Přítomností měsíce neopisuje těžiště zemské, nýbrž těžiště systému země-měsíc elliptickou dráhu kolem slunce, a země, právě jako měsíc, otáčejí se během doby synodického měsíce kolem tohoto společného těžiště, opisujíce kol něho ellipsy, jejichž rozměry závisí na vzájemné hmotě obou těles. Volíme-li tedy přibližně hmotu měsíce $= {}^1/_{80}$ hmoty zemské a vzdálenost měsíce od země $= 60$ poloměrům zemským, bylo by těžiště systému měsíc-země v zemi samé, a to asi ve vzdálenosti ${}^3/_4$ poloměru zemského od středu země. Ze země ovšem přenášíme všechny její pohyby na tělesa nebeská, a bude tedy zdánlivý pohyb všech nebeských těles vyjma měsíce samotného vykazovati jistou nerovnost, závislou na okamžitém postavení měsíce v soustavě slunce-země-měsíc.

Tato nerovnost, t. j. zdánlivá posunutí těles nebeských následkem kolísání středu zemského, jeví se takto: Nutno předem znáti přesně dráhu některé planety ne příliš od země vzdálené, která se stanoví z velkého počtu pozorování. Pak za první čtvrti měsíční pravé místo planety předbíhá místo střední, které se vypočetlo z theorie oné planety, za doby syzygií obě místa splývají a za doby poslední čtvrti pravé místo následuje za místem středním. Venuše se k pozorování těchto posunutí nehodí z týchž důvodů, které byly uvedeny při meridianové methodě k stanovení parallaxy sluneční. Při Martovi a planetoidách vystupuje pak ona nepříznivá okolnost, že v době opposice jsou blízko země jen po několik málo lunací a mimo to pro planetoidy chybí ještě přesné tabulky a chyby tabulek Martových lze těžko eliminovati, poněvadž oposice Martovy po jeho dráze se stejnoměrně rozdělí teprve během mnoha let. Nejsprávnějším jest tedy konati meridianová měření slunce; ta mají ovšem nevýhody souvisící s absolutním určením míst slunečních, ty však vyváženy jsou okolností. že již během několika málo let se pozorování sluneční rovnoměrně po celé dráze jeho rozloží.

Značí-li ZYS rovinu ekliptiky (obr. 10.), body Z, M, S, středy země, měsíce a slunce, směr ZV směr k bodu jarnímu, jest $\sphericalangle VZS = l$ délkou slunce, $\sphericalangle VZM' = l'$ délkou měsíce, při čemž M' jest průmět středu měsíce M do roviny ekliptiky. Značí-li dále T těžiště systému země-měsíc, ze kterého by se měla pozorování konati, T' průmět jeho do roviny ekliptiky, jest $\sphericalangle ZST' = dl$ odchylkou pravého místa slunečního od místa středního, tedy hledanou nerovností podmíněnou přítomností měsíce. Je-li pak m hmota země, m' hmota měsíce, ϱ vzdálenost těžiště od středu země, ϱ' vzdálenost téhož od středu měsíce, r radius vektor dráhy zemské, $r' = \varrho + \varrho'$ radius vektor dráhy měsíce, bude dle principu těžiště $m\varrho = m'\varrho'$, nebo přidáním $m'\varrho$ na obě strany rovnice $(m + m')\varrho = m'r'$. Dělíme-li



Obr. 10.

obě strany mr a označíme $\frac{m'}{m} = \mu$ hmotu měsíce vyjádřenou v jednotkách hmoty zemské, bude

$$(1 + \mu)\frac{\varrho}{r} = \mu\frac{r'}{r}.$$

Značí-li ještě b' šířku měsíce, plyne z $\triangle\, ZT'S$ dle věty sinové

$$\varrho \cos b' : r = \sin dl : \sin (l' - l + dl)$$

a dosazením za ϱ až na veličiny vyšších řádů

$$\frac{1 + \mu}{\mu} \cdot \frac{\sin dl}{\cos b' \sin (l' - l)} = \frac{r'}{r},$$

čili

$$dl = \frac{\mu}{1 + \mu}\,\frac{r'}{r}\,\frac{\cos b'}{\sin 1''} \sin (l' - l). \tag{71}$$

Podobně odvodily by se výrazy pro kolísání šířky slunce a radia vektora, pozorují-li se z těžiště a ne ze středu země;

výrazů těch však pro účel parallaxy se neužívá. Z rovnice (71) plyne, že za doby syzygií jest $dl = 0$, za doby quadratur $[l' - l = \pm 90^0]$ však maximální o hodnotě

$$dl_0 = \frac{\mu}{1+\mu} \frac{\cos b'}{\sin 1''} \frac{r'}{r}.$$

Pro $b' = 0$, $r = a_1$, $r' = a'$, kde a_1 značí střední vzdálenost slunce, a' střední vzdálenost měsíce od země, zove se konstantní faktor

$$P = \frac{\mu}{1+\mu} \frac{a'}{a_1 \sin 1''}$$

vyjádřený v obloukových sekundách konstantou měsíční rovnice. Zavedeme-li sem střední aequatoreální horizontální parallaxu slunce π_0 a měsíce P_0 relací

$$\frac{a'}{a_1} = \frac{\sin \pi_0}{\sin P_0},$$

bude při $\sin \pi_0 = \pi_0 \sin 1''$

$$\pi_0 = P \sin P_0 \frac{1+\mu}{\mu}. \tag{72}$$

V podobné formě uvádí měsíční rovnici *Laplace*, který dosazením hodnot π_0, P_0, μ počítá P; výsledek jeho jest poněkud veliký. K výpočtu parallaxy použil rovnice (72) poprvé *Le Verrier* (Annales de l'Observatoire impérial de Paris, tome IV); k stanovení P použil slunečních pozorování v letech 1804 až 1850 v Greenwichi, Královci a Paříži vykonaných a našel

$$P = 6{\cdot}50'' \pm 0{\cdot}03''.$$

Newcomb (Investigation of the distance of the Sun ... Wash. Obs. 1865) našel ze slunečních pozorování konaných
v Greenwichi v letech 1851—1864 . . . $P = 6{\cdot}56'' \pm 0{\cdot}04''$,
ve Washingtonu v letech 1861—1865 . . $P = 6{\cdot}51'' \pm 0{\cdot}07''$,
a z nich střed

$$K = 6{\cdot}547'' \pm 0{\cdot}015''.$$

Deichmüller (Bearbeitung der Bonner Ortsbestimmungen der Sonne. Vierteljahrschrift der Astr. Ges. 1891) z pozorování slunečních v letech 1847—1853 v Bonnu konaných našel

$$P = 6{\cdot}75'' \pm 0{\cdot}11''.$$

Kurt Laves (Der Coefficient der sogenannten lunarèn Gleichung .... Astr. Nachr. 1893 sv. 132.) použil pozorování Gillových na Ascensionu při opposici Marta 1877 vykonaných a obdržel (r. 1891)

$$P = 6{\cdot}53'' \pm 0{\cdot}05''.$$

Gill (Remarks on the best methods .... Mont. Not. 1894) z pozorování vykonaných při oposici Viktorie r. 1894 odvodil

$$P = 6{\cdot}42''.$$

Střed hodnot Le Verrier-Newcomb-Deichmüllerovy (pozorování slunce) $= 6{\cdot}55'' \pm 0{\cdot}06''$ a Kurt Lavesovy (pozorování planet) dá

$$P = 6{\cdot}538'' \pm 0{\cdot}008''.$$

Hodnoty pro parallaxu sluneční stanovené z rovnice měsíční jsou následující:

1858 *Le Verrier* (Annales de l'Observatoire ... tome IV)	8·892″
1867 *Newcomb* (Investigation of the distance of the Sun ...)	8·975″ — 8·906″
1891 *Kurt Laves* (Beiträge zur Bestimmung und. Verwerthung der Bew. Berlín 1891)	8·932″
1891 *Deichmüller* (Bearbeitung der Bonner Ortsbestimmungen ...)	9·235″
1894 *Gill* (Remarks on the best methods ...)	8·783″
1895 *Newcomb* (Supplement to the Amer. Eph. and Naut. Al. for 1897)	8·872″
1897 *Gill* (Annals Cape Observatory VI.)	8·815″

Výsledky získané z rovnice měsíční dosti se rozcházejí, a chceme-li stanoviti pravděpodobnou hodnotu π_0, pišme rovnici (72) ve tvaru

$$\pi_0 = \text{num. faktor. } P\left(1 + \frac{1}{\mu}\right).$$

V tomto tvaru jeví se pak hořejší údaje ve tvarech

Le Verrier-Stone-Deichmüller . . $\pi_0 = 0{\cdot}01662 \quad P\left(1 + \frac{1}{\mu}\right)$

Newcomb . . . . $\pi_0 = 0{\cdot}016461 \quad P\left(1 + \frac{1}{\mu}\right)$

Harkness (On the relative accuracy... Am. Jour. 1881) . . $\pi_0 = 0{\cdot}0164564\ P\left(1+\frac{1}{\mu}\right)$

Kurt Laves . . . . $\pi_0 = 0{\cdot}016577\ P\left(1+\frac{1}{\mu}\right)$

Příčina nesrovnalostí vězí tedy jednak v hodnotě numerického faktoru $= \sin P_0$, jednak v hodnotě P a μ. Hmota měsíce μ určuje se jednak z parallaxy měsíce, jednak z přílivu a odlivu a za nejsprávnější považuje se hodnota Kurt Lavesova $\frac{1}{\mu} = 80{\cdot}88$. Střed hořejších hodnot dá

$$\pi_0 = 0{\cdot}0165286\ P\left(1+\frac{1}{\mu}\right)$$

a při $P = 6{\cdot}538'' \pm 0{\cdot}008''$, $1 + \frac{1}{\mu} = 81{\cdot}88$, jest

$$\pi_0 = 8{\cdot}848'' \pm 0{\cdot}011''.$$

Při Harknessově hodnotě $P_0 = 3422{\cdot}54'' \pm 0{\cdot}125''$ bylo by $\pi_0 = 0{\cdot}0165922\ P\left(1+\frac{1}{\mu}\right)$ a tedy

$$\pi_0 = 8{\cdot}883'' \pm 0{\cdot}011''.$$

Obě hodnoty jsou vůči dřívějším methodám příliš veliké.

Parallaktická nerovnost v theorii pohybu měsíce. Pohyb měsíce kolem země pozměňuje se, jak při parallaxe měsíce částečně bylo ukázáno, značně rozdílem přitažlivosti slunce na měsíc a na zemi, čímž povstávají v pravé délce λ měsíce poruchy, které se zpravidla označují I, II, III, IV, takže, značí-li l střední délku měsíce, jest

$$\lambda = l + \mathrm{I} + \mathrm{II} + \mathrm{III} + \mathrm{IV}.$$

Značí-li v střední anomalii měsíce, L střední délku, V střední anomalii slunce, jest

$$\mathrm{I} = 6^0\ 16'\ \sin v + 12'\ 50''\ \sin 2v + \ldots$$

Nerovnost tato, objevená již *Hipparchem*, ukazuje se při každém elliptickém pohybu, má tedy původ svůj v elliptickém tvaru dráhy a zove se *rovnicí.*

Druhá nerovnost, objevená *Ptolemaeem*, má původ svůj v tom, že jak excentricita, tak i délka perigea podrobena jest rušivým vlivům slunce; zove se *evekcí* a má tvar

$$\mathrm{II} = 1^0\,16'\,sin\,[2(l - L) - v];$$

v quadraturách a syzygiích přispívá k rovnici.

Když pomocí dalekohledu umožněno bylo přesnější pozorování míst měsíce a srovnávání jich s místy vypočtenými, objevil *Abul Wefa* a neodvisle od něho *Tyge Brahe* třetí nerovnost zvanou *variace*. Původ její jest v tom, že během oběhu měsíce mění se jeho vzdálenost od slunce, tím též velikost přitažlivé síly, a tvar její jest

$$\mathrm{III} = 36'\,sin\,2(l - L).$$

Čtvrtá nerovnost, zvaná *roční rovnice*, objevená *Keplerem*, má tvar

$$\mathrm{IV} = 11'\,sin\,V,$$

vymizí tedy v perigeu a apogeu, a původ její jest v excentricitě dráhy zemské.

Poruchy tyto obsahují v analytickém svém vyjádření členy závislé na poměru vzdálenosti země od slunce a měsíce od země a na jejich vyšších mocninách; možno jich tedy užíti k stanovení parallaxy sluneční, známe-li parallaxu měsíce a příslušné koefficienty, které při prvé potenci zmíněného poměru jsou největší. K účelu tomu hodí se nejlépe variace. Nerovnost v pohybu měsíce vzniklá variací jeví se tím, že měsíc poblíže prvé čtvrti zůstává dvě minuty za místem a poblíže poslední čtvrti dvě minuty před místem středním. Hlavní člen variace zove se *nerovnost parallaktická* a její analytický výraz jest (*Harknes,* On the solar parallax . . .)

$$sin\,Q = F\frac{1 - \mu}{1 + \mu}\,\frac{sin\,\pi_0}{sin\,P_0}\,sin\,D, \qquad (73)$$

kde μ, π_0, P_0 má dřívější svůj význam, D jest střední délka slunce zmenšená o střední délku měsíce a F řada vyjádřená *Delaunyem*, postupující dle mocnin poměru středního pohybu země ke střednímu pohybu měsíce; její koefficienty jsou známé funkce excentricity drah měsíce a země.

Delaunay (Théorie du mouvement de la Lune, tome 2; Expressions numériques de trois coordonnées de la Lune, Con. d. Temps 1869, Additions) udává pro F relaci

$$\frac{F}{arc\,1''}\,\frac{a'}{a_1} = 127{\cdot}2423'',$$

kde distance a', a_1 měsíce a země od slunce splňují třetí zákon Keplerův; z toho Harkness stanovil $F = 0{\cdot}241086$.

Newcomb (A transformation of Hansen's lunar theory ... Astrn. papers prepared for the ... Almanac. Washington 1882) uvádí, že hodnota F implicitně jest obsažena v Hansenových tabulkách měsíčních ve tvaru

$$F = 122{\cdot}032'' \, arc \, 1'' \, \frac{1 + \mu}{1 - \mu} \frac{a_1}{a'},$$

z čehož by bylo $F = 0{\cdot}241010$.

Parallaktická nerovnost vymizí pro dobu syzygií a v kvadraturách má maximální hodnotu Q_0 danou rovnicí

$$sin \, Q_0 = F \frac{1 - \mu}{1 + \mu} \frac{sin \, \pi_0}{sin \, P_0};$$

hodnota tato zove se konstantou parallaktické nerovnosti.

První tuto konstantu v pohybu měsíce našel *Mason* a *J. T. Mayer* zavedl ji roku 1787 do tabulek měsíčních (Tables of the Moon improved), a to ve velikosti $Q_0 = 116{\cdot}87''$, téměř takové, jak ji našel Mason ($Q_0 = 116{\cdot}68''$). Hodnoty tyto proti novějším hodnotám jsou asi o $10''$ menší; odchylky při určení této konstanty se vyskytující dají se vysvětliti tím, že pozorování konají se částečně za první, částečně za poslední čtvrti, pozoruje se tedy vždy jiný okraj měsíce a při redukci na střed závisí tedy výsledek od poloměru měsíčního.

Airy 1860 (Corrections of the elements of the moons orbit ... Mem. R. A. S. 29) našel z greenwichských pozorování měsíce v letech 1750—1851 $Q_0 = 124{\cdot}7''$.

Newcomb 1865. (Investigation of the distance of the Sun ...) našel, že konstanta ta u Hansena plynoucí z greenwichských a a dorpatských pozorování jest $Q_0 = 126{\cdot}46''$. Sám pak r. 1867 ze čtyrletých pozorování washingtonských v letech 1862—1866 našel $Q_0 = 125{\cdot}46''$.

Stone 1867 (A determination of the coefficient of the parallactic inequality ... Month. Not. 27) z více jak 2000 pozorování měsíčních v letech 1848—1866 v Greenwichi konaných našel $Q_0 = 125{\cdot}36 \pm 0{\cdot}4''$.

Hodnota Q_0 závisí na tom, jaký vezmeme poloměr měsíční. Ten stanovuje se jednak v době úplňku průchodem obou okrajů meridianem a jest tedy dobře znám, jednak z pokrytí hvězd při totálním zatmění měsíce (způsobu toho užívá se od r. 1884 dle návrhu *Döllenova*). Velikost poloměru získaného způsobem prvním jest však pozměněna irradiací a ani poloměru získaného způsobem druhým nelze užíti ke stanovení Q_0, ježto tu nutno konati meridianová pozorování jednak ve dne, jednak za jasného soumraku, tedy vždy za různých atmosférických podmínek. Dle *Newcomba* obnáší zdánlivá změna průměru měsíce asi 0·92″ dle toho, konají-li se pozorování před západem nebo po západu slunce, což činí konstantu Q_0 o více jak 0·5″ nejistou; na určení π_0 má to pak vliv 0·035″. Dosadíme-li totiž do relace (74) $\mu = 1 : 80{\cdot}88$, $F = 0{\cdot}241010$, $P_0 = 3422{\cdot}54''$, jest $\pi_0 = 0{\cdot}070568\ Q_0$, a chybíme-li tedy o $\frac{1}{7}''$ v Q_0, má to již vliv na druhou decimálu v π_0. Methoda sama o sobě k určení π_0 byla by tedy přesnou, kdyby se dalo Q_0 určiti aspoň na $\frac{1}{7}''$ přesně.

Aby tedy pozorování učinila se neodvislými od měsíčního poloměru, navrhují *Campbell* a *Neison* pozorovati určitý bod asi uprostřed kotouče měsíčního, který jest za doby prvé i poslední čtvrti osvětlován; takovým bodem jest krater Mösting A. Při tom nesmí se zapomínati, že vlivem elliptického tvaru dráhy měsíční kol země není pohyb měsíce stejnoměrný, nutno tedy bráti ohled na libraci; ba není snad vyloučena i možnost librace fysické, že by totiž rotace měsíce kolem osy byla podrobena podobným poruchám jako osa zemská.

Na základě rozsáhlých diskusí o tomto předmětě našli *Campbell* a *Neison* r. 1880 (On the determination of the solar parallax by means of the paral. inequality in the motion of the Moon. Month. Not. 40) buď $Q_0 = 125{\cdot}64'' \pm 0{\cdot}09''$ nebo $Q_0 = 124{\cdot}64'' \pm 0{\cdot}25''$ dle toho, připustili-li do theorie měsíční jistý 45-letý hypotetický člen či ne.

Spor vedený v Monthly Notices v letech 1880—1882 mezi *Stonem*, *Campbellem* a *Neisonem* ukázal, že všechna spracování měsíčních pozorování nutno znovu přepracovati k odvození konečného výsledku, a *Harkness* odvodil jako střed uvedených hodnot $Q_0 = 125{\cdot}46'' \pm 0{\cdot}35''$.

R. 1884. *Neison* (On the corrections required by Hansen's „Table de la Lune". Mem. R. A. S. 48) srovnáním Hansenových tabulek měsíčních se 1600 pozorováními měsíce vykonanými v Greenwichi v letech 1862—1877 našel $Q_0 = 125{\cdot}313'' \pm 0{\cdot}046''$.

V době nejnovější pozoroval *Franz* (Königsberger Meridianbeobachtungen von Mösting A. Astr. Nach. 136) v Královci krater Mösting A a odvodil r. 1894 pro $Q_0 = 124{\cdot}363'' \pm 0{\cdot}272''$ a $Q_0 = 124{\cdot}389'' \pm 0{\cdot}287''$.

R. 1904 *Cowell* (On the semidiameter, parallactic inequality and variation of the Moon from Greenwich meridian observations 1847 to 1901·5, Month. Not. 64) z Greenwichských pozorování měsíčních odvodil $Q_0 = 124{\cdot}75''$.

Hodnoty uveřejněné pro parallaxu sluneční z parallaktické nerovniny jsou tyto:

1804. *La Place* (Traité de mécanique céleste. Tome III.)	8·633″
1812. *Burkhardt* (Tables astronomiques publiées par le Bur. d. Long.)	8·605″
1823. *Laplace* (Sur les inégalités lunaires dues à l'apl. d. ter. Con. d. Temps.)	8·647″
1849. *Airy* (Corrections of the elements of the moon's orbit. Mem. R. A S.)	8·624″
1861. *Airy* (Corrections of the elements of the moon's orbit. Mem. R. A. S.)	8·788″
1867. *Stone* (A determination of the coefficient of the par. inequ. Month. Not.)	8·835″
1867. *Newcomb* (Investigation of the distance of the Sun.... Wash. Obs. 1865.)	8·842″
1880. *Campbell* a *Neison* (On the determination of the sol. par. Month. Not. 40.)	8·735″
1880. *Campbell* a *Neison* (On the determination of the sol. par. Month. Not. 40.)	8·820″
1881. *Stone* (On the determination of the coefficient . . . Month. Not. 41.)	8·826″
1881. *Campbell* a *Neison* (On the determination of the value . . . Month. Not. 41)	8·790″
1882. *Stone* (On some systematic errors in the determination . . . Month. Not 42.)	8·717″
1882. *Stone* (Note on Messrs Campbell and Neison's paper . . . Month. Not. 42.)	8·766″
1882. *Neison* (On a supposed periodical Term in the values . . . Month. Not. 42.)	8·750″

1885. *Neison* (On the corrections required by Hansen's Tables . . . Mem. R. A. S. 48.) 8·832″

1894. *Franz* (Königsberger Meridianbeobachtungen . . . Astr. Nach. 136.) 8·768″

1904. *Cowell* (On the semidiameter, . . . Month. Not. 64.) 8·76″

1904. *Brown* (The parallactic inequality and the solar par. Month. Not. 64.) 8·778″

Výsledky získané se opět značně liší a příčinu toho nutno hledati v užitých hodnotách pro Q_0, F, μ, P_0. Proto se zpravidla k výpočtu parallaxy užívá parallaktické nerovniny ve tvaru

$$\text{parallaktická nerovnina} = \text{koefficient}\ \frac{\text{sluneční parallaxa}}{\text{přijatá hodnota parallaxy}}.$$

Počítáme-li parallaxu sluneční z rovnice (74) a položíme za tou příčinou za Q_0 střed z uvedených hodnot $Q_0 = 124{\cdot}652''$, $F = 0{\cdot}241010$, $\mu = 1 : 80{\cdot}80$, $P_0 = 3422{\cdot}54''$, obdržíme

$$\pi_0 = 8{\cdot}8057''.$$

(Pokračování.)

Jednoduchý kahan spektrální.

Sděluje dr. **Václav Posejpal.**

Studujeme-li spektroskopicky známá plamenová spektra *Li*, *Na*, *Ca*, *Sr*, *Ba* atd., setkáváme se vždy s obtíží, udržeti příslušné zabarvení plamene. Stará Bunsenova methoda platinového drátku a perličky se jeví málo dostačující. Poměry tyto stávají se ještě mnohem horšími všude tam, kde potřebujeme trvalého monochromatického osvětlení, jako na př. při saccharometrii, spektrální fotometrii, při refraktometrech, interferometrech a p. Pro tyto účely byl tudíž původní způsob Bunsenův všelijak modifikován a zdokonalován. Doklady toho nalezne laskavý čtenář nejlépe v rozsáhlé Kayserově Spektroskopii[1]). Tyto různé úpravy jsou většinou buď značně složité a tudíž i drahé, aneb, pokud jsou jednoduché, nevyhovují svému účelu. K těmto druhým třeba na prvém místě počítati ták zvané zjednodušené spektrální kahany Beckmannovy.

---

[1]) H. Kayser, Handbuch der Spektroskopie. Leipzig 1900. Erster Band, pg. 142—154.